

WYDZIAŁY POLITECHNICZNE KRAKÓW

BIBLIOTEKA GŁÓWNA

3537

L. inw.

WILHELM ENGELMANN

NEUERLEBTE ASTRONOMIE

DRITTE AUFLAGE HERAUSGEGEBEN VON H.C. VOGEL.



LEIPZIG
VERLAG WILHELM ENGELMANN
1905

Biblioteka Politechniki Krakowskiej



10000294343

NEWCOMB-ENGELMANNS
POPULÄRE ASTRONOMIE

DRITTE AUFLAGE

NEWCOMB-ENGLISHANS

FORULARE ASTRONOMIE

LEITEN VON DER

NEWCOMB-ENGELMANN'S
POPULÄRE ASTRONOMIE

Dritte Auflage

HERAUSGEGEBEN VON

Dr. H. C. Vogel

Direktor des Astrophysikalischen Observatoriums zu Potsdam

Mit 198 Abbildungen im Text und auf 12 Tafeln

F. Neumann.

LEIPZIG

Verlag von Wilhelm Engelmann

1905

Wt/261

Alle Rechte vorbehalten.

BIBLIOTEKA POLITECHNICZNA

KRAKÓW

113537

Akc. Nr. _____

4085/49

Vorwort.

Als mir vor zwei Jahren von der Verlagsbuchhandlung Wilhelm Engelmann die Mitteilung gemacht wurde, daß eine dritte Auflage der populären Astronomie von Newcomb-Engelmann in nicht zu langer Zeit erforderlich würde, und gleichzeitig die Anfrage an mich gerichtet wurde, ob ich die Herausgabe derselben wieder übernehmen wolle, war ich nicht wenig überrascht und erfreut — überrascht, daß trotz der großen Anzahl populärer Bücher über Astronomie, die in dem nach dem Erscheinen der zweiten Auflage des genannten Werkes verflossenen Jahrzehnt herausgegeben worden sind, an die Bearbeitung einer dritten Auflage gedacht werden müsse, erfreut, daß es mir nochmals vergönnt sein sollte, eine neue Auflage des vortrefflichen Buches zu leiten. — Bei dem ernsten Charakter desselben, bei der guten, aber immerhin im Vergleich zu neueren Werken bescheidenen Ausstattung, muß es doch die Eigenart der Behandlung des Stoffes sein, welche das Newcombsche Buch vor anderen auszeichnet. Es ist eben kein populäres Buch der gewöhnlichen Art, welches nur darauf berechnet ist, einzelne Teile einer Wissenschaft in möglichst anziehender Form zur Darstellung zu bringen und dem Leser in erster Linie eine angenehme Unterhaltung zu gewähren, sondern es ist ein Buch, durch welches der Leser in den Stand gesetzt wird, sich nach und nach recht ansehnliche Kenntnisse über alle Teile der astronomischen Wissenschaft zu erwerben. Nach des Verfassers eigenen Worten ist sein Werk »weder bestimmt, den Astronomen von Fach zu unterrichten, noch den dieser Wissenschaft sich speziell widmenden Studenten heranzubilden«. »Sein Hauptzweck ist der, dem allgemein gebildeten Leser eine gedrängte Übersicht der Geschichte, Methoden und Resultate astronomischer Forschung zu bieten, besonders in jenen Gebieten, welche heutzutage das meiste populäre und philosophische Interesse erwecken, und in solcher Sprache,

daß sie ohne mathematische Kenntnisse verständlich ist.« Es scheint, daß die geschichtliche Art der Darstellung, die das Newcombsche Werk vor anderen Werken auszeichnet, besonders auf einen reiferen Leserkreis große Anziehung ausgeübt hat. Newcomb hat zunächst die Tatsachen der Bewegungen am Sternhimmel natürlich und folgerichtig auseinanderzusetzen gewußt. Er läßt den einzelnen das gleichsam an sich selbst allmählich durchleben, zu dessen Erkenntnis dem Menschengeschlechte Tausende von Jahren nötig waren; so entwickelt er, vom Augenschein ausgehend, die drei Weltsysteme: das Ptolemäische, welches sich nicht über den Augenschein erhebt und nur eine einfache und unvollständige geometrische Deutung der scheinbaren Bewegungen gibt; dann das Kopernikanische, welches die Vorstellung der ruhenden Erde verläßt, die Bewegungen im Raume erläutert, den Gesichtskreis der Menschheit damit fundamental ändert und erweitert; endlich das Newtonsche, welches in der allgemeinen Anziehung die physische Ursache der Bewegungen der Himmelskörper findet. An der geschichtlichen Art der Darstellung hält Newcomb mehr oder weniger auch in den anderen Teilen, namentlich in der Stellarastronomie, fest.

In rechter Würdigung dieser Eigenart des Newcombschen Werkes ist auch mein Freund Dr. R. Engelmann bei der von ihm herausgegebenen ersten deutschen Ausgabe der populären Astronomie, die 1881 erfolgte, bestrebt gewesen, durch wissenschaftlich gehaltene Zusätze einerseits und andererseits durch Streichung einiger Stellen, die sich für den in Deutschland seltener als in Amerika anzutreffenden Liebhaber-Astronomen eignen, das Buch über das Niveau eines gewöhnlichen populären Werkes zu erheben. In dem Sinne habe ich auch die zweite Auflage (September 1892) durchgeführt und bin in der vorliegenden dritten Auflage in noch höherem Maße bestrebt gewesen, dieses Ziel zu erreichen.

Vor allem sollte sich die dritte Auflage durch möglichste Korrektheit aller Angaben und einfache, aber klare Darstellung auszeichnen; sie sollte in allen Punkten vollkommen auf den Standpunkt unseres jetzigen Wissens gebracht werden. Weiter sollte sich die Bearbeitung möglichst auf alle Teile der Astronomie und Astrophysik erstrecken, international gehalten werden (das ursprüngliche Werk stellt die Amerikaner etwas in den Vordergrund) und möglichst frei von individueller Anschauung sein.

Bei der mit der alleinigen Leitung des großen mir unterstellten, immer noch in weiterer Ausbildung begriffenen Instituts verbundenen Arbeitslast konnte ich mir nicht zumuten, die Bearbeitung der dritten

Auflage des Newcomb-Engelmannschen Werkes allein zu übernehmen, und ich habe daher die Herren Prof. Kempf, Dr. Eberhard und Dr. Ludendorff als Mitarbeiter zu gewinnen gesucht und gewonnen. Herr Prof. Biehl hat sich, wie bei der zweiten Auflage, an der Redaktion des Buches beteiligt.

Sollte es mir gelungen sein, in der dritten, sehr wesentlich veränderten Auflage ein Werk herzustellen, welches sich die Anerkennung meiner Fachgenossen erwirbt und in weiteren Kreisen, für die dasselbe hauptsächlich bestimmt ist, eine so gute Aufnahme findet wie die zweite Auflage, so habe ich das zum großen Teile dem außerordentlichen Eifer und der großen Hingabe der genannten Herren, denen ich hiermit meinen besten Dank ausspreche, zu verdanken.

Auch der Verlagsbuchhandlung Wilhelm Engelmann bin ich zu Dank verpflichtet, da sie meinen Wünschen in jeder Weise bereitwilligst nachgekommen ist. Das Werk hat eine wesentlich schönere Ausstattung erhalten; die 12 Tafeln, von denen 11 durch Autotypie hergestellt worden sind, geben davon Zeugnis.

Die Anzahl der Abbildungen ist zwar kaum vergrößert worden; aber es sind unter den 198 Bildern, die das Werk enthält, nicht weniger als 60 neu, von denen 26 von mir entworfen und gezeichnet wurden.

Ferner habe ich Herrn Prof. Dunér in Upsala und Herrn Prof. Küstner in Bonn zu danken für eine genaue Durchsicht der zweiten Auflage der Newcomb-Engelmannschen *Astronomie* und für die sich daran knüpfenden Vorschläge für die neue Auflage. Auch einigen anderen Kollegen und Freunden bin ich für Hinweise auf Irrtümer in der zweiten Auflage zu Dank verpflichtet.

Im allgemeinen sei noch bemerkt, daß im I. Teile des Werkes nur geringere Veränderungen vorgenommen worden sind. Im II. Teile sind dagegen sehr erhebliche Änderungen erforderlich geworden, um das Werk auf den jetzigen Standpunkt der Wissenschaft zu erheben. Besonders mache ich auf die vollkommene Umgestaltung der Abschnitte »Spektralanalyse«, »Photometrie« und »Photographie« im Kapitel IV aufmerksam.

Der III. und IV. Teil sind ebenfalls sehr reich an Umgestaltungen. Das II. Kapitel des III. Teils »die Sonne« hat eine schätzenswerte Veränderung dadurch erhalten, daß Herr Prof. Young, Princeton (U. S. A.), welcher seine Ansichten über die Konstitution der Sonne in einem Briefe an Newcomb (März 1877) festgelegt hatte, der in dem ursprünglichen Werke Newcombs zum Abdruck gelangt und in die deutsche Übersetzung

übergegangen war, seine jetzigen Ansichten über diesen Gegenstand in ähnlicher Form zusammengefaßt und mir für die Aufnahme in die dritte Auflage zur Verfügung gestellt hat. Im III. Teil und in dem ersten Kapitel des IV. Teils sind die Ergebnisse der Anwendung der Spektralanalyse und der Photographie in der Astronomie in reicherer Weise, als das früher möglich war, und an manchen Stellen sogar als ein recht breites Band, eingeflochten worden.

Kapitel II und III des IV. Teils wurden gekürzt, aber andererseits wieder bereichert durch einen für die Neuauflage eigens verfaßten Artikel von Herrn Prof. v. Seeliger in München über seine Ansichten über den Bau des Universums. Auch Herr Prof. Kapteyn in Groningen hat durch gütige Überlassung seines im Jahre 1904 in St. Louis gehaltenen Vortrags es ermöglicht, seine Ansichten über dasselbe Thema durch einen Auszug aus diesem Vortrag darzustellen. Den verehrten Herren Kollegen spreche ich hierdurch meinen wärmsten Dank aus.

Um dem Wunsche der Verlagsbuchhandlung, der auch von vornherein der meinige gewesen ist — den Umfang der Newcomb-Engelmannschen Astronomie nicht wesentlich zu vergrößern —, nachzukommen, sind überall, wo es zulässig erschien, Kürzungen vorgenommen worden. So wurde im II. Teil in Kapitel II der Abschnitt 5 »Anleitung zu astronomischen Beobachtungen« gestrichen. Im »Anhang« sind die Biographien vielfach gekürzt worden; einige sind fortgefallen und die neu zugefügten möglichst kurz gehalten worden. Wesentlich sind ferner die »Elemente und Verzeichnisse« beschnitten worden; von den kleinen Planeten fanden nur 40 Aufnahme.

Astrophysikalisches Observatorium bei Potsdam, im März 1905.

H. C. Vogel.

Inhalt.

Erster Teil. Geschichtliche Entwicklung des Weltsystems.

	Seite
Einleitung	1
Kap. I. Die alte Astronomie oder die scheinbaren Bewegungen der Himmelskörper	6
1. Die Himmelskugel (Fig. 1)	6
2. Die tägliche Bewegung der Gestirne (Fig. 2, 3)	8
3. Bewegung der Sonne unter den Sternen (Fig. 4)	12
4. Präzession der Äquinoktien; das Sonnenjahr	16
5. Die Mondbewegung (Fig. 5)	18
6. Sonnen- und Mondfinsternisse (Fig. 6 bis 9)	20
7. Das Ptolemäische Weltsystem (Fig. 10 bis 13)	28
8. Der Kalender (Fig. 14)	38
Kap. II. Das Kopernikanische System oder die wahren Bewegungen der Himmelskörper	44
1. Kopernikus (Fig. 15 bis 17)	44
2. Schiefe der Ekliptik, Jahreszeiten usw. im Kopernikanischen System (Fig. 18 bis 20)	54
3. Tycho Brahe	56
4. Kepler (Fig. 21)	58
5. Von Kepler bis Newton	61
Kap. III. Die allgemeine Schwere	64
1. Newton (Fig. 22)	64
2. Anziehung kleiner Massen. Dichtigkeit der Erde (Fig. 23 bis 25)	71
3. Figur und Größe der Erde	77
4. Erklärung der Präzession (Fig. 26)	81
5. Ebbe und Flut (Fig. 27)	83
6. Ungleichheiten der Bewegung. Störungen	85
7. Bahnbestimmung (Fig. 28 bis 34)	90

Zweiter Teil. Praktische Astronomie.

	Seite
Einleitung (Fig. 35 bis 37)	102
Kap. I. Das Fernrohr	106
1. Die ältesten Fernrohre (Fig. 38 bis 43)	106
2. Das achromatische Fernrohr (Fig. 44 bis 48)	113
3. Reflektoren (Fig. 49 bis 52)	117
4. Die Aufstellung des Fernrohres (Fig. 53 bis 57)	120
5. Die größten Fernrohre neuerer Zeit (Fig. 58 bis 63)	125
6. Leistungen der Fernrohre (Fig. 64)	138
Kap. II. Astronomische Messungen und Meßinstrumente	146
1. Kreise der Himmelskugel. Koordinaten der Gestirne	146
2. Zeit und Stundenwinkel (Fig. 65)	148
3. Meßinstrumente und Sternwarten (Fig. 66 bis 82)	153
4. Geographische Ortsbestimmungen (Fig. 83)	176
Kap. III. Messung der Entfernungen im Raume	184
1. Parallaxe im allgemeinen (Fig. 84 bis 86)	184
2. Messungen der Sonnenentfernung	189
3. Sonnenparallaxe aus Venusdurchgängen (Fig. 87 bis 89)	193
4. Andere Methoden zur Bestimmung der Sonnenentfernung	201
5. Sternparallaxen (Fig. 90)	204
Kap. IV. Das Licht	215
1. Die Bewegung des Lichtes (Fig. 91 bis 94)	215
2. Die Spektralanalyse (Fig. 95 bis 102)	225
3. Die Photometrie (Fig. 103 bis 106)	246
4. Die Photographie (Fig. 107)	258

Dritter Teil. Das Sonnensystem.

Kap. I. Allgemeine Beschaffenheit des Sonnensystems (Fig. 108 bis 110)	270
Kap. II. Die Sonne	277
1. Licht und Wärme der Sonne	277
2. Die Photosphäre (Fig. 111 bis 113)	282
3. Sonnenflecke und Rotation der Sonne (Fig. 114 bis 116)	285
4. Periodizität der Flecke	291
5. Rotationsgesetz der Sonne (Fig. 117)	293
6. Die Umgebungen der Sonne (Fig. 118 bis 122)	296
7. Das Spektrum der Sonne und ihrer Umgebung (Fig. 123, 124)	302
8. Ansichten verschiedener Forscher über die physische Beschaffenheit der Sonne (Fig. 125)	308
Kap. III. Die Planeten	332
1. Merkur	332
2. Intramerkurielle Planeten	335
3. Venus (Fig. 126 bis 129)	338
4. Die Erde (Fig. 130 bis 132)	346
5. Der Mond (Fig. 133 bis 138)	357

	Seite
6. Mars und seine Satelliten (Fig. 139 bis 146)	370
7. Die kleinen Planeten	377
7. Jupiter und seine Satelliten (Fig. 147)	386
9. Saturn, seine Ringe und seine Satelliten (Fig. 148 bis 151)	393
10. Uranus und seine Satelliten (Fig. 152)	406
11. Neptun und sein Satellit.	409
Kap. IV. Kometen und Meteore	415
1. Aussehen und Formen der Kometen (Fig. 153)	415
2. Bewegung und Ursprung der Kometen (Fig. 154)	418
3. Statistik der Kometenerscheinungen	422
4. Physische Beschaffenheit der Kometen (Fig. 155)	426
5. Periodische und sonstige interessante Kometen (Fig. 156 bis 163)	436
6. Meteore und Sternschnuppen (Fig. 164, 165)	456
7. Beziehungen zwischen Meteoriten und Kometen (Fig. 166 bis 168)	465
8. Das Zodiakallicht	473

Vierter Teil. Stellarastronomie.

Einleitung	477
Kap. I. Die Fixsterne <i>La. Mayer</i>	480
1. Anblick des Sternhimmels im allgemeinen. Sternverzeichnisse und Sternbilder	480
2. Zahl, Helligkeit und Farbe der Sterne	490
3. Physische Beschaffenheit der Sterne (Fig. 169, 170)	500
4. Bewegungen der Sterne (Fig. 171 bis 173)	509
5. Doppelsterne (Fig. 174 bis 178)	524
6. Veränderliche Sterne (Fig. 179, 180)	546
7. Neue Sterne (Fig. 181, 182)	558
8. Sternhaufen und Nebelflecke (Fig. 183 bis 195)	571
Kap. II. Der Bau des Universums	595
1. Ansichten der Forscher vor Herschel.	596
2. Untersuchungen Herschels und seiner Nachfolger (Fig. 196, 197)	600
3. Untersuchungen neuerer Forscher (Fig. 198)	609
Kap. III. Kosmogonie	627
1. Die Nebularhypothese	628
2. Fortschreitende Veränderungen in unserem System	636
3. Die Quellen der Sonnenwärme	641
4. Die säkulare Abkühlung der Erde	646
5. Folgerungen aus der Nebularhypothese	648
6. Die Vielheit der Welten	650

Anhang.

Biographische Skizzen	657
Griechen und Alexandriner.	657
Araber	658
Von Kopernikus bis Galilei	659

	Seite
Galilei und seine Nachfolger	664
Newton und seine Zeit	668
Das achtzehnte Jahrhundert	670
Das neunzehnte Jahrhundert	677
Elemente und Verzeichnisse	706
I. Elemente der großen Planeten	706
II. Elemente einiger kleiner Planeten	707
III. Elemente der Satelliten	708
IV. Elemente der periodischen Kometen	710
V. Elemente großer und merkwürdiger Kometen	710
VI. Verzeichnis von veränderlichen Sternen	712
VII. Verzeichnis von Doppelsternen.	715
VIII. Verzeichnis von Nebelflecken und Sternhaufen	717
Tafeln	720
I. Jährliche Präzession	720
II. Reduktion von Mittlerer Zeit auf Sternzeit, Sternzeit auf mittlere Zeit	721
III. Monats- und Jahrestage	721
IV. Verwandlung von Stunden usw. in Dezimalteile des Tages.	722
V. Verwandlung von Tagen in Dezimalteile des Jahres.	722
VI. Mittlere Refraktion	723
Konstanten	723
Zusätze und Berichtigungen	724
Register	725

Erster Teil.

Geschichtliche Entwicklung des Weltsystems.

Einleitung.

Die Sternkunde ist die älteste der physikalischen Wissenschaften, unterscheidet sich aber von den anderen durch die langsam fortschreitende Entwicklung von den ältesten Zeiten bis zur Gegenwart. In keiner anderen Wissenschaft verdankt jede Generation ihren Vorgängern so viel, in Tatsachen sowohl als in den Ideen, die notwendig waren, den Fortschritt zu ermöglichen. Die Vorstellung einer runden und bewegten Erde, die ihren Lauf durch die himmlischen Räume mit ihren Schwesterplaneten verfolgt, ist eine solche, auf deren vollständige Entwicklung weder ein einzelner Geist, noch ein einzelnes Zeitalter Anspruch erheben darf. Sie erscheint als Ergebnis eines allmählichen Erziehungsprozesses, dessen Gegenstand nicht ein Individuum, sondern das Menschengeschlecht war. Die großen Astronomen aller Zeiten haben auf Fundamente gebaut, die von ihren Vorgängern gelegt waren; und versuchen wir, den ersten Urheber zu finden, so verlieren wir uns in den Nebeln grauesten Altertums. Die Theorie der allgemeinen Anziehung wurde von Newton auf die Gesetze Keplers, auf die Beobachtungen und Messungen seiner französischen Zeitgenossen und auf die Geometrie des Apollonius gegründet. Kepler benutzte als sein Material die Beobachtungen von Tycho Brahe und baute auf der Theorie des Kopernikus fort. Die Idee der Tychonischen Instrumente läßt sich zurückverfolgen bis zu den Arabern des Mittelalters. Andererseits war die Entdeckung des wahren Weltsystems durch Kopernikus nur möglich durch ein sorgfältiges Studium der scheinbaren Planetenbewegungen, wie sie sich in den Epizykeln des Ptolemäus aussprechen. In der Tat, je genauer man das große Werk des Kopernikus betrachtet, desto mehr ist man überrascht, zu sehen, wie vollständig ihm Ptolemäus und Hipparch Ideen und Tatsachen lieferten. Hipparch endlich fußte

auf den sich über viele Jahrhunderte erstreckenden Beobachtungen und Aufzeichnungen der babylonischen und ägyptischen Priesterschaft.

Jede der großen Bildungsperioden der alten Welt scheint ihr eigenes System der Astronomie gehabt zu haben, welches durch den besonderen Charakter der einzelnen Völker genau bezeichnet wird. Verschiedene in den Annalen der Chinesen enthaltene Begebenheiten zeigen, daß die Bewegung der Sonne und die Gesetze der Finsternisse in diesem Lande zu einer sehr frühen Zeit erforscht waren. Manche dieser Ereignisse dürften zwar durchaus mythisch sein, wie z. B. die Entsendung von Astronomen nach den vier Kardinalpunkten des Kompasses, um die Äquinoktien und Solstitien zu bestimmen. Auf etwas festerer Grundlage aber beruht ein Vorkommnis, welches, selbst wenn wir es in dieselbe Kategorie stellen wollten, doch sehr erhebliche astronomische Kenntnisse unter den alten Chinesen anzuzeigen scheint. Wir meinen das tragische Geschick von Hi und Ho, den Hofastronomen eines der alten Herrscher jenes Volkes. Es gehörte zu ihren Pflichten, sorgfältig die himmlischen Bewegungen zu erforschen und zu rechter Zeit das Eintreten einer Finsternis oder eines anderen merkwürdigen Phänomens zu verkünden. Doch diese beiden vergaßen ihre Pflicht, und eine Sonnenfinsternis trat ein, ohne daß sie davon Mitteilung gemacht hätten; die in solchem Falle üblichen religiösen Gebräuche wurden nicht vollbracht, und China schien darum dem Zorne der Götter ausgesetzt. Ihr Verbrechen zu sühnen, wurden die unwürdigen Astronomen auf kaiserlichen Befehl hingerichtet. Einige Geschichtsschreiber haben das Datum dieser Begebenheit festzusetzen versucht; ihre Angaben schwanken zwischen 2159 und 2128 v. Chr.

In der Astronomie der Inder sehen wir die Eigentümlichkeiten des ^{kontemplativen} Geistes dieses Volkes deutlich ausgeprägt. Ihre Einbildungskraft ergeht sich in Zeiträumen, die vergleichsweise selbst die Messungen moderner Astronomen in den himmlischen Räumen in den Schatten stellen. In diesem, wie vielleicht noch anderen alten Systemen finden wir Hindeutungen auf eine Konjunktion aller Planeten im Jahre 3102 v. Chr. Obschon wir nun allen Grund zu der Annahme haben, daß diese Konjunktion nicht durch wirkliche Aufzeichnung, sondern durch Rückwärtsrechnung der Planetenstellungen ermittelt worden ist, so zeigt doch schon die Tatsache, daß diese Völker imstande waren, eine derartige Rechnung auszuführen, daß die Bewegungen der Planeten durch viele Generationen beobachtet und registriert worden sein müssen, sei es durch die Inder selbst oder durch irgend ein anderes Volk, von dem sie ihr Wissen hatten. Aus unseren heutigen Tafeln wissen wir sicher, daß jene Konjunktion durchaus keine genaue war; aber ihr Fehler konnte durch die rohen Beobachtungen jener Zeiten nicht ermittelt werden.

Von den Babyloniern ist den astronomischen Beobachtungen bereits in der allerfrühesten Zeit große Aufmerksamkeit gewidmet worden. Aus der bemerkenswerten Genauigkeit, die ihre uns noch erhaltenen Angaben über die Periodizität der Finsternisse und der scheinbaren Stellungen der Planeten, über die Wiederkehr der Konstellationen im Mondlaufe u. a. m. besitzen, müssen wir auf mehrtausendjährige, regelmäßig fortgesetzte Beobachtungen aller himmlischen Erscheinungen schließen. Die neueren Forschungen machen es sogar wahrscheinlich, daß die astronomischen Kenntnisse der Chinesen und Inder mindestens zum Teil babylonischen Ursprungs sind. Astronomische Theorien jedoch, sowie Versuche einer Erklärung des Weltsystems und der himmlischen Erscheinungen haben sich bisher bei den Babyloniern nicht nachweisen lassen.

Bei einem Volke, das, wie die alten Griechen, geneigt war, über Ursprung und Natur der Dinge zu spekulieren, während es die Beobachtung der Naturerscheinungen vernachlässigte, können wir nicht erwarten, ein System der Astronomie zu finden. Aber es gibt hier einige dem Pythagoras zugeschriebene Vorstellungen, die so häufig erwähnt und so eng mit der Astronomie des folgenden Zeitalters verbunden sind, daß wir vorübergehend ihrer gedenken müssen. Pythagoras soll gelehrt haben, daß die Himmelskörper auf einer Reihe von Kristallsphären angebracht seien, in deren gemeinschaftlichem Mittelpunkte die Erde sich befände. An der äußersten dieser Sphären wären die Tausende der Fixsterne befestigt, die das Firmament erfüllen, während Sonne, Mond und Planeten ihre eigenen Sphären besäßen. Die Durchsichtigkeit aller sei vollkommen, so daß die Körper der äußeren Sphären durch sämtliche inneren hindurch sichtbar wären. Alle diese Sphären bewegten sich umeinander in eintägiger Umdrehung, auf diese Weise Aufgang und Untergang der Gestirne bedingend. Das Gleiten der Sphären aneinander verursache eine Art himmlischer Musik, eine »Musik der Sphären«, die den Himmelsraum belebe, aber zu fein und erhaben für sterbliche Ohren sei.

Es muß zugegeben werden, daß die Idee, die Fixsterne als an einer hohlen Kristallsphäre, die das Gewölbe des Firmamentes bildet, befestigt zu betrachten, eine sehr natürliche war. Sie schienen die Erde zu umkreisen, Tag für Tag, Generation nach Generation, ohne die leiseste Änderung in ihren gegenseitigen Stellungen. Wenn zwischen ihnen keine feste Verbindung stattfand, so schien es unmöglich, daß Tausende solcher Körper ihre weiten Bahnen so lange Zeit hindurch zurücklegen konnten, ohne daß auch nur einer unter ihnen seinen Abstand vom anderen änderte. Besonders schwer zu begreifen mußte es sein, wie sich alle um dieselbe Achse bewegen konnten. Befanden sie sich aber sämtlich auf einer festen Sphäre und jeder an seinem festen Platze, so verschwand die Schwierigkeit.

*Pythagoras
Kristallsphären.*

Nur die Planeten konnten, da sie ihren Ort unter den Sternen wechseln, nicht auf dieselbe Sphäre versetzt werden.

Diese kugelförmige Gestaltung des Himmels verblieb in der Vorstellung der Menschen mit merkwürdiger Zähigkeit. Den Systemen sowohl von Ptolemäus wie von Kopernikus lag die Anschauung zugrunde, daß das Universum sphärisch gebildet sei, und der letztere suchte das Naturgemäße der sphärischen Form sogar durch die Analogie des Wassertropfens zu erweisen. Schwache Spuren derselben Vorstellung erscheinen gelegentlich selbst bei Kepler, mit dem sie dem Menschengeschlecht entschwand, wie das Bild des Christkindchens dem Sinne des wachsenden Kindes entschwindet.

Pythagoras soll übrigens in seinen esoterischen Vorträgen auch schon gelehrt haben, daß um die Sonne als wirklichen Mittelpunkt die Erde wie die Planeten sich bewegten, und diese Antizipation des Kopernikanischen Systems würde — wäre sie fester begründet — seinen größten Ruhm ausmachen. Aber er hielt es nie für angemessen, diese Doktrin der großen Menge zugänglich zu machen, und hat sie selbst seinen Schülern wohl nur in der Form einer Hypothese vorgetragen. Es muß auch zugestanden werden, daß die auf uns gekommenen Berichte über sein System so vag sind und so voll metaphysischer Spekulation, daß es sehr fraglich erscheint, ob die nicht seltene Verbindung seines Namens mit unserem heutigen System gerechtfertigt ist.

Die Schüler des Pythagoras bildeten sein phantastisches System weiter aus, und namentlich war es Philolaus (um 450 v. Chr.), der in einem sinnreich erdachten Weltsphärensystem über den Meister hinausging und besonders die Lehre von der Bewegung der Erde ziemlich deutlich aussprach.

Der erste, der die trügerische Bahn der Spekulation verließ und auf dem Fundament der Anschauung und Erfahrung zu bauen suchte, war der Mathematiker Eudoxus; aber auch er konnte sich von dem oberflächlichen Eindrücke sinnlicher Wahrnehmung nicht frei machen und geriet so auf ein verwickeltes System rotierender Sphären, mit welchem er die auffallendsten Bewegungsvorgänge befriedigend darzustellen vermochte. Auch des größten Schülers von Plato, des Aristoteles, müssen wir hier gedenken, weil die Gewalt seines universellen Geistes alle Anschauungen über die organische wie unorganische Welt durch Jahrhunderte hindurch wesentlich beeinflußt und bestimmt hat. Mehr noch als Eudoxus, dessen Hypothesen er übrigens begeistert vertrat, betonte der große Stagirit den Wert der sinnlichen Wahrnehmung, der Beobachtung und Erfahrung gegenüber der Spekulation. Aber, so viel er im einzelnen getan und erkannt hat, eine Erklärung der Naturerscheinungen gelang seiner Philosophie doch nicht, und speziell in der Astronomie kam er mit Eudoxus nicht

Philolaus.

*Eudoxus.
Sphärensystem*

↓
Aristoteles

über das alte System der Himmelsphären hinaus; die — allerdings kugelförmige — Erde ruhte auch nach ihm im Mittelpunkte der Welt, und die wenigen von ihm angestellten Beobachtungen reichten nicht hin, genauere Vorstellungen über die Bewegungen der Himmelskörper zu gewinnen.

Die Ehre, der Vater wissenschaftlicher Astronomie zu sein, können wir erst dem Hipparch zuerkennen. Nicht allein scheinen seine Beobachtungen weit genauer gewesen zu sein, als die von irgend einem seiner Vorgänger, sondern er bestimmte auch zuerst die Gesetze der scheinbaren Planetenbewegung und legte Tafeln an, aus denen die Bewegungen berechnet werden konnten. Wahrscheinlich war er auch der erste, der die Theorie der epizyklischen Bewegungen der Planeten aufstellte, die gewöhnlich nach seinem 300 Jahre jüngeren Nachfolger Ptolemäus benannt wird. Den Versuch einer geometrischen Erklärung dieser Erscheinungen hat aber, wie bemerkt, schon Eudoxus gemacht.

*Hipparch.
Legimus . . .
in Hipp. Afr.*

Beginnen wir also mit der Zeit des Hipparch, so bietet die allgemeine Ansicht von der Struktur des Universums oder vom »Weltsystem«, wie es gewöhnlich heißt, drei große Entwicklungsperioden dar, deren jede durch ein in seinen fundamentalen Prinzipien von den beiden anderen vollständig verschiedenes System bezeichnet wird. Diese sind:

1. Das sogenannte Ptolemäische System, welches in Wirklichkeit dem Hipparch oder einem noch älteren Astronomen zugehört. In diesem System hat die Erde keine Bewegung, und die scheinbaren Bewegungen der Sterne und Planeten um sie werden alle als reell betrachtet.

2. Das Kopernikanische System, in welchem gezeigt wird, daß die Sonne der wirkliche Mittelpunkt der planetarischen Bewegungen ist und die Erde ein um seine Achse rotierender und um die Sonne kreisender Planet.

3. Das Newtonsche System, in welchem alle himmlischen Bewegungen durch das eine Gesetz der allgemeinen Anziehung erklärt werden.

Dieser natürliche Entwicklungsgang zeigt, in welcher Reihenfolge die Erkenntnis der Struktur und der Gesetze des Universums am besten und klarsten dem Verständnis dargeboten werden kann. Wir wollen daher diese Struktur geschichtlich erklären, indem wir einer jeden der drei genannten Entwicklungsstufen ein besonderes Kapitel widmen. Wir beginnen mit dem, was allgemein bekannt oder wenigstens von jedem leicht erkannt wird, der den Himmel mit hinreichender Sorgfalt betrachtet. Der Beobachter werde in sternheller Nacht im Freien gedacht, und es möge ihm gezeigt werden, wie die Himmelskörper von Stunde zu Stunde sich zu bewegen scheinen. Dann wollen wir ihn lehren, welche Veränderungen

in ihrer Stellung er wahrnehmen wird, wenn er seine Beobachtung durch Monate und Jahre fortsetzt. Durch Verbindung der so gewonnenen scheinbaren Bewegungen wird sich der Beobachter allmählich das alte oder Ptolemäische Weltsystem bilden. Hat er dieses System klar vor Augen, so ist zu dem des Kopernikus nur ein Schritt, der allein darin besteht, daß man nachweist, wie gewisse eigentümliche Bewegungen, welche Sonne und Planeten gemeinschaftlich zu besitzen scheinen, in Wirklichkeit von der Umdrehung der Erde um die Sonne herrühren, und daß die scheinbare tägliche Umdrehung der Himmelskugel eine Folge der Rotation der Erde um ihre eigene Achse ist. Die Gesetze der wahren Bewegungen der Planeten, durch Kepler vollständig dargelegt, werden endlich von Newton zusammengefaßt und begründet in dem einen Gesetze der Gravitation gegen die Sonne. Dies ist der Gang der Vorstellungen und des Denkens, zu welchem wir zunächst den Leser einladen.

Kapitel I.

Die alte Astronomie oder die scheinbaren Bewegungen der Himmelskörper.

1. Die Himmelskugel.

Es ist eine uns von Jugend auf vertraute Tatsache, daß alle Himmelskörper — Sonne, Mond und Sterne — an einem azurblauen Gewölbe sich zu befinden scheinen, welches, hoch über unser Haupt sich erhebend, nach allen Seiten zum Horizont hinabsteigt. Hier verhindert die Erde, auf der es zu ruhen scheint, es weiter zu überblicken. Aber wir könnten, wenn die Erde nicht vorhanden oder vollkommen durchsichtig wäre, das Gewölbe abwärts nach jeder Richtung bis zu unserem Fußpunkte verfolgen und Sonne, Mond und Sterne in jeder Richtung sehen. Das Himmelsgewölbe über uns würde dann also mit dem entsprechenden unter uns eine vollständige Kugel bilden, in deren Zentrum der Beobachter gestellt zu sein schiene. Dies ist zu allen Zeiten bekannt gewesen. Die Richtungen und scheinbaren Örter der Himmelskörper sowie ihre scheinbaren Bewegungen sind stets durch ihre Lage und Bewegungen an der Sphäre bestimmt worden. Die Tatsache, daß letztere nur in der Vorstellung existiert, verringert ihren Wert nicht, da sie uns bestimmte Begriffe von den Richtungen der Himmelskörper zu bilden ermöglicht.

Es kommt nicht darauf an, wie groß wir diese Sphäre annehmen, so lange wir nur voraussetzen, der Beobachter sei in ihrem Mittelpunkte, sodaß

sie von ihm nach allen Seiten gleichweit entfernt ist. In der Sprache und im Sinne exakter Astronomie wird sie indessen immer als unendlich angenommen, da dann der Beobachter, wenn er nach einem anderen Punkte, und sei es selbst nach einem der Himmelskörper, sich versetzt denkt, für alle praktischen Zwecke doch immer noch so gut wie im Mittelpunkte sein wird. In diesem Falle werden die Himmelskörper aber nicht auf dem Umfange der unendlichen Sphäre, sondern nur auf der Gesichtslinie vom Beobachter nach einem Punkte der Sphäre angenommen. Diese Beziehungen werden leicht verstanden, wenn der Beobachter sich selbst als leuchtend und Strahlen nach jeder Richtung auf die unendlich

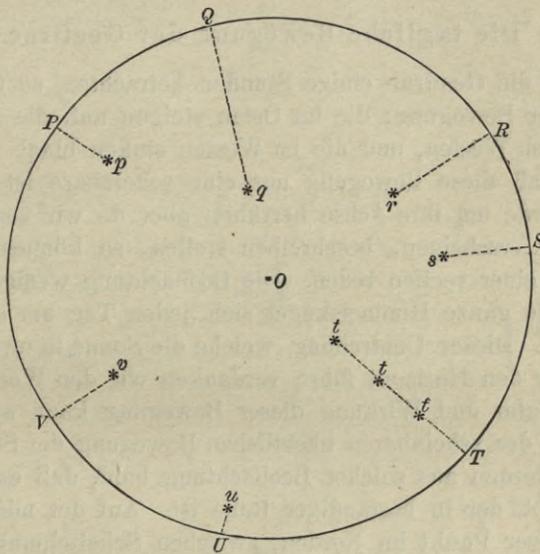


Fig. 1.

entfernte Himmelskugel werfend denkt. Dann werden die scheinbaren Positionen der verschiedenen Himmelskörper an der Sphäre die sein, wo ihre Schatten dieselbe treffen (Fig. 1). Zugleich ist klar, daß alle Körper, die auf derselben geraden Linie, vom Beobachter O aus gesehen, liegen, an demselben Punkte der Sphäre erscheinen werden, z. B. die drei Punkte t so, als wenn sie in T wären. Blickt der Beobachter z. B. nach dem Monde, so wird dessen Schatten die Sphäre an einem Punkte treffen, der auf einer geraden Linie, vom Auge des Beobachters durch das Mondzentrum bis zur Himmelskugel gezogen, liegt. Versetzt er sich nun in Gedanken nach dem Monde und blickt zurück nach der Erde, so wird er diese auf einen Punkt der Sphäre projiziert sehen, direkt entgegen-

gesetzt dem, in welchem er vorher den Mond sah. Auf welchen Planeten auch immer er sich versetzt denkt, er würde stets die Erde und die anderen Planeten auf diese imaginäre Kugel eben so projiziert sehen, wie wir die Himmelskörper auf sie projiziert wahrnehmen.

Dies ist alles, was die moderne Astronomie von den Kristallsphären des Pythagoras und seiner Nachfolger übrig gelassen hat. Aus einem festen, alle Sterne haltenden Körper ist die Sphäre zu einem durchaus immateriellen Begriff, einer bloßen Vorstellung des Verstandes geworden, welche nur die Richtungen, in denen die Gestirne gesehen werden, zu definieren hat.

2. Die tägliche Bewegung der Gestirne.

Wenn wir die Gestirne einige Stunden betrachten, so finden wir sie in fortdauernder Bewegung: die im Osten steigen auf, die im Süden bewegen sich nach Westen, und die im Westen sinken hinab zum Horizont. Wir wissen, daß diese Bewegung nur eine scheinbare ist und von der Rotation der Erde um ihre Achse herrührt; aber da wir vorläufig nur die Dinge, wie sie erscheinen, beschreiben wollen, so können wir von der Bewegung als einer reellen reden. Die Beobachtung weniger Tage zeigt ferner, daß die ganze Himmelskugel sich jeden Tag um eine Achse zu drehen scheint. Dieser Umdrehung, welche die Sonne in ewigem Wechsel über und unter den Horizont führt, verdanken wir den Wechsel von Tag und Nacht. Natur und Wirkung dieser Bewegung kann am besten aus der Verfolgung der scheinbaren nächtlichen Bewegung der Sterne erkannt werden. Wir lernen aus solcher Beobachtung bald, daß es einen Punkt am Himmel gibt, der in beständiger Ruhe ist. Auf der nördlichen Halbkugel liegt dieser Punkt im Norden, zwischen Scheitelpunkt (*Zenit*) und Horizont, und heißt der *Nordpol*. Rund um diesen Pol scheinen alle Gestirne sich wie um ein festes Zentrum zu drehen, jedes in einem Kreise, dessen Größe von der Entfernung des Himmelskörpers vom Pol abhängt. Es gibt zwar keinen genau am Pole gelegenen Stern, aber einen, der nur wenig mehr als einen Grad oder zwei Monddurchmesser von ihm absteht und einen so kleinen Kreis beschreibt, daß das unbewaffnete Auge, ohne genau zu beobachten, eine Stellungsänderung an ihm nicht wahrnehmen kann. Dieser Stern heißt daher der *Polarstern*. Derselbe kann leicht gefunden werden, wenn man sich die beiden hinteren Sterne des allbekannten Himmelswagens durch eine Linie verbunden denkt und diese etwa um das Fünffache nach Norden verlängert (s. Fig. 2).

Wir wollen nun, um die Wirkung der täglichen Bewegung nahe dem Pole kennen zu lernen, einen Stern im Norden zwischen Pol und Horizont

verfolgen. Wir sehen bald, daß ein solcher, statt wie gewöhnlich sich von Osten nach Westen zu bewegen, in der Tat gegen Osten fortrückt. Nachdem er die Nord-Südlinie (den *Meridian*) passiert hat, beginnt er in gekrümmter Bahn aufwärts zu steigen, bis im Nordosten seine Bewegung vertikal ist. Darauf wendet er sich allmählich gegen Westen, passiert die Nord-Südlinie jetzt ebenso weit über, wie vorher unter dem Pol, und auf der Westseite in stetiger Krümmung hinabsinkend, wiederholt er seinen Lauf und befindet sich nach 24 Stunden wieder unter dem Pole.

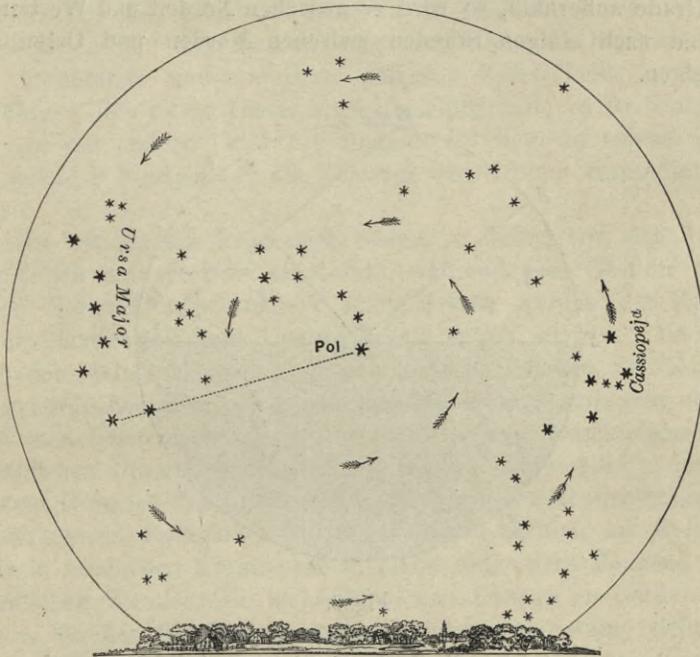


Fig. 2. Zirkumpolarsterne in der Breite von 40° .

Der Durchgang durch den Meridian über dem Pole heißt die obere, der unter dem Pole die untere *Kulmination*. In Fig. 2 ist der Lauf rund um den Pol durch die Pfeile angedeutet. Mit bloßem Auge können wir nicht den ganzen Weg eines einzelnen Sternes verfolgen, weil der Tag dazwischen tritt; setzten wir indessen die Beobachtung jede klare Nacht während eines Jahres fort, so würden wir ihn in jedem Punkte seiner Bahn wahrnehmen. Ein Stern, der den soeben beschriebenen Weg verfolgt, geht nie unter und kann in jeder klaren Nacht gesehen werden. Denken wir uns einen Kreis rings um den Pol gezogen, der gerade den

Horizont berührt (Fig. 2), so werden alle Sterne innerhalb dieses Kreises in dieser Weise sich bewegen; er heißt deshalb der Kreis der beständigen Sichtbarkeit, und die von ihm umschlossenen, niemals untergehenden Sterne werden *Zirkumpolarsterne* genannt.

Je weiter wir uns vom Pol entfernen, in desto größeren Kreisen bewegen sich die Gestirne, bis wir, wenn sie gerade den Horizont streifen, den Kreis der beständigen Sichtbarkeit erreichen. Außerhalb dieses Kreises muß jeder Stern, je nach seiner Entfernung vom Pole, für eine längere oder kürzere Zeit unter den Horizont sinken. Steht er nur wenige Grade außerhalb, so wird er zwischen Norden und Westen untergehen und nach einigen Stunden zwischen Norden und Osten wieder emporsteigen.

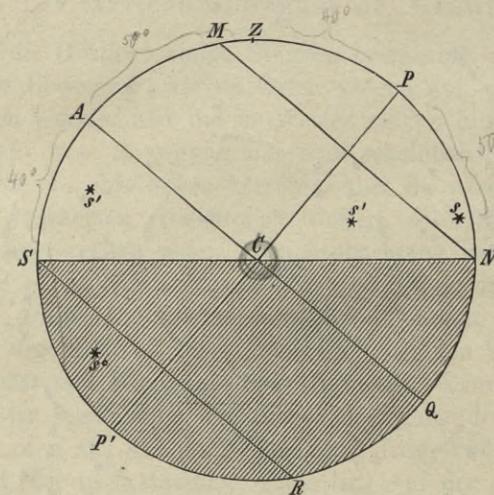


Fig. 3.

Überschreiten wir den Kreis beständiger Sichtbarkeit noch mehr, so finden wir, daß die Sterne in ihrer oberen Kulmination nicht unerheblich südlich vom Zenit den Meridian passieren oder kulminieren, daß sie rascher untergehen und länger unter dem Horizont bleiben. In Fig. 3 gilt dies für die Sterne, die wie s' zwischen dem Himmelsäquator AQ und dem kleineren Kreise MN (der dem Kreise der Fig. 2 entspricht) liegen. Kommen wir an den Äquator selbst, der vom Pole P ein Viertel des Kreisumfanges oder 90° absteht*), und dessen Projektion an den Himmel der Himmelsäquator ist, so wird die Hälfte des Weges über, die

*) Der Kreisumfang wird bekanntlich in 360 Grade ($^\circ$) geteilt, jeder Grad in 60 (Bogen-) Minuten ($'$), jede Minute in 60 (Bogen-) Sekunden ($''$).

Hälfte unter dem Horizont SN liegen. Im Raume MPN liegen die Zirkumpolarsterne, wie s (s. Fig. 3), in $NQRSAM$ die auf- und untergehenden, wie s' , in $RP'S$ die nicht aufgehenden, also stets unsichtbaren Gestirne (s^0). Die unter dem Horizont liegende Halbkugel ist schattiert. Die Kreise, mit Ausnahme des durch Nord- und Südpunkt, Pol und Zenit gehenden Meridians, erscheinen als gerade Linien. Südlich vom Äquator werden die von den Sternen beschriebenen Kreise wieder kleiner, und jetzt liegt mehr als die Hälfte ihres scheinbaren täglichen Weges unter dem Horizont. Nahe dem Südpunkte zeigen sie sich nur kurze Zeit über dem Horizont, und unterhalb desselben ist endlich ein Raum ($SP'R$), in welchem sie für uns niemals aufgehen. Der den Horizont im Südpunkte berührende und unterhalb gelegene Kreis heißt entsprechend dem früheren der Kreis beständiger Unsichtbarkeit; er ist von gleicher Größe wie der andere, und der Südpol (P') liegt in seinem Zentrum, ebenso wie der Nordpol (P) im Zentrum des Kreises beständiger Sichtbarkeit.

Reisen wir auf der Erde nach Süden, so finden wir, daß der Nordpol allmählich zum Horizont hinabsinkt, während neue Gestirne über den südlichen Horizont emporsteigen; infolgedessen werden die Kreise beständiger Sichtbarkeit und Unsichtbarkeit immer kleiner. Am Äquator hat sich der Südpol bis zum südlichen Horizont erhoben, der Nordpol ist bis zum nördlichen hinabgesunken; der Himmelsäquator geht von Osten nach Westen durch unser Zenit, und alle Gestirne beschreiben während ihrer täglichen Umdrehung Kreise, deren eine Hälfte über, deren andere unter dem Horizont liegt. Diese Kreise stehen alle senkrecht zum Horizont. Südlich vom Erdäquator ist nur der Südpol sichtbar, und der Nordpol, den wir in nördlichen Breiten sehen, bleibt unter dem Horizont. Südlich vom südlichen Wendekreise steht die Sonne mittags im Norden und bewegt sich für den Beschauer, statt von links nach rechts, vielmehr von rechts nach links.

Könnten wir nach Norden bis an den Pol gelangen, so stiege der Nordpol immer höher, die beiden oben erwähnten Kreise würden immer größer werden, und endlich am Pole selbst wäre derselbe in unserem Zenit, der Äquator im Horizont, und alle sichtbaren Gestirne würden dem Horizont parallele Kreise beschreiben.

Aus diesen Tatsachen geht hervor, daß die geographische Breite eines Ortes gleich der Höhe des Pols über dem Horizont (oder, was dasselbe ist, gleich der Entfernung des Zenits vom Äquator) ist; ebenso zeigt die Betrachtung der Fig. 3, daß alle Sterne, deren Abstand vom Pole kleiner ist als die Polhöhe (PCN) oder die geographische Breite eines Ortes, Zirkumpolarsterne sind.

Nach dem vorangehenden können wir die Gesetze der täglichen Bewegung so zusammenfassen:

1. Die Himmelskugel, mit Sonne, Mond und Sternen, scheint sich im Laufe eines Tages um eine geneigte, durch den jedesmaligen Beobachtungsort gehende Achse zu drehen.

2. Das obere Ende dieser Achse weist in unserer Hemisphäre nach dem Nordpole; das andere geht durch die Erde auf den Südpol zu, der dem Nordpole diametral entgegengesetzt und daher unter dem Horizont liegt.

3. Alle Fixsterne bewegen sich während dieser Umdrehung zusammen und in gleichbleibender gegenseitiger Entfernung so, als wenn sie auf einer soliden Sphäre befestigt wären.

4. Nördlich von dem Himmelsäquator, dem Kreise also, den man sich als Verlängerung des Erdäquators, in gleichem Abstände von Nord- und Südpol rings um den Himmel gezogen denken kann, vollführen in unseren Gegenden alle Gestirne mehr als die Hälfte ihrer Umdrehung über dem Horizont; südlich von ihm dagegen weniger als die Hälfte.

3. Bewegung der Sonne unter den Sternen.

Die augenfälligste Klassifikation der mit bloßem Auge sichtbaren Himmelskörper ist die in Sonne, Mond und Sterne. Unter den letzteren gibt es fünf, die ihre gegenseitige Stellung beständig ändern, während die große Mehrzahl Jahr für Jahr und Jahrhundert für Jahrhundert dieselben relativen Stellungen an der Himmelskugel beizubehalten scheint. Diese fünf bilden die den Alten bekannten *Planeten* oder Wandelsterne, ihre Namen sind: Merkur, Venus, Mars, Jupiter und Saturn; zu ihnen treten als bewegte Gestirne noch Sonne und Mond, sowie gelegentlich die großen Kometen hinzu. Die übrigen dem bloßen Auge für gewöhnlich sichtbaren Gestirne heißen *Fixsterne*, weil sie, abgesehen von der oben beschriebenen gemeinschaftlichen täglichen, scheinbar keine Bewegung zeigen. Merken wir uns dagegen die Stellungen von Sonne, Mond und Planeten unter den Sternen für eine Reihe aufeinander folgender Tage, so werden wir gewisse langsame Veränderungen gewahr, die wir im folgenden, mit der Sonne beginnend, beschreiben wollen. Der Leser muß sich dabei erinnern, daß wir jetzt nicht mehr die scheinbare tägliche Bewegung, sondern gewisse, weit langsamere Bewegungen einiger Himmelskörper relativ zu den Fixsternen aufsuchen, wie sie wahrgenommen würden, auch wenn die Erde nicht um ihre Achse rotierte.

Beobachten wir, Nacht für Nacht, die genaue Stunde und Minute, zu welcher irgend ein Fixstern infolge seiner täglichen Bewegung einen

festen Punkt passiert, z. B. also an einem Turme oder Hause verschwindet oder erscheint, so finden wir bald, daß dies jeden Abend etwa 4 Minuten früher als den Abend zuvor geschieht. Die Fixsternsphäre macht eine Umdrehung also nicht in genau 24 Stunden, sondern in 23 Stunden 56 Minuten. Notieren wir demnach die Stellung des Sternes gegen die Nord-Südlinie oder den Meridian täglich genau zu derselben Zeit, so werden wir ihn immer weiter gegen Westen finden. Als Beispiel wollen wir den hellsten Stern im Sternbilde des Löwen, Regulus, nehmen. Beobachten wir diesen am 22. März, so passiert er den Meridian, er kulminiert, um 10 Uhr abends. Am 22. April dagegen ist er um 10 Uhr schon 2 Stunden westlich vom Meridian, er passiert ihn um 8 Uhr. Am 22. Mai kulminiert er um 6 Uhr, also vor Sonnenuntergang, und kann daher im Meridian überhaupt nicht mehr mit freiem Auge gesehen werden. Ende Juni geht er nachmittags bei hellem Sonnenschein durch den Meridian und wird erst in der Dämmerung sichtbar, wenn er schon weit aus dem Meridian nach Westen gerückt ist; Ende Juli geht er in der Dämmerung unter und verschwindet nun bald ganz in den Strahlen der Sonne. Dies zeigt uns, daß die Sonne sich stetig dem Sterne von Westen genähert hat, bis sie im August ihm so nahe gekommen ist, daß er unsichtbar wird.

Führen wir unsere einfache Rechnung fort, so finden wir, daß Regulus am 21. August den Meridian um Mittag, also nahe zur selben Zeit wie die Sonne, passiert. Im September hat ihn die Sonne überholt, er kulminiert um 10 Uhr vormittags; man kann ihn also in der Morgendämmerung vor der Sonne aufgehen sehen. Die Sonne entfernt sich nun immer weiter nach Osten, der Stern geht immer früher auf, bis er im Februar bei Sonnenuntergang auf-, bei Sonnenaufgang untergeht. Im März endlich passiert er den Meridian abermals um 10 Uhr abends; nach einem Jahre haben also Sonne und Stern, in stetiger Veränderung, ihre anfängliche gegenseitige Stellung wieder erlangt. Aber der Stern ist 366 mal auf- und untergegangen, die Sonne dagegen nur 365 mal; letztere hat also durch die beschriebene langsame Bewegung nach Osten eine volle Umdrehung verloren.

Wären die Sterne am Tage sichtbar, so könnte die scheinbare Bewegung der Sonne unter ihnen im Laufe eines einzelnen Tages wahrgenommen werden. Könnten wir z. B. den Regulus am Abend des 21. August 1904 beobachten, so würden wir die Sonne etwas südlich und westlich von ihm (in Stellung 1 der Fig. 4) finden; am Morgen des 22. August würde sie ungefähr südlich vom Sterne stehen (Stellung 2), und bei Sonnenuntergang würde die Stellung 3 stattfinden, der Stern stände jetzt schon

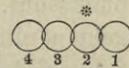


Fig. 4.

etwas westlich, ginge also früher auf als die Sonne. Am Morgen des nächsten Tages würde die gegenseitige Stellung wie in 4 sein und so fort.

Die Bahn, welche die Sonne im Laufe eines Jahres unter den Sternen beschreibt, heißt die *Ekliptik*. Ebenso wie die Pole des Äquators sind auch die Pole der Ekliptik zwei am Himmel diametral gegenüber liegende Punkte, jeder in dem Mittelpunkt einer der zwei Hemisphären, in welche die Ekliptik die Himmelskugel teilt.

Die Bestimmung der Sonnenbewegung längs der Ekliptik darf als Anfang der wissenschaftlichen Astronomie betrachtet werden. Die vorgeschichtlichen Astronomen teilten die Ekliptik und den schmalen zu beiden Seiten sich hinziehenden Gürtel (den *Tierkreis* oder *Zodiakus*) in 12 Teile, letztere bekannt als die Zeichen des Tierkreises. Sehr oberflächliche Beobachtung schon mußte zeigen, daß der Wechsel der Jahreszeiten mit den Änderungen in der Mittagshöhe der Sonne und in der Länge des Tages zusammenhing; aber erst durch genauere Erforschung der Lage der Ekliptik und der Bewegung der Sonne in ihr konnte erkannt werden, wie diese Änderungen im täglichen Laufe der Sonne hervorgebracht wurden. Solche Betrachtung zeigte sie als eine Folge der Tatsache, daß Ekliptik und Äquator nicht zusammenfallen, sondern gegeneinander unter einem Winkel von 23° bis 24° geneigt sind. Die Neigung dieser beiden größten Kreise*) heißt die *Schiefe der Ekliptik*. Wie alle größten Kreise, schneiden sich auch Ekliptik und Äquator in zwei diametral gegenüberstehenden Punkten. Steht die Sonne in einem derselben, so geht sie genau im Osten auf und im Westen unter; die eine Hälfte ihres täglichen Laufes liegt über, die andere unter dem Horizont. Tag und Nacht sind daher gleich, und aus diesem Grunde heißen die beiden genannten Punkte die Nachtgleichenpunkte oder *Äquinoktien*.

Am 21. März etwa ist die Sonne im Frühlingsnachtgleichenpunkte oder kurz Frühlingspunkte. Die nächsten 3 Monate steigt sie über den Äquator empor und steht am 22. Juni etwa $23\frac{1}{2}^\circ$ nördlich von ihm. Dieser Punkt der Ekliptik heißt der Sommersonnenwendepunkt oder das *Sommersolstitium*, weil die Sonne hier, in Bezug auf den Äquator, zum Stillstand zu kommen scheint und sich wieder ihm zuzuwenden beginnt. Nahe diesem Solstitium, also im Sommer, geht die Sonne nördlich vom Ostpunkt auf, kulminiert (in unseren Breiten) in beträchtlicher Höhe und geht nördlich vom Westpunkt unter. Zugleich liegt, da sie nördlich vom Himmelsäquator steht, mehr als die Hälfte des täglichen Laufes über

*) Größte Kreise am Himmel sind diejenigen, in deren Mittelpunkt sich der Beobachter (die Erde) befindet.

dem Horizont, die Tage sind also länger als die Nächte, und lange Tagesdauer wie große Sonnenhöhe im Meridian bewirken die Hitze unseres Sommers.

Während der nächsten 3 Monate, von Ende Juni bis September, sinkt die Sonne allmählich zum Äquator hinab und erreicht ihn, etwa am 23. September, im Herbstnachtgleichenpunkt; hier sind abermals Tag und Nacht von gleicher Länge. Die nun folgenden 6 Monate steht die Sonne südlich vom Äquator; bis zum 22. Dezember entfernt sie sich immer weiter nach Süden von ihm und erreicht an diesem Tage etwa, im *Wintersolstitium*, ihre größte südliche Abweichung oder Deklination mit wiederum $23\frac{1}{2}^{\circ}$ *). In dieser Zeit liegt mehr als die Hälfte der Tagesbahn unter dem Horizont, die Nächte sind also länger als die Tage, und kurze Tage wie niedrige Sonnenhöhe, auch am Mittage, bedingen die Winterkälte. Für die südliche Hemisphäre kehren sich alle diese Verhältnisse um; sie hat, bei niedrigem Sonnenstande, Winter, während wir, bei hohem Sonnenstande, Sommer haben, und Sommer, während auf der nördlichen Hemisphäre Winter ist.

Von der ältesten Einteilung des Tierkreises oder Zodiakus in Bilder und Zeichen besitzen wir keine verbürgte geschichtliche Nachricht; doch darf als feststehend angesehen werden, daß sie babylonischen Ursprungs ist und wahrscheinlich bis in das vierte Jahrtausend vor Christi Geburt zurückreicht. Man hat versucht, die Namen zu Erscheinungen im Tierleben sowie zu den Jahreszeiten und den in ihnen vorgenommenen landwirtschaftlichen Beschäftigungen in Beziehung zu bringen. So würden die Frühlingszeichen Widder, Stier und Zwillinge, die dem Laufe der Sonne von Ende März bis Ende Juni entsprechen, die Erzeugung neuer Geschöpfe andeuten. Das erste Sommerzeichen, der Krebs, könnte die Zeit bezeichnen, wo die Sonne nach Erreichung ihrer größten nördlichen Deklination wieder zum Äquator zurückzukehren beginnt. Der Löwe mag symbolisch die feurige Hitze des Sommers und die Jungfrau im reifenden Korne den Herbst darstellen; in der Wage halten sich Tag und Nacht, als von gleicher Länge, das Gleichgewicht u. s. f.

Doch beruhen diese Deutungen nur auf Vermutungen, die um so unsicherer sind, als die Benennung der einzelnen Zeichen im Laufe der Jahrhunderte mancherlei Änderungen erfahren hat. Auch ist zu beachten, daß infolge der Präzession die Tierkreisbilder nicht immer denselben

*) Der Abstand der Sonne vom Frühlingsäquinoktium auf den Äquator bezogen heißt ihre Rektaszension; der Abstand vom Äquator selbst, senkrecht nach den Polen zu gezählt, die nördliche oder südliche Deklination; der Abstand vom Frühlingspunkte, in der Ekliptik gerechnet, ihre Länge. Der Abstand von der Ekliptik oder die Breite ist bei der Sonne stets sehr nahe Null (mehr s. II. Teil, Kap. II).

Jahreszeiten entsprochen haben, so daß zu einer sicheren Deutung der Namen eine viel genauere Kenntnis des Zeitpunktes ihrer Entstehung erforderlich wäre, als wir sie tatsächlich besitzen.

Die Sternbilder des Zodiakus nehmen, wie man auf den Sternkarten sieht, ganz ungleiche Räume am Himmel ein. Im Anfange waren sie einfach 12 »Häuser« für die Sonne, die sie im Laufe des Jahres durchlief. Hipparch fand zuerst dieses Einteilungssystem für genauere astronomische Zwecke gänzlich ungenügend und teilte daher Ekliptik und Zodiakus in 12 gleiche Teile, jeden zu 30° , die *Zodiakalzeichen* genannt wurden. Er gab ihnen die Namen der Konstellationen, die ihnen am nächsten entsprachen. Mit dem Frühlingsäquinoktium beginnend, wurde der erste Bogen von 30° das Zeichen des Widders (Aries) genannt, der zweite das des Stiers (Taurus) und so fort. Der Gebrauch, auf die Ekliptik bezogene Sternpositionen nach »Zeichen« zu rechnen, hat bis in das vorletzte Jahrhundert gedauert, ist aber nunmehr als unbequem ganz abgekommen. Die Ekliptik wird jetzt, wie jeder andere Kreis, in 360 Grade geteilt, die vom Frühlingspunkt aus in der Richtung der Sonnenbewegung fortlaufend von 0° bis 360° gezählt werden.

4. Präzession der Äquinoktien; das Sonnenjahr.

Durch Vergleichung seiner eigenen Beobachtungen mit denen seiner Vorgänger fand Hipparch, daß die Abstände der Sterne von dem Frühlingspunkt östlich von demselben stetig größer, die der Sterne westlich von ihm immer kleiner wurden, daß also der Frühlingspunkt und ebenso natürlich der Herbstnachtgleichenpunkt langsam und mindestens 1° im Jahrhundert nach Westen fortrückten. Seine Nachfolger bestimmten diese *Präzession der Äquinoktien* genauer: sie beträgt $50''.2$ in einem Jahr oder nahe 1° in 70 Jahren. Sorgfältigere Beobachtung zeigte später, daß diese Veränderung hauptsächlich die Folge einer Bewegung des Äquators ist, die wiederum aus einer Änderung in der Richtung der Erdachse bezw. Himmelsachse entsteht. Die Ekliptik ändert ihre Lage unter den Sternen so wenig, daß diese Änderung erst aus den verfeinerten Beobachtungen der Neuzeit geschlossen werden konnte. In Wirklichkeit besteht also die Präzession in einer sehr langsamen kreisenden Bewegung des Pols des Äquators um den Pol der Ekliptik, und zwar beträgt die Zeit eines vollen Umlaufes etwa 26000 Jahre. Vollständig genau ist diese Zeit nie berechnet worden, und sie würde auch, wegen mancher kleinen Veränderungen, denen die Bewegung unterworfen ist, nicht immer dieselbe sein; doch weicht sie nicht bedeutend von der genannten Zahl ab. Die eben noch erwähnte, höchst langsame Bewegung der Ekliptik selbst und daher

Präzession
 $50''.2$
 1 Jahr
 $1^\circ = 70$ Jahre

auch ihres Pols kompliziert die Bewegung des Pols des Äquators um den letzteren einigermaßen; im allgemeinen ist aber die von ihm beschriebene Kurve sehr nahe ein Kreis von etwa 47° im Durchmesser. Zur Zeit des Hipparch stand unser jetziger Polarstern 12° vom Nordpol entfernt. Seitdem hat sich der Pol dem Sterne beständig genähert und wird den geringsten Abstand, von weniger als einem halben Grad, um das Jahr 2100 erreichen und sich von da an allmählich wieder entfernen. Nach 12000 Jahren wird er nahe der Leier stehen, und der hellste Stern dieses Sternbildes, die Wega, wird auf den Namen des Polarsterns Anspruch erheben dürfen. Der Äquator zeigt natürlich eine der Polbewegung entsprechende Bewegung, da er gegen die Polarachse eine konstante Neigung (90°) besitzt; ebenso werden sich auch seine Durchschnittspunkte mit der Ekliptik, die Nachtgleichenpunkte, stetig ändern.

Es muß natürlich immer festgehalten werden, daß die verschiedenen in diesem Kapitel besprochenen Bewegungen an der Himmelskugel nur scheinbare sind und aus der Bewegung der Erde selbst, wie wir in dem Kapitel über das Kopernikanische System sehen werden, entspringen. Die tägliche Umdrehung der Himmelskugel ist eine Folge der Umdrehung der Erde um ihre Achse und die Präzession eine Wirkung der Richtungsänderung dieser Achse. Die Ursache der Präzession werden wir später kennen lernen.

Eine wichtige Folge der Präzession ist ferner, daß ein Jahresumlauf der Sonne unter den Sternen nicht genau der Wiederkehr der Jahreszeiten entspricht. Die letztere hängt von der Stellung der Sonne zum Frühlingspunkte ab, indem der Zeitpunkt, zu welchem dieselbe den Äquator nach Norden zu kreuzt, stets (in unserer Hemisphäre) den Frühlingsanfang bezeichnet, gleichgültig, wo die Sonne sich dabei unter den Sternen befindet. Wenn sie nun, vom Frühlingsäquinoktium aus, nach Umkreisung des Himmels zum Frühlingspunkte zurückkehrt, so erreicht sie ihn, infolge der Bewegung des Äquators oder des Fortrückens des Äquinoktiums gegen Westen, jetzt ungefähr 20 Minuten eher, als sie bei demselben Sterne wieder eintrifft. In einem Jahre ist der Unterschied klein; er häuft sich aber im Laufe der Jahrhunderte bedeutend an und beträgt z. B. in einem Jahrtausend schon beinahe 14 Tage. Wir müssen demnach zwischen dem *siderischen* und dem *tropischen Jahre* unterscheiden; ersteres ist die Zeit eines Umlaufes der Sonne unter den Sternen, letzteres die Zeit eines Umlaufes in Beziehung zum Äquinoktium, weshalb es auch das Äquinoktialjahr heißt. Die Länge dieser beiden Jahre ist:

$$\text{Siderisches Jahr} = 365^d 256 36'' = 365^d \frac{6^h 9^m 9^s}{*})$$

$$\text{Tropisches Jahr} = 365.24220 = 365 \frac{5 \ 48 \ 46.}{*})$$

*) Man bezeichnet Tage, Stunden, (Zeit-) Minuten und (Zeit-) Sekunden kurz

47° Durchmesser

*Unterschied 11
Minuten
trop. Jahr 20
Min.
sider. Jahr
trop. Jahr*

Da die Rückkehr der Jahreszeiten vom tropischen Jahre abhängt, so liegt dieses dem Kalender und den Einrichtungen des bürgerlichen Lebens überhaupt zu Grunde. Seine wahre Länge ist $11^m 14^s$ geringer als $365\frac{1}{4}$ Tage. Einige Folgen dieses Unterschiedes werden bei der Erklärung des Kalenders besprochen werden.

5. Die Mondbewegung.

Jedermann weiß, daß der Mond in etwa einem Monate die Himmelskugel umläuft, und daß er während dieses Umlaufes eine Reihe verschiedener, von seiner Stellung zur Sonne abhängiger *Phasen* darbietet, deren vier hauptsächlichste als Neumond, erstes Viertel, Vollmond und letztes Viertel bekannt sind. Bei Neumond steht der Mond mit der Sonne in *Konjunktion*, d. h. beide Gestirne haben gleiche Länge, bei Vollmond sind sie um 180° in Länge verschieden, oder sie befinden sich in *Opposition*; beim ersten und letzten Viertel sind die Längen beider Gestirne um 90° verschieden. Eine genauere Betrachtung dieser Phasen während einer einzelnen Lunation macht es klar, daß der Mond ein dunkler, kugelförmiger Körper ist, der sein Licht von der Sonne empfängt; diese Tatsache ist schon im grauen Altertume von sorgfältigen Beobachtern erkannt worden.

Wie die Sonne den Himmel in einem Jahre, so durchläuft der Mond ihn in etwas mehr als 27 Tagen. Seine Bewegung unter den Sternen kann man deshalb leicht wahrnehmen. Wird die Stellung des Mondes zu einem helleren Sterne, etwa um die Zeit des ersten Viertels, von Stunde zu Stunde notiert, so wird man bald finden, daß er nahe um den Betrag seines Durchmessers im Laufe einer Stunde nach Osten vorrückt. In der nächsten Nacht wird er schon 12° bis 14° östlicher als in der ersten stehen, etwa dreiviertel Stunde später aufgehen und um ebensoviel später den Meridian passieren und untergehen. Nach $27^d 8^h$ wird er unter den Sternen wieder da stehen, wo er zuerst gesehen wurde.

Gehen wir nun von der Stellung des Mondes zur Zeit des Neumondes aus, so wird er nach Ablauf von $27\frac{1}{3}$ Tagen zwar zu denselben Sternen, aber noch nicht zur Sonne zurückgekehrt, demnach noch nicht wieder Neumond geworden sein. Dies rührt daher, daß die Sonne in dieser Zeit weiter nach Osten vorgerückt ist, und diese Bewegung beträgt so viel, daß der Mond mehr als zwei Tage braucht, um die Sonne einzuholen und wieder Neumond zu werden. Die wahre oder *siderische Umlaufszeit* des Mondes um die Erde ist also $27\frac{1}{3}$ Tage, die Durchschnittszeit zwischen

durch d , h , m , s , (d = dies = Tag, h = hora = Stunde); Grade, (Bogen-)Minuten und (Bogen-)Sekunden durch $^\circ$, $'$, $''$.

1. Mond.
27 Tg 8 St

Neumond und Neumond, die Zeit also, nach welcher der Mond wieder in dieselbe Stellung zur Sonne kommt, oder die sogenannte *synodische Umlaufszeit*, beträgt dagegen $29^d 13^h$.

Eine Vergleichung der Mondphasen und der jedesmaligen Richtungen von Mond und Sonne zeigt, daß die letztere außerordentlich viel weiter als der Mond von uns entfernt ist. In Fig. 5 sei E die Erde oder die Stellung eines Beobachters auf ihr, M der Mond und S die Sonne, welche eine Hälfte des Mondes erleuchtet. Erscheint, wie in der Figur, dem Erdbeobachter die Mondscheibe halb erleuchtet, oder ist erstes Viertel, so muß der Winkel am Monde zwischen Erd- und Sonnenrichtung ein rechter sein. Wäre nun die Sonne nur etwa viermal so weit als der Mond, so würde der Beobachter den Winkel SEM zu 75° finden; und je näher die Sonne wäre, desto kleiner würde er, für den Fall des ersten (oder letzten) Viertels, werden. Die wirkliche Messung ergibt indessen auch diesen Winkel so nahe gleich 90° , daß der Unterschied in unvollkommenen Instrumenten

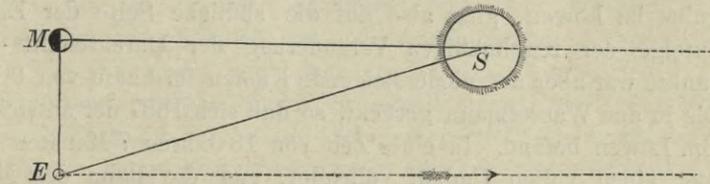


Fig. 5.

unmerklich ist. Die Sonne steht nämlich in Wirklichkeit etwa an der Stelle, wo die punktierte Linie und die verlängerte Linie MS einander schneiden würden, d. i. etwa 400mal weiter, als die Entfernung EM beträgt.

Die Idee, durch Messung des Winkels SEM die Entfernung der Sonne oder vielmehr das Verhältnis der Sonnenentfernung zur Mondentfernung zu bestimmen, rührt von Aristarch (im 3. Jahrhundert v. Chr.) her. Durch Messung fand er den genannten Winkel, also den Unterschied der Richtungen nach der Sonne und nach dem Monde, zu 87° , wonach die erstere etwa 20mal so weit als der letztere sein würde. Wir wissen jetzt, daß dieses Resultat 20mal zu klein, und daß der Winkel in der Tat so nahe 90° ($89^\circ 51'$) ist, daß Aristarch den Unterschied unmöglich bestimmen konnte. Überhaupt ist diese Methode, wenn auch im Prinzip ganz richtig, doch in der Praxis nicht anwendbar. Die eine, aber unübersteigliche Schwierigkeit liegt darin, daß es wegen der Beschaffenheit der Mondoberfläche unmöglich ist, wahrzunehmen, wann der Mond genau halb erleuchtet, der Winkel EMS also gerade 90° ist.

Wenn wir den Weg des Mondes unter den Sternen verfolgen und auf einer Sternkarte einzeichnen, so finden wir, daß er nicht derselbe wie der der Sonne ist, daß also der Mond sich nicht in der Ekliptik bewegt; die Mondbahn ist vielmehr gegen die Ekliptik um etwa 5° geneigt. Die einander gegenüberliegenden Durchschnittspunkte von Mond- und Sonnenbahn heißen die *Mondknoten*; vom aufsteigenden Knoten (Ω) bis zum niedersteigenden (\oslash) liegt die Mondbahn über oder nördlich, vom niedersteigenden bis zum aufsteigenden unter oder südlich von der Ekliptik.

Infolge einer Bewegung der Knoten gegen Westen, die für jede Umlaufdauer mehr als 1° beträgt, verändert sich aber die Lage der Mondbahn fortwährend; und so schneidet zwar die Bahn die Ekliptik stets unter demselben Winkel, sie verschiebt sich aber längs derselben um etwa 20° in einem Jahre, und der Mond geht daher nicht immer über dieselben Sterne hinweg. Im August 1877 z. B. kreuzte der Mond die Ekliptik im niedersteigenden Knoten etwas rechts unterhalb (südwestlich) des Regulus im Löwen, ging also auf die südliche Seite der Ekliptik über. Infolge der regelmäßigen Veränderung der Durchschnitts- oder Knotenpunkte war aber der niedersteigende Knoten im Laufe von 9 bis 10 Jahren bis in den Wassermann gerückt, so daß sich 1887 der aufsteigende Knoten im Löwen befand. In einer Zeit von 18 Jahren 7 Monaten haben die Knoten einen vollen Umlauf vollendet, und die Bahn des Mondes lag dann wieder genau so, wie um dieselbe Zeit früher, mithin hat im Jahre 1896 der Mond den niedersteigenden Knoten wieder im Sternbilde des Löwen passiert.

6. Sonnen- und Mondfinsternisse.

Ohne Zweifel werden in den ältesten Zeiten die Menschen durch das gelegentliche und fast plötzliche Eintreten einer Finsternis in Schrecken und Furcht versetzt worden sein, wie dies ja noch heute bei unzivilisierten Völkern der Fall ist. Aber nicht lange konnten die Bewegungen von Sonne und Mond verfolgt werden, ohne daß man die Ursache dieser Erscheinungen fand. Vorgeschrittenen, mit der Natur und speziell den Himmelserscheinungen sich beschäftigenden Männern mußte klar werden, daß der Mond, wenn er zufällig zwischen Erde und Sonne tritt, einen Teil ihres Lichtes oder ihr ganzes Licht wegnehmen müsse. Liefen beide Körper in derselben Bahn am Himmel, so müßte eine Sonnenfinsternis bei jedem Neumond eintreten; infolge der Neigung beider Bahnen gegeneinander geht aber der Mond im allgemeinen nördlich oder südlich an der Sonne vorbei, ohne eine Finsternis zu verursachen. Ist indessen der Mond

18 J. 7 Mon

Umlauf der
Knoten.

zur Zeit des Neumondes auch zugleich in der Nähe eines Knotens, so wird eine Sonnenfinsternis stattfinden. Als ein Beispiel wollen wir den Weg beider Himmelskörper im November und Dezember 1881 verfolgen. Die Sonne passierte den aufsteigenden Knoten der Mondbahn etwa am 30. November und war vom 11. November bis 20. Dezember weniger als 20° von diesem Knoten entfernt. Der Mond ging an der Sonne vorbei, oder es war Neumond, am 21. November 5 Uhr abends und am 21. Dezember 6 Uhr früh. An letzterem Tage stand er so weit nördlich von der Sonne, daß, vom Erdmittelpunkt aus (*geozentrisch*) gesehen, zwischen dem nördlichen Sonnen- und dem südlichen Mondrande ein Abstand von etwa $1\frac{1}{2}^\circ$ blieb, eine Finsternis also unmöglich war. Dagegen fand in der Tat am 21. November eine (ringförmige) Sonnenfinsternis statt, da zur Zeit des Neumondes Sonne und Mond nur 9° vom Knoten abstanden und die Entfernung der Mittelpunkte daher verhältnismäßig gering war; immerhin betrug sie aber so viel ($50'$ geozentrisch), daß nur wegen der großen Parallaxe des Mondes eine Finsternis und zwar für die südlichsten Gegenden der Erde möglich war. Jedesmal überhaupt, wenn die Sonne zur Zeit des Neumondes von einem der Knoten innerhalb einer gewissen geringen Grenze absteht, findet für irgend einen Erdort eine wenigstens teilweise Bedeckung der Sonne oder eine partielle Sonnenfinsternis statt. Diese Grenze hängt begreiflicherweise für den Erdmittelpunkt nur von der scheinbaren Größe von Sonne und Mond ab und beträgt etwa 19° . Da nun die Sonne im Laufe eines Jahres beide Knoten der Mondbahn kreuzt, so müssen für die Erde überhaupt jährlich mindestens zwei Sonnenfinsternisse stattfinden.

Auch die Ursache der Mondfinsternisse konnte auf die Dauer nicht verborgen bleiben; man mußte, nach Beobachtung einer größeren Zahl und Notierung der Zeiten ihres Eintretens, bald bemerken, daß sie stets zur Zeit des Vollmondes sich ereigneten, wenn also die Erde auf der Verbindungslinie zwischen Mond und Sonne war. Die Idee, daß die Erde einen Schatten werfe und der Mond in diesen trete, wie bei einer Sonnenfinsternis die Erde in den Schatten des Mondes, lag dann nicht fern; und so finden wir in der Tat, daß schon die frühesten Beobachter des Himmels auch mit der Ursache der Mondfinsternisse vollkommen vertraut waren.

Der Grund, warum die Mondfinsternisse nur gelegentlich und nicht bei jedem Vollmond eintreten, ist wesentlich derselbe, wie der des seltenen Eintretens der Sonnenfinsternisse. Das Zentrum des Erdschattens liegt, wie die Sonne, stets in der Ekliptik, und wenn daher der Mond zur Zeit des Vollmondes nicht gerade sehr nahe der Ekliptik, also nahe einem der Knoten ist, wird er nicht in den Schatten der Erde eintreten,

sondern nördlich oder südlich davon vorbeigehen. Infolge der sehr bedeutenden Größe der Sonne (ihr Durchmesser ist mehr als 100mal so groß als der der Erde) ist der Kernschatten der Erde in der Entfernung des Mondes wesentlich kleiner als die Erde selbst. Hieraus folgt, daß eine Mondfinsternis einen beträchtlich geringeren Abstand des Mondes von einem seiner Knoten bedingt als eine Sonnenfinsternis. Mondfinsternisse treten daher seltener auf als Sonnenfinsternisse, und mitunter vergeht in der Tat ein ganzes Jahr ohne Mondfinsternis.

Die Natur und Dauer einer Finsternis ist je nach den Stellungen und scheinbaren Größen von Sonne und Mond verschieden. Wir wollen zuerst annehmen, bei einer Sonnenfinsternis ginge der Mond genau über den Mittelpunkt der Sonne weg (die Bedeckung sei zentral), er stände also zur Zeit des Neumondes genau in einem seiner Knoten. Dann ist klar, daß, wenn der scheinbare (Winkel-)Durchmesser des Mondes den der Sonne übertrifft, die letztere vollständig verdeckt sein wird; es findet sodann eine *totale Sonnenfinsternis* statt. Eine solche kann, wie leicht einzusehen, nur dann eintreten, wenn der Beobachter genau oder sehr nahe auf der (verlängerten) Verbindungslinie der Mittelpunkte von Sonne und Mond sich befindet. Ist unter den gleichen Verhältnissen die scheinbare Größe des Mondes geringer als die der Sonne, so ist klar, daß nicht die ganze Sonnenscheibe verdeckt werden kann, sondern noch ein Lichtring um den Mondrand sichtbar sein wird; diese Erscheinung heißt eine *ringförmige Sonnenfinsternis* (Fig. 6). Geht der Mond nicht zentral über die Sonne weg, so kann er nur einen Teil derselben bedecken, und die Finsternis ist dann eine *partielle* (Fig. 7). Ebenso verhält

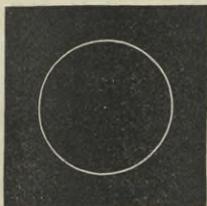


Fig. 6.



Fig. 7.

es sich mit den Mondfinsternissen: ist der Mond nur teilweise im Erdschatten, so haben wir eine partielle Mondfinsternis; steht er ganz in ihm, eine totale. Eine ringförmige Mondfinsternis ist nicht möglich, weil der Durchmesser des Erdschattens den des Mondes stets übertrifft.

Die folgenden Figuren 8 und 9 zeigen einige der bei Finsternissen stattfindenden Verhältnisse deutlicher. *S* bezeichnet darin die Sonne, *E* die Erde, *M* den Mond. Ein Beobachter an den Punkten *O* (Fig. 8), überhaupt außerhalb der schraffierten Partien, würde die ganze Sonne, also gar keine Verfinsternung sehen. An den Stellen *P*, innerhalb der leicht schraffierten Teile, wird die Sonne partiell verfinstert erscheinen, und zwar um so mehr, je näher der Beobachter dem Zentrum ist. Dieser

Teil des Schattenkegels heißt der Halbschatten. Endlich gibt es eine kleine Region, zwischen den mit P bezeichneten Stellen, wo die Sonne total vom Monde verdeckt ist; diese Gegend trifft der Kernschatten des Mondes, dessen Form ein Kegel ist mit der Basis am Mond und der Spitze an der Erde. Die scheinbaren Durchmesser von Sonne und Mond sind nun so nahe gleich, d. h. die wahren verhalten sich so nahe, wie die entsprechenden Entfernungen von der Erde, daß die Spitze des Mondschattens immer in der Nähe der Erde liegt; mitunter erreicht er die

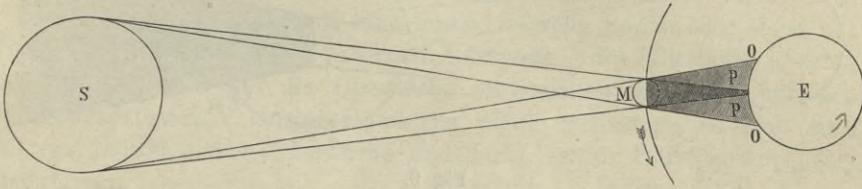


Fig. 8.

Erdoberfläche, die Orte im Schattenkegel haben dann eine totale Sonnenfinsternis, mitunter trifft er sie aber auch nicht, dann findet eine ringförmige Finsternis statt. Da im Fall einer totalen Finsternis der Schattendurchmesser auf der Erde selbst selten mehr als 200 Kilometer beträgt, so begreift man, warum für einen gegebenen Erdort eine totale Sonnenfinsternis so selten eintritt und dann so kurz ist. Für einen genau auf der Zentrallinie gelegenen Ort ist die Dauer der Totalität um so länger, je größer der scheinbare Monddurchmesser im Verhältnis zum Sonnendurchmesser ist, je näher also der Mond und je entfernter die Sonne steht; selten beträgt sie aber mehr als 6 Minuten. In der Mehrzahl der Fälle erreicht jedoch die Schattenspitze die Erde nicht; dann erscheint der Mond kleiner als die Sonne, und ein in der Zentrallinie befindlicher Beobachter sieht eine ringförmige Sonnenfinsternis, die gleichfalls nur ganz kurze Zeit dauern kann. Die partiellen Verfinsterungen dauern begreiflicherweise erheblich länger, da, wenn der Mond nur nahezu zentral an der Sonne vorbeigeht, zwischen erster Berührung im Westen (Anfang der Finsternis) und letzter Berührung im Osten (Ende) mehrere Stunden verfließen.

Der Mondschatten oder seine Verlängerung trifft die Erdoberfläche zuerst an westlichen Orten, da der Mond in west-östlicher Richtung die Sonne passiert; in einem Zeitraume von 4 bis 5 Stunden überstreicht er dann etwa 120° in Länge und verläßt die Erde in östlicheren Gegenden. Für die vom Schatten zuerst getroffenen Punkte geht in diesem Moment die Sonne gerade auf, für die zuletzt getroffenen geht sie unter.

Fig. 9 zeigt die Form des Erdschattens und die Verhältnisse bei einer totalen Mondfinsternis. Da der Durchmesser der Erde nahe viermal so groß ist als der des Mondes, so ist auch ihr Schatten etwa viermal so lang als der Mondschatten, und wo er die Mondbahn schneidet, erheblich größer als der Monddurchmesser; der Mond kann also, wie in der Figur dargestellt ist, vollkommen durch den Schatten bedeckt werden.

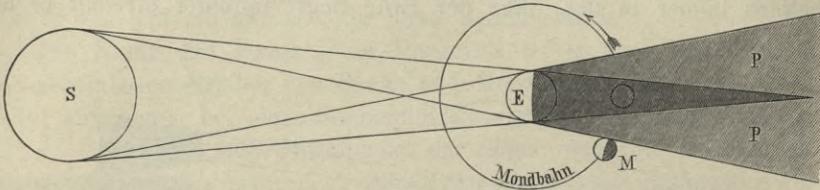


Fig. 9.

Wir wollen nun annehmen, der Mond passiere den Schatten der Erde zentral. Sobald er in den Halbschatten *P* tritt, beginnt eine Mondfinsternis — ein Mondbewohner sieht eine partielle Sonnenfinsternis, verursacht durch das Vortreten der Erde —; die Erscheinung wird aber erst auffällig, wenn der Mond in die Nähe des Kernschattens kommt. Tritt er nach etwa einer Stunde in denselben, so scheint ein Stück wie abgeschnitten und mitunter selbst gänzlich verschwunden zu sein. Die Verfinsterung nimmt nun stetig zu; endlich ist der Mond ganz in den Kernschatten eingetreten, und damit beginnt die totale Finsternis. Nach etwa $2\frac{1}{2}$ Stunden erreicht er den östlichen Rand des Kernschattens, womit die totale Finsternis endet, und nach einer weiteren Stunde auch die östliche Grenze des Halbschattens, womit die ganze Erscheinung ihr Ende findet. Während der totalen Verfinsterung ist der Mond selten ganz unsichtbar; gewöhnlich erscheint er in einer mehr oder weniger lebhaften kupferroten Farbe. Dieses matte rote Licht ist eine Folge der in den Kernschatten durch die Erdatmosphäre gebrochenen Sonnenstrahlen, und es ist heller oder matter, je nach den atmosphärischen Verhältnissen der von den Sonnenstrahlen berührten Randstellen der Erde.

Bei etwa der Hälfte aller Mondfinsternisse geht der Mond so weit über oder unter dem Zentrum des Erdschattens weg, daß auch zur Zeit der größten Verfinsterung nur ein Teil im Kernschatten steht; wir haben dann eine partielle Mondfinsternis. Übrigens ist ersichtlich, daß die Mondfinsternisse stets an allen Orten wahrgenommen werden, wo gerade der Mond über dem Horizont steht; sie sind eine reale, objektive Erscheinung, da der Mond wirklich durch den Erdschatten hindurchgeht. Für einen

speziellen Erdort sind darum Mondfinsternisse häufiger als Sonnenfinsternisse, für die Erde im allgemeinen treten dagegen, wie oben bereits auseinandergesetzt wurde, Sonnenfinsternisse häufiger ein als Mondfinsternisse.

Die Größe einer Finsternis maßen die älteren Astronomen nach »Zollen« (digiti), welche Benennung übrigens auch heute noch mitunter in Gebrauch ist. Sie teilten den Durchmesser der Sonnen- oder Mondscheibe in 12 gleiche Teile, Zolle genannt, und die Größe der Finsternis war gleich der Anzahl der Zolle, die das verfinsterte Stück betrug, also z. B. 12, wenn die Finsternis eine totale, 6, wenn Sonne oder Mond zur Hälfte verfinstert war. Die meisten Astronomen des Altertums pflegten indessen die digiti auf die Oberfläche zu beziehen und nicht auf den Durchmesser; war z. B. der Mond vier digiti verfinstert, so hieß dies, daß ein Drittel seiner Oberfläche und nicht seines Durchmessers verfinstert war.

Totale Sonnenfinsternisse bieten seltene, aber um so höher geschätzte Gelegenheit, die Vorgänge in den Lichthüllen der Sonne zu studieren; hiervon werden wir in einem späteren Kapitel sprechen.

Kehren wir jetzt zu den scheinbaren Bewegungen von Sonne und Mond an der Himmelskugel zurück. Da die Mondbahn zwei gegenüberliegende Knoten hat, in denen sie die Ekliptik schneidet, und da die Sonne die ganze Ekliptik in einem Jahre durchläuft, so folgt, daß es zwei Perioden im Jahre gibt, während welcher die Sonne einem Knoten nahe ist und daher Finsternisse vorkommen können. Beiläufig umfassen diese Perioden, die man Finsternisperioden nennen könnte, etwa je einen Monat. Im Jahre 1892 fiel z. B. die erste Finsternisperiode auf die Zeit von Mitte April bis Mitte Mai, die zweite von Mitte Oktober bis Mitte November, und in der Tat traten 1892 zwei Sonnenfinsternisse und zwei Mondfinsternisse ein, von denen die beiden Mondfinsternisse für unsere Gegenden sichtbar waren. Die Zeiten dieser Finsternisse fielen, entsprechend den obigen Perioden, auf April 26 (totale Sonnenfinsternis); Mai 11 (partielle Mondfinsternis); Oktober 20 (partielle Sonnenfinsternis) und November 4 (totale Mondfinsternis).

Genauer beträgt die durchschnittliche Periode für Sonnenfinsternisse 36 Tage (18 Tage vor und 18 Tage nach ihrem Durchgang durch einen Knoten), für Mondfinsternisse dagegen nur 23 Tage.

Wegen der früher beschriebenen Bewegung der Mondknoten tritt die Finsternisperiode nicht jedes Jahr zu gleicher Zeit ein, sondern durchschnittlich in jedem folgenden Jahre etwa 20 Tage früher. Im Jahre 1891 passierte z. B. die Sonne den niedersteigenden Knoten am 19. November, den aufsteigenden am 27. Mai; während des folgenden Jahres

Periode
 Sonnenf. 36 Tg.
 Mondf. 23 Tg.
 jedes J. 20 Tg.
 früher

rückten nun die Knoten so weit nach Westen, daß die Sonne sie schon am 30. Oktober und 7. Mai erreichte. Die Wirkung dieses konstanten Fortrückens der Knoten und Finsternisperioden ist, daß z. B. im Jahre 1901 die April-Maiperiode von 1892 zurück in die Oktober-Novemberperiode und umgekehrt gerückt war.

Es gibt zwischen den Bewegungen der Sonne und des Mondes eine Beziehung, deren Kenntnis den alten Astronomen die Vorhersagung der Finsternisse wesentlich erleichterte. Wir erwähnten oben (S. 18), daß der Mond einen Umlauf in Beziehung auf die Sterne in etwa $27\frac{1}{3}$ Tagen vollendet. Da die Knoten seiner Bahn gleichmäßig rückwärts, der Mondbewegung entgegen, weiterrücken, so kehrt er zum Knoten in etwas weniger als der genannten Zeit zurück, nämlich in 27,2122 Tagen. Die Sonne ihrerseits erreicht, nach Passierung eines Knotens der Mondbahn, denselben abermals nach 346,6201 Tagen. Die Beziehung zwischen den letzteren beiden Zahlen ist nun die, daß 242 Mondumläufe in bezug auf den Knoten (die sogenannte *drakonitische* Umlaufszeit) sehr nahe gleich 19 hierauf bezogenen Sonnenumläufen sind; streng sind:

242 drakonitische Mondumläufe	6585.357	Tage,
19 » Sonnenumläufe	6585.780	» .

Gehen demnach Sonne und Mond zu irgend einer Zeit zugleich vom Knoten aus, so werden sie sich nach 6585 Tagen sehr nahe wieder bei demselben Knoten befinden. Während dieses Intervalls würden 223 Lunationen oder Neu- und Vollmonde, keiner aber so nahe am Knoten als der erste und der letzte, stattgefunden haben. Die genaue Zeit für 223 Lunationen ist 6585.3212 Tage, so daß in dem angenommenen Falle das 223ste Zusammentreffen (Konjunktion) von Sonne und Mond etwas vor Erreichung des Knotens stattfinden würde, in einer Entfernung, die nach der Rechnung 28' oder etwas weniger als einen der Durchmesser beträgt. Befanden sie sich am Anfange der eben betrachteten Zeit nicht genau im Knoten, sondern in einer gewissen Distanz von demselben, z. B. 3° östlich oder westlich, so werden sie dementsprechend nach Ablauf der Periode auch innerhalb eines halben Grades von diesem 3° östlichen oder westlichen Punkte wieder zusammentreffen.

Die eben betrachtete Periode heißt der *Saroszyklus* und kann in folgender Weise angewandt werden: Man notiert die genaue Zeit der Mitte einer Mond- oder Sonnenfinsternis, rechnet dann $6585^d 7^h 42^m$ vorwärts und findet so eine andere Finsternis von sehr nahe derselben Art. Auf Jahre reduziert wird das Intervall 18 Jahre und 10 oder 11 Tage, je nachdem der 29. Februar vier- oder fünfmal in dieser Zeit vorgekommen ist. Notieren wir nun alle Finsternisse in der Zeit von 18 Jahren, so

sehen wir dieselbe Reihe nach dieser Zeit, jedoch 10 oder 11 Tage später, wiederkehren; aber die neue Serie wird im allgemeinen nicht an denselben Orten wie die alte oder wenigstens nicht zu derselben Tageszeit sichtbar sein, da die Mitte der Finsternis etwa $7\frac{3}{4}$ Stunden später fällt. Erst nach dem Ende von drei Perioden werden die Finsternisse wieder nahe zur selben Zeit stattfinden, dann aber, da die Periode etwas kleiner, nämlich $6585\frac{1}{3}$ Tage ist, nicht genau von derselben Größe sein und mitunter sogar ganz ausbleiben. Da nach dem obigen jede folgende Finsternis am Ende der Periode 28' weiter zurück, relativ zum Knoten, fällt, so muß die Konjunktion im Laufe der Zeit so weit ab vom Knoten eintreffen, daß überhaupt keine Finsternis mehr möglich wird. Während beinahe jeder Periode wird man finden, daß einige Finsternisse fehlen, andere neu eintreten. Eine neu eintretende Mondfinsternis z. B. wird zunächst sehr klein sein; bei jeder folgenden periodischen Wiederkehr, also nach je 18 Jahren, wird sie größer, bis sie, bei ihrem 13. Wiedereintreten etwa, total wird. Dies bleibt sie 22 oder 23mal und wird dann wieder partiell, aber auf der der früheren entgegengesetzten Seite des Mondes. Hierauf folgen wiederum etwa 13 immer kleiner werdende partielle Finsternisse, bis sie zuletzt ganz ausbleiben. Das ganze Intervall, über welches sich demgemäß die Wiederkehr einer Mondfinsternis ausbreitet, ist etwa 48 Perioden oder $865\frac{1}{2}$ Jahre. Die Sonnenfinsternisse, die weiter vom Knoten eintreten (S. 21), erhalten sich länger, nämlich 65 bis 70 Perioden hindurch oder über 1200 Jahre.

Als ein der Jetztzeit entnommenes Beispiel des Saroszyklus erwähnen wir die folgenden totalen Sonnenfinsternisse*):

- 1842 Juli 8, 8^h 3^m a. m., Europa, Asien;
- 1860 Juli 18, 3^h 21^m p. m., Nordamerika, Spanien, Afrika;
- 1878 Juli 29, 10^h 41^m p. m., Nordamerika, Ostsibirien.

Eine noch merkwürdigere Folge totaler Sonnenfinsternisse ist diese:

- 1850 August 7, 10^h 34^m p. m., Stiller Ozean;
- 1868 August 18, 6^h 12^m a. m., Indien;
- 1886 August 29, 1^h 54^m p. m., Atlantischer Ozean, Südafrika;
- 1904 September 9, 9^h 43^m p. m., Stiller Ozean, Südamerika;
- 1922 September 21, 5^h 38^m a. m., Australien.

Diese Reihe ist durch die lange, zu mehr als 6^m ansteigende Totalitätsdauer bemerkenswert.

Die verschiedenen in diesem Abschnitt erwähnten Zahlen sind nicht

*) Die angeführten Zeiten gelten für die wahren ekliptischen Konjunktionen und sind in mitteleuropäischer Zeit gegeben; die Zusätze a. m. = ante meridiem und p. m. = post meridiem dienen zur Kennzeichnung der Vormittags- und Nachmittagsstunden.

in allen Fällen vollkommen genau, weil die Bewegungen sowohl von Sonne, als auch von Mond gewissen kleinen Unregelmäßigkeiten unterliegen, welche die Finsterniszeiten um eine Stunde und mehr ändern können. Wir haben nur mittlere Werte gegeben, die indessen immer der Wahrheit sehr nahe kommen.

Wie wir später sehen werden, sind von wesentlichem Interesse heute nur noch die totalen Sonnenfinsternisse, von welchen wir in diesem und dem nächsten Jahrzehnt noch die folgenden zu erwarten haben:

- 1904 September 9 (8^m2) Stiller Ozean, Südamerika;
- 1905 August 30 (4^m0) Nordamerika, Spanien, Nordafrika;
- 1907 Januar 14 (2^m6) Rußland, Zentralasien;
- 1908 Januar 3 (4^m5) Stiller Ozean;
- 1908 Dezember 23 (0^m4) Atlantischer Ozean;
- 1909 Juni 17 (0^m5) Sibirien, Grönland;
- 1911 April 28 (5^m4) Australien, Polynesien;
- 1912 April 17 (0^m2) Portugal, Spanien;
- 1912 Oktober 10 (2^m2) Südamerika;
- 1914 August 21 (2^m4) Skandinavien, Rußland, Asien;
- 1916 Februar 3 (2^m9) Südamerika, Westindien;
- 1918 Juni 8 (2^m5) Nordamerika;
- 1919 Mai 29 (6^m1) Südamerika, Afrika.

Die in Klammern angegebenen Zahlen bedeuten die Dauer der Totalität, in Minuten ausgedrückt.

7. Das Ptolemäische Weltsystem.

Es existiert heute noch ein Werk, welches für 14 Jahrhunderte eine Art astronomischer Bibel war, von dem nichts weggenommen und zu dem im Prinzip nichts hinzugefügt wurde. Dies ist der »Almagest«^{*)}, der etwa in der Mitte des 2. Jahrhunderts n. Chr. von dem alexandrinischen Astronomen Ptolemäus unter Benutzung älterer Beobachtungen, besonders des Hipparch, verfaßt worden ist. Fast alles, was wir von der astronomischen Wissenschaft der Griechen wissen, ist aus ihm abgeleitet. Zwar sind auch Fragmente von Werken anderer alten Autoren auf uns gekommen, und die meisten alten Schriftsteller spielen gelegentlich auf astronomische Erscheinungen und Theorien an, woraus man sich einige Vorstellungen über die Astronomie des Altertums hat bilden können; aber das Werk des Ptolemäus ist das einzige vollständige Hand- und Lehrbuch, welches wir besitzen. Obgleich sein System in vielen wichtigen

*) Von den Arabern korrumpiert aus: *ἡ μεγάλη σύνταξις*.

Punkten irrig ist, stellt es doch die Form der scheinbaren Bewegungen der Himmelskörper im allgemeinen mit großer Genauigkeit dar. Mangelhaft immerhin, wenn mit unserem Maße gemessen, ist es für jene Zeiten ein wundervolles Zeugnis für Scharfsinn und Forschungsgabe.

Gegenstand des vorliegenden Kapitels sind die scheinbaren Bewegungen der Planeten, deren Erklärung am einfachsten mit Hilfe des Ptolemäischen Systems gegeben werden kann. Mit Rücksicht auf sein geschichtliches Interesse wollen wir indessen erst kurz die Grundsätze und Vorstellungen skizzieren, auf denen das System beruht, und ebenso die Beweismethode des Ptolemäus anführen. Seine — in der Hauptsache, wie erwähnt, dem Hipparch und dessen Vorläufern entnommenen — Fundamentalsätze sind, daß alle Himmelskörper sich in Kreisen an den Himmelsphären bewegen; daß die gleichfalls sphärische Erde im Mittelpunkte des Weltalls oder des Himmels ruht, und daß ihre Größe im Vergleich zu der Sphäre der Gestirne nur ein Punkt ist.

1. Grundsätze

1. Die Himmelskörper bewegen sich in Kreisen. — Ptolemäus spricht hier zunächst von der täglichen Bewegung, infolge deren jeder Himmelskörper scheinbar rund um die Erde oder vielmehr in kreisförmigem täglichen Lauf um den Himmelspol geführt wird. Die Astronomen des Altertums und Mittelalters bis zu Keplers Zeit meinten, alle himmlischen Bewegungen fänden in Kreisen als den vollkommensten ebenen Figuren statt; da aber die Ungleichförmigkeit vieler dieser Bewegungen bald erkannt wurde, nahmen sie die Erde nicht in dem Mittelpunkte dieser Kreise an. Wo ein einzelner Kreis nicht genügte, die Bewegung eines Himmelskörpers darzustellen, führten sie eine Kombination kreisförmiger Bewegungen ein, über die wir sogleich sprechen werden.

2. Die Erde ist eine Kugel. — Daß die Erde von Osten nach Westen gerundet ist, beweist Ptolemäus, wie schon Aristoteles vor ihm, aus der Tatsache, daß die Gestirne nicht zu ein und demselben Zeitpunkt für alle Erdbewohner auf- und untergehen. Durch Vergleichung der Zeiten, zu denen eine Mondfinsternis in verschiedenen Gegenden gesehen wird, findet man, daß dies zu einer um so früheren Stunde nach Sonnenuntergang der Fall ist, je weiter westlich sich der Beobachter befindet. Da nun in der Tat die Zeit einer solchen Erscheinung überall dieselbe ist, so zeigt dies, daß die Sonne um so später untergeht, je weiter wir nach Westen kommen. — Wäre ferner die Erde nicht von Norden nach Süden gerundet, so müßte ein Stern, der an einem Orte den Meridian im Nord- oder Südhorizont passierte, dies überall tun, wie weit nach Norden oder Süden der Beobachter auch reisen möchte. Aber man sieht beim Reisen nach Süden die Sterne im Norden sich dem Horizont nähern (vgl. S. 11), während neue Gestirne über den Südhorizont

heraufsteigen. Dies zeigt, daß der Horizont selbst mit der Bewegung des Beobachters Lage und Richtung ändert. Weiter bleibt, von welcher Seite auch wir uns hohen Gegenständen von der See aus nähern, ihre Basis anfangs infolge der Krümmung der Meeresoberfläche verborgen und wird erst allmählich bei weiterer Annäherung sichtbar. Und so ließen sich noch andere Erscheinungen anführen, woraus schon die Alten auf die Kugelgestalt der Erde schließen konnten und schlossen.

3. Die Erde steht im Mittelpunkte der Himmelskugel. — Stünde die Erde außerhalb dieses Mittelpunktes, so müßten verschiedene Unregelmäßigkeiten in der scheinbaren täglichen Drehung der Himmelskugel stattfinden, indem die Sterne an der Seite, nach welcher die Erde läge, schneller bewegt erscheinen würden. Befände sie sich östlich vom Mittelpunkte, so würden wir den aufgehenden Himmelskörpern näher sein als den untergehenden, und die Gestirne würden sich im Osten scheinbar rascher bewegen als im Westen. Da keine solchen Unregelmäßigkeiten wahrgenommen werden, die tägliche Bewegung vielmehr mit vollkommener Gleichförmigkeit vor sich geht, so muß die Erde im Zentrum der Bewegung stehen.

4. Die Erde hat keine fortschreitende Bewegung. — Hätte sie eine solche, so würde sie sich von dem Zentrum fort nach einer Seite der Himmelskugel hin bewegen, und die tägliche Umdrehung der Gestirne müßte aufhören, in allen Teilen gleichförmig zu sein. Da aber die eben erwähnte Gleichförmigkeit der Bewegung Jahr für Jahr wahrgenommen wird, so muß die Erde ihre Stellung im Mittelpunkte der Sphäre beibehalten.

Es wird interessant sein, diese Grundsätze des Ptolemäus zu analysieren, um zu sehen, was an ihnen wahr und was falsch ist. Der erste Satz, daß sich die Himmelskörper in Kreisen bewegen, ist, soweit die scheinbare tägliche Bewegung in Betracht kommt, vollkommen wahr. Ptolemäus wußte aber nicht, daß diese Bewegung eben nur eine scheinbare ist und von der Rotation der Erde selbst um ihre Achse herrührt. Der zweite Satz ist durchaus richtig, und die Beweise des Ptolemäus für die Kugelgestalt der Erde werden, neben anderen, noch heutzutage in unseren Schulbüchern gefunden. Sehr auffallend aber ist die Mischung von Wahrheit und Irrtum im dritten und vierten Satze, daß die Erde in Ruhe bleibe. Als unbedingt falsch können wir auch diese Sätze nicht betrachten, weil man in einem gewissen Sinne, und zwar in dem einzigen, in welchem es eine Himmelskugel gibt, in der Tat sagen kann, die Erde bleibe im Mittelpunkte der Sphäre. Nur sah Ptolemäus nicht ein, daß diese Sphäre bloß eine gedachte ist, die der Beobachter mit sich führt, wohin immer er geht. Sein Beweis, daß das Zentrum der Himmels-

umdrehung in der Erde liege, ist in gewissem Sinne richtig; aber was er wirklich beweist, ist, daß die Erde sich um ihre Achse dreht. Er sah nicht, daß, wenn die Erde die Umdrehungsachse in unveränderter Richtung mit sich trägt, sein Beweis für die Ruhe der Erde zu nichte werden muß.

Man erhält einen klaren Begriff von den Anschauungen des Ptolemäus durch seine Antworten auf zwei Einwürfe gegen sein System. Der erste ist der gewöhnliche und natürliche, daß es paradox sei, anzunehmen, ein Körper wie die Erde könne, von nichts unterstützt, im Raume ruhig schweben. Diese Gegner, sagt er, urteilen nach dem, was sie bei kleinen Körpern rund um sich zufällig sehen, und nicht nach dem, was dem Universum eigentümlich ist. In den Himmelsräumen gibt es weder oben noch unten, denn wir können bei einer Sphäre davon nicht sprechen. Was wir unten nennen, ist einfach die Richtung unserer Füße nach dem Mittelpunkte der Erde, die Richtung, in der schwere Körper zu fallen streben. Die Erde selbst ist nur ein Punkt, im Vergleiche mit dem Himmelsraum, und sie wird festgehalten durch die Kräfte, welche von dem unendlich größeren und in allen Teilen ähnlichen Universum auf sie ausgeübt werden. Diese Vorstellung nähert sich der der allgemeinen Gravitation so sehr, als es das Wissen der damaligen Zeit zuließ.

Er sagt dann, es gäbe andere, die seine Schlußweise zwar zuließen, aber behaupteten, nichts hindere, anzunehmen, daß der Himmel unbeweglich sei und die Erde selbst vielmehr sich einmal im Tage, von Westen nach Osten, um eine eigene Achse drehe. Es ist sicher sonderbar, daß jemand, der sich über die Illusion der Sinne soweit erhoben hatte, daß er der Welt beweisen konnte, die Erde sei rund, der Begriff von oben und unten sei relativ, und schwere Körper fielen nach einem Zentrum und nicht nach einer unveränderlichen Richtung —, daß ein solcher nicht die Richtigkeit jener Anschauung eingesehen haben sollte.

Um die Doktrin der Erdrotation zurückzuweisen, geht er indessen auf einem Wege vor, entgegengesetzt dem, auf welchem er die Ansicht, die Erde könne nicht ohne Unterstützung im Raume schweben, zurückzuweisen unternahm. Zu den Vertretern dieser Ansicht sagt er, sie betrachteten nur die sie umgebende Erde und nicht das große Universum. Den Anhängern der Rotation der Erde aber erwidert er, daß, wenn wir nur die Bewegungen der Gestirne betrachten, dieser Lehrmeinung, die den Vorzug der Einfachheit habe, nichts entgegenzuhalten sei; aber mit Rücksicht auf das, was rund um uns und in der Luft geschähe, sei sie nur lächerlich. Er geht dann, in Aristotelischem Geiste, an eine äußerst unklare und verworrene Untersuchung über die relative Bewegung leichter und schwerer Körper und schließt, daß, wenn die Erde in der Tat mit der

2. Mittelweg
 n. Zentrum
 a) geb. können
nicht sparten
 Mittelweg: n. gibt
 im All sein
 oben auf Zeit,
 sondern die
 Begriffsänderung
 nur v. d. Erde

b. Gravitation

enormen Geschwindigkeit rotiere, die erforderlich sei, sie in einem Tage rundum zu führen, die Luft dann zurückgelassen werden müsse. Auf den Einwurf, die Erde führe die Luft mit sich herum, erwidert er, daß dies für Körper, die in der Luft fliegen, nicht richtig sein könne, und schließt daraus, daß die Lehre von der Erdrotation nicht aufrecht zu erhalten sei. Nach dieser Argumentation ist es klar, daß Ptolemäus und seine Zeitgenossen notwendig die Lehre von der Erdrotation hätten begründen müssen, wenn sie auf Experimentalphysik nur halb so viel Eifer und Sorgfalt in Beobachtung, Untersuchung und Überlegung verwandt hätten, als wir in ihren astronomischen Arbeiten finden.

3. *Erklär. d. Planetenbewegungen.*
 Im Ptolemäischen Weltsystem werden alle himmlischen Bewegungen durch eine Reihenfolge von Kreisbewegungen dargestellt. Wir haben die Bewegungen von Sonne und Mond unter den Sternen bereits auseinandergesetzt; die erstere umkreist den Himmel von Westen nach Osten im Laufe eines Jahres, letzterer in ähnlicher Weise im Laufe eines Monats. Obschon nicht ganz gleichförmig, geschehen doch diese Bewegungen immer in demselben Sinne. Anders aber verhält es sich mit den fünf den Alten bekannten *Planeten**) Merkur, Venus, Mars, Jupiter und Saturn. Diese bewegen sich bald nach Osten, bald nach Westen, bald stehen sie relativ zu den Sternen still. Im ganzen herrschen indessen die östlichen Bewegungen vor, und die Planeten oszillieren in der Tat um einen gewissen mittleren Punkt, der selbst in regelmäßiger Bewegung gegen Osten ist. Nimmt man z. B. einen fingierten Jupiter an, der in stetiger Bewegung gegen Osten einen Umlauf unter den Sternen am Himmel in 12 Jahren vollendet, gerade wie ihn die Sonne in einem Jahre vollführt, so wird man den wirklichen Jupiter, wie ein Pendel, zu beiden Seiten des fingierten, aber nie weiter als 12° , sich hin und her bewegen sehen. Die Zeitdauer jeder doppelten Oszillation ist etwa 13 Monate, das heißt, wenn der wirkliche Jupiter den fingierten z. B. am 1. Januar nach Westen zu passiert hat, so setzt er seine Schwingung nach Westen etwa drei Monate fort, steht dann allmählich still und kehrt mit etwas langsamerer Bewegung zum fingierten Planeten zurück, den er, nach Osten, Mitte Juli passiert. Das Ausschwingen nach Osten wird bis gegen Ende Oktober dauern, wo er wieder gegen Westen zurückkehrt. Die westliche Bewegung heißt *retrograd* oder *rückläufig*, die östliche *direkt* oder *rechtläufig*; zwischen beiden liegt ein Punkt, wo der Planet in Ruhe oder *stationär* erscheint. Die westlichen Bewegungen heißen retrograde, weil sie sowohl der Bewegung der Sonne unter den Sternen als der Durchschnittsbewegung der Planeten selbst entgegengesetzt gerichtet sind. Schon

*) *πλανήτης*, umherirrend; *ἄστρο πλανητά*, umherschweifende Gestirne.

Hipparch bemerkte drei Jahrhunderte vor Ptolemäus, daß diese oszillierende Bewegung durch die Annahme erklärt oder dargestellt werden könne, der wirkliche Jupiter beschreibe im Laufe eines Jahres eine kreisförmige Bahn um den fingierten. Dieser Kreis wurde der *Epizykel* genannt, und wir haben so die berühmte Epizykeltheorie der planetarischen Bewegungen, die im Almagest niedergelegt ist. Die Bewegung eines Planeten nach dieser Theorie wird aus Fig. 10 ersichtlich. *E* ist die Erde, um welche der fingierte Jupiter in dem punktierten Kreise 1, 2, 3 . . . 9 sich bewegt. Um den Epizykel, in welchem der wirkliche Planet läuft, zu bilden, müssen wir annehmen, ein Arm, der Radius des Epizykels, an dessen

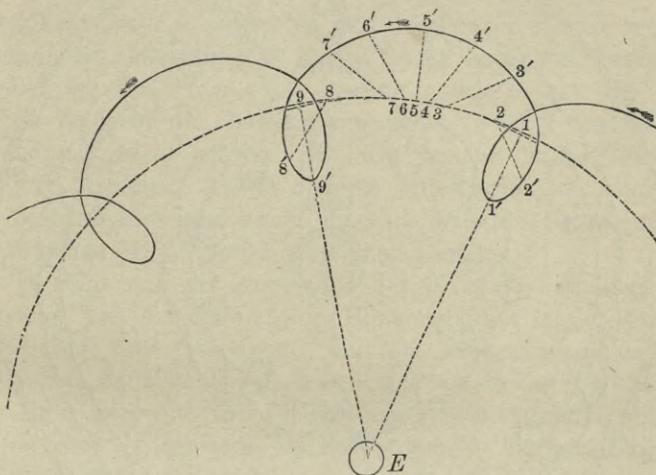


Fig. 10. Epizyklische Bewegung eines Planeten.

Ende der wirkliche Jupiter sich befinde, drehe sich gleichmäßig und einmal im Jahre um den fingierten Planeten. Dieser Arm wird also nacheinander die Stellungen 1 1', 2 2', 3 3' . . . 9 9' haben. Legt man dann eine Kurve durch die aufeinanderfolgenden Stellungen 1', 2', 3' . . . 9' des wirklichen Jupiter, so erhält man eine Reihe von Schlingen oder Schleifen, die seinen scheinbaren Lauf darstellen.

Es ist leicht zu sehen, daß, obschon nur ein Jahr für die Bewegung des den Jupiter (in der Vorstellung) tragenden Armes erforderlich ist, um eine vollständige Umdrehung zu vollenden und zu seiner Anfangsrichtung zurückzukehren, zur Bildung einer vollständigen Schleife doch mehr und zwar etwa 13 Monate nötig sind, weil der Arm, wegen der fortschreitenden Bewegung des fingierten Planeten, mehr als eine ganze Revolution machen muß, um die Schleife zu vollenden. So hat z. B. (Fig. 10) bei

der Stellung 8 8' der Arm oder Radius eine ganze Umdrehung in Beziehung zur Richtung 11' gemacht, denn 8 8' ist parallel zu 11'; aber er erreicht, wegen der Krümmung der Bahn, erst in der Stellung 9 9' die Mitte der zweiten Schleife. Aus der Figur sieht man auch, daß sich der Planet in der Nähe von 1' rückwärts bewegt und bei 2' stationär ist. Bald hinter 2' wird die Bewegung direkt und bleibt so bis in die Nähe von 8', wo der Planet zum zweitenmale stationär ist. Dann wird er

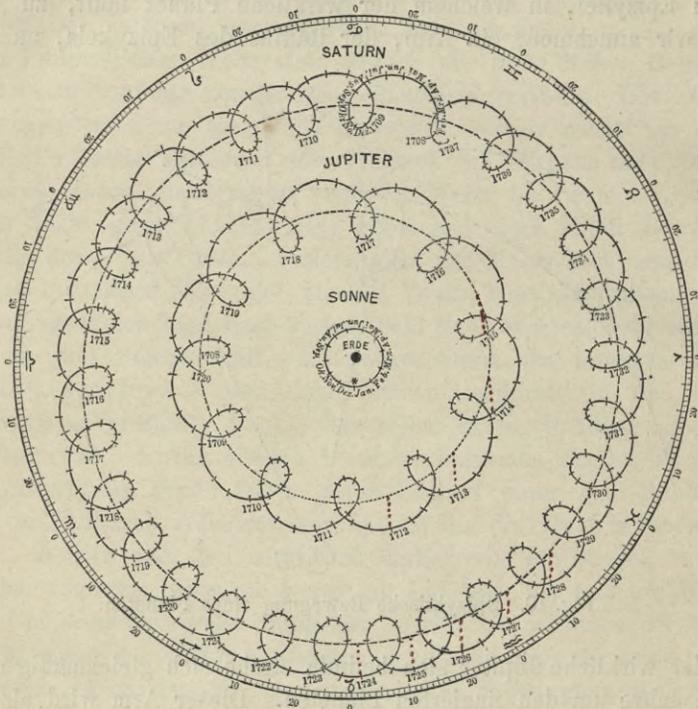


Fig. 11. Scheinbare (epizyklische) Bewegung von Jupiter und Saturn.

wieder rückläufig und der ganze Vorgang beginnt von neuem. Die Fig. 11 zeigt die vollständigen scheinbaren Bahnen des Jupiter und des Saturn (nach Aragos Astronomie). Außer diesen macht nur noch der Radius (Arm) des Mars-Epizykels eine Umdrehung in einem Jahre, der von Merkur und Venus dagegen nicht. Ist der Planet in *Opposition* mit der Sonne, oder steht die Erde in der Verbindungslinie Planet-Sonne, so zeigt der Radius nach der Erde (11', 9 9' in Fig. 10); ist der Planet dagegen in *Konjunktion* mit der Sonne, oder steht die Sonne in der Verbindungslinie Erde-Planet, so zeigt der Radius von der Erde weg (5 5'). Den Astronomen des

Altertums war diese Tatsache wohl bekannt, und sie gründeten in der Tat alle ihre Berechnungen der Planetenbewegungen hierauf; aber sie scheinen den sehr wichtigen Zusatz nicht bemerkt zu haben, daß die Richtung des Epizykelradius der genannten drei Planeten stets die gleiche ist wie die Richtung von der Erde nach der Sonne. Hätten sie dies bemerkt, so würde ihnen kaum entgangen sein, daß die Epizykel durch die Annahme, die Erde bewege sich um die Sonne und nicht die Sonne um die Erde, gänzlich vermieden werden könnten.

Die Eigentümlichkeit der Bewegungen von Merkur und Venus besteht darin, daß die fingierten Mittelpunkte, um die sie oszillieren, stets in der Richtung der Sonne liegen, da, wie wir jetzt wissen, die Sonne selbst der Mittelpunkt ihrer Bewegungen ist. Man sieht sie nie weiter als in einer bestimmten Entfernung zu beiden Seiten der Sonne, Venus etwa 45° , Merkur 16° bis 29° . Die alten Ägypter sollen in der Tat schon die Sonne zum Zentrum der Bewegungen dieser beiden Planeten gemacht haben, und man sieht schwer ein, wie jemand nach Erkenntnis der Regeln ihrer Oszillation etwas anderes tun konnte. Ptolemäus jedoch verwarf dieses System und nahm ohne stichhaltigen Grund an, daß ihre Bahnen zwischen Sonne und Erde lägen.

Fig. 12 zeigt nun die Anordnung der Planeten nach dem Ptolemäischen System. Der der Erde nächste Himmelskörper ist der Mond, dessen Entfernung den Alten, wenngleich nur roh, zu bestimmen gelang. Die Planeten folgen dann in derselben Ordnung wie in der Wirklichkeit, nur muß die Erde an Stelle der Ptolemäischen Sonne gesetzt werden. Wir haben also hier als Zentrum die Erde, dann in konzentrischen Kreisen Mond, Merkur, Venus, Sonne, Mars, Jupiter, Saturn. Außerhalb des Saturn war die Sphäre der Fixsterne.

Diese Ordnung der Planeten kann zwar nur als der Ausdruck einer Meinung, nicht eines Beweises betrachtet werden; doch nahmen die alten Astronomen ganz richtig an, daß diejenigen die entfernteren seien, die sich langsamer bewegten. Daß der Mond der nächste, Mars, Jupiter und Saturn die entferntesten Planeten seien, folgte aus diesem System ganz sicher; zweifelhafter aber waren die relativen Stellungen von Sonne, Merkur und Venus, da diese drei einen vollständigen Umlauf an der Himmelskugel in einem Jahre machten. Und so setzte in der Tat Plato, abweichend von Ptolemäus, die Bahnen von Merkur und Venus außerhalb der Sonnenbahn, indem er die Reihenfolge annahm: Mond, Sonne, Merkur, Venus, Mars, Jupiter, Saturn.

Hipparch und Ptolemäus stellten über die Umlaufzeiten der Planeten und die Ungleichheiten ihrer Bewegung Untersuchungen an, die eine kurze Erwähnung verdienen. Ohne Zweifel war Hipparch als forschender,

selbständiger Astronom weit bedeutender als Ptolemäus; aber da er auch einer der ersten war, die alle himmlischen Erscheinungen und Bewegungen sorgfältig beobachteten und untersuchten, so konnte er über keine zur genauen Bestimmung der Umlaufzeiten ausreichenden Beobachtungsreihen verfügen. Ptolemäus dagegen hatte den Vorteil, seine eigenen Beobachtungen mit den drei Jahrhunderte älteren des Hipparch kombinieren zu können.

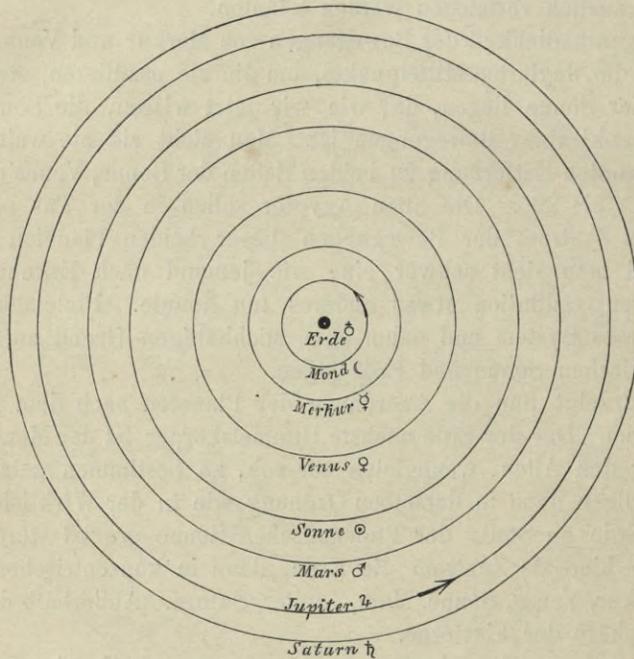


Fig. 12. Weltsystem nach Ptolemäus.

Obschon ihre Beobachtungsmittel sehr unvollkommen waren, so fanden diese Beobachter doch, daß die Bewegungen der Planeten unter den Sternen keineswegs gleichförmig waren, und zwar galt dies nicht nur für Sonne und Mond, sondern auch für die oben erwähnten fingierten Planeten. Sie führten daher den *exzentrischen Kreis* ein, indem sie die Bewegungen zwar als kreisförmig und gleichmäßig ansahen, aber in Kreisen, deren Mittelpunkte (C , Fig. 13) nicht genau mit dem der Erde (E) zusammenfielen. Passiert der Planet den der Erde nächsten Punkt (P) seiner Kreisbahn, so erscheint seine Bewegung schneller als die mittlere, weil allgemein die Winkelgeschwindigkeit eines gleichmäßig sich bewegenden Körpers um so größer ist, je näher sich der Körper dem

Beobachter befindet; umgekehrt ist in A die Winkelgeschwindigkeit eine geringere, die Bewegung erscheint langsamer als im Mittel. Zwischen diesen beiden diametral entgegengesetzten Punkten P und A ändert sich die Geschwindigkeit kontinuierlich vom Maximum zum Minimum und umgekehrt, und es wird daher die Art der Planetenbewegung durch den exzentrischen Kreis im allgemeinen richtig dargestellt. Durch Vergleichung der Winkelgeschwindigkeiten für verschiedene Punkte der Bahn waren Hipparch und vollständiger noch Ptolemäus in den Stand gesetzt, für jede Planetenbahn die angenommene Entfernung der Erde vom Zentrum oder vielmehr das Verhältnis dieser Entfernung zur Entfernung des Planeten selbst zu bestimmen; die so bestimmte Entfernung ist die doppelte wie in Wirklichkeit. Der Punkt

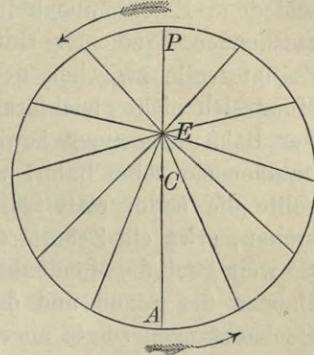


Fig. 13.

P wurde das *Perigäum*, A das *Apogäum*, der Abstand EC der Erde vom Bewegungsmittelpunkte die *Exzentrizität* genannt. Da die absoluten Bahndimensionen nicht zu bestimmen waren, mußten die Alten, wie gesagt, das Verhältnis CE zum Halbmesser des Bahnkreises (CP oder CA) nehmen.

In der Bestimmung der Mondbewegung hingen Hipparch wie Ptolemäus fast durchaus von Beobachtungen der Mondfinsternisse ab. Die erste von ihnen verwertete Mondfinsternis soll zu Babylon im ersten Jahre des babylonischen Herrschers Mardocempad*), zwischen dem 29. und 30. Tage des ägyptischen Monats Thoth, beobachtet worden sein. Sie begann etwa eine Stunde nach Mondaufgang und war total. Nach unserer Zeitrechnung fiel sie auf den 19. März 721 v. Chr.***) Von diesem Datum an bis zur Zeit des Ptolemäus erstreckt sich die Finsternisreihe über 8 bis 9 Jahrhunderte. Wären die uns überlieferten Beobachtungen dieser Finsternisse etwas genauer, so würden sie auch heute noch zur Bestimmung der mittleren Mondbewegung von großem Werte sein; so aber können wir aus unseren jetzigen Sonnen- und Mondtafeln die Umstände

*) Babylonisch Mardukpaliddin.

**) Es ist die chronologische Zeitrechnung gemeint, die sich von der astronomischen dadurch unterscheidet, daß bei ihr das Jahr Null der christlichen Ära fehlt, so daß auf das Jahr -1 sofort das Jahr $+1$ folgt. Für die Zeit vor Christi Geburt sind daher die Jahreszahlen nach der astronomischen Zählweise um 1 kleiner als nach der chronologischen.

einer alten Finsternis fast ebenso genau berechnen, als sie die Astronomen der damaligen Zeit zu beobachten vermochten.

Trotz des äußerst unvollkommenen Charakters der ihnen bekannten Beobachtungen entdeckten sowohl Hipparch wie Ptolemäus doch verschiedene Eigentümlichkeiten der Mondbewegung, die von einer überraschenden Tiefe der Untersuchung zeugen. Durch Vergleichung der Zeitintervalle zwischen den Finsternissen fanden sie zunächst, daß der Mond sich nicht gleichförmig, sondern, wie die Sonne, an einigen Stellen der Bahn langsamer bewegt, als an anderen. Um dies zu erklären, nahmen sie seine Bahn, wie die der Sonne, exzentrisch an, und zwar sollte die Erde, statt im Mittelpunkte der kreisförmigen Mondbahn zu stehen, etwa ein Zehntel der ganzen Mondentfernung von ihm abstehen. So weit glich die Mondbahn, abgesehen von der großen Exzentrizität, den Bahnen der Sonne und der fingierten Planeten. Eine lange Reihe von Beobachtungen zeigte aber, daß Perigäum und Apogäum nicht, wie bei Sonne und Planeten, an denselben Punkten der Bahn blieben, sondern sich vorwärts bewegten und in 9 Jahren den ganzen Himmel durchliefen. Stellt Fig. 13 die Mondbahn dar, so würde also der Mittelpunkt C des Kreises die Erde E in 9 Jahren umkreisen und die Bahn demgemäß fortwährend ihre Lage gegen eine gegebene Richtung ändern.

Ptolemäus fand ferner durch Messung des Winkels zwischen Mond und Sonne an verschiedenen Punkten der Mondbahn, daß noch eine andere Ungleichheit in seiner Bewegung als die *elliptische*, wie sie jetzt heißt, existiert. Der Mond oszilliert nämlich mehr als einen Grad um die aus dem exzentrischen Kreise berechnete Stellung, in einer Periode, die nicht sehr von seiner Umlaufszeit um die Erde abweicht. Diese Ungleichheit hat den Namen *Evektion* erhalten. Um diese Bewegung darzustellen, mußte Ptolemäus, wie bei den Planeten, einen Epizykel einführen, nur war der Radius hier so klein, daß die Bahn keine Schleifenbildung zeigt. Man sieht, seine Theorie der Mondbewegung war recht verwickelt; aber es gelang ihm, sie innerhalb der Grenzen seiner Beobachtungsfehler durch eine Kombination von Kreisbewegungen darzustellen und so die Lieblingsansicht jener Zeiten zu retten, daß alle himmlischen Bewegungen kreisförmig und gleichmäßig seien.

8. Der Kalender.

Einer der ersten mit den Untersuchungen über die Bewegungen der Himmelskörper verbundenen Zwecke war, ein bequemes und sicheres Maß der Zeit zu finden. Diese bis in das entlegenste Altertum zurückreichende Anwendung wird, da sie ohne fundamentale Änderung auf uns

gekommen ist und von den oben betrachteten scheinbaren Bewegungen von Sonne und Mond abhängt, am natürlichsten in Verbindung mit der alten Astronomie besprochen.

Die astronomischen Einteilungen der Zeit werden durch Tag, Monat und Jahr gegeben. Die Woche ist keine derartige Einteilung, da sie keinem astronomischen Zyklus entspricht, obschon auch ihr eine gewisse astronomische Bedeutung seitens der alten Astrologen gegeben worden sein soll. Von den oben genannten Zeitabschnitten ist im bewohnbaren Teile der Erde der Tag der auffallendste und ausgeprägteste. In der Nähe der Pole würde das Jahr das auffallendste Zeitmaß abgeben; überall aber, wo zivilisierte Menschen leben, ist Wechsel von Tag und Nacht, und dieser tritt so regelmäßig und gleichförmig auf, daß dadurch überall und zu allen Zeiten die unzweideutigste Einheit des Zeitmaßes gegeben war. Für rein chronologische Zwecke hätte der Tag als einzige theoretisch notwendige Zeiteinheit dienen können; und wenn man zu irgend einer Zeit begonnen hätte, die Tage, von 1 anfangend, ohne Aufhören zu zählen und jedes geschichtliche Ereignis durch die entsprechende Tageszahl zu bezeichnen, so würde in der Tat weit weniger Unsicherheit über manche Daten herrschen, als es jetzt der Fall ist. Aber die Rechnung mit so großen, im Laufe der Jahrhunderte sich anhäufenden Zahlen wäre sehr unbequem gewesen, und sie ist deshalb auch nie im bürgerlichen Leben angewandt worden; man rechnet nach Tagen selten länger als einen Monat hindurch.

Nächst dem Tag ist das Jahr der bestimmteste und auffallendste Zeitabschnitt. Das natürliche Jahr wird durch die Wiederkehr der Jahreszeiten gemessen. Alle Verrichtungen des Ackerbaues sind so eng mit ihnen verknüpft, daß der Mensch sie als einfachstes Maß der Zeit benutzt haben muß, lange bevor er ihre astronomischen Ursachen erkannt hatte. Bei seiner längeren Dauer entsprach das Jahr am besten dem Zwecke, lange Zeitintervalle zu messen. Die Zahl der Tage in einem Jahre ist indessen immer noch zu groß, um direkt damit zu rechnen, und es wurde daher ein zwischenliegendes Maß erforderlich. Ein solches war durch die Bewegung und die Phasen des Mondes gegeben. Durch den Neumond, der in ca. 30tägigen Intervallen aus den Strahlen der Sonne herausrückte, fand sich für Zeiträume von mittlerer Länge ein sehr passendes Zeitmaß, und dauerndes Interesse verband sich mit diesem Maße durch die zahlreichen religiösen Riten, die an das regelmäßige Wiedererscheinen des Mondes geknüpft wurden.

Die Woche ist ein von Monat und Jahr durchaus unabhängiger Zeitabschnitt, und ihre Anwendung, die sich bei den verschiedensten Völkern findet, reicht in sehr frühe Zeiten zurück. Die alten Astrologen verteilten

I Zeitmaß

Tag

Jahr

Monat

Sonne, Mond und Planeten unter die sieben Wochentage nach der in Fig. 14 ersichtlich gemachten Art. Die Gestirne, nach der Entfernung im Ptolemäischen System geordnet, folgen aufeinander im Kreise und umgekehrt wie der Uhrzeiger gehend, die Wochentage nach den geraden Verbindungslinien.

Enthielte der Mondmonat genau eine bestimmte Zahl, z. B. 30 Tage, und das Jahr gerade 12 Monate, so würde die Anwendung dieser Zyklen für die Zeitmessung keine Schwierigkeiten geboten haben. Aber der

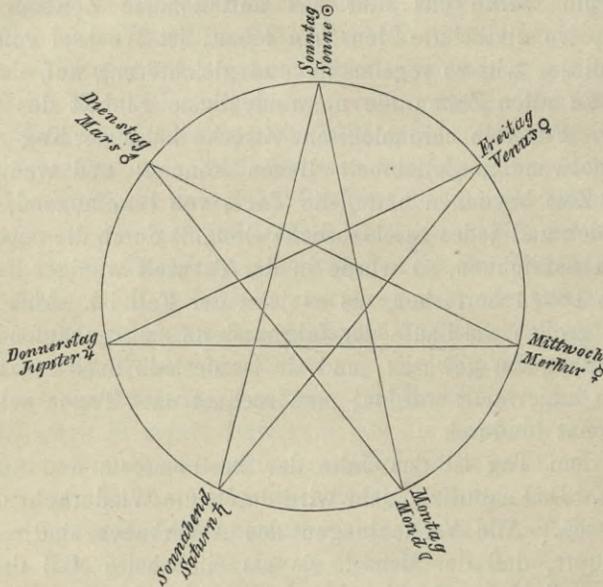


Fig. 14. Astrologisches Schema für Wochentage und Planeten.

Monat hat einige Stunden weniger als 30 Tage, das Jahr dagegen nahe $12\frac{1}{2}$ Mondmonate. Bei dem Versuche, diese Maße zu kombinieren, wurde in dem alten Kalender eine Verwirrung hervorgerufen, welche seinen Gebrauch sehr erschwerte, und deren Nachwirkung wir noch heute in der ungleichen Länge unserer Monate empfinden. Alle Mittel zu beschreiben, die zur Beseitigung dieser Schwierigkeiten in Anwendung gekommen sind, würde sehr umständlich sein, und wir müssen uns deshalb hier auf eine kurze Darlegung des Wesens der Kalenderverbesserungen beschränken.

Der Mondmonat oder das mittlere Intervall zwischen zwei einander folgenden Neumonden ist sehr nahe $29\frac{1}{2}$ Tage. Bei Zählung der Monate nach dem Mondwechsel wurde daher gewöhnlich ihre Dauer abwechselnd

zu 29 und zu 30 Tagen genommen. Aber die Periode von $29\frac{1}{2}$ Tagen ist in Wirklichkeit etwa $\frac{3}{4}$ Stunde zu kurz. Im Laufe von drei Jahren würde daher die Rechnung um einen Tag falsch werden, und es würde nötig sein, einen Tag zu einem der Monate hinzuzufügen. Wenn nach Mondmonaten gezählt wird, würde andererseits das aus 12 solcher Monate bestehende Jahr 354 Tage enthalten, also 11 Tage zu kurz sein. Gleichwohl ist ein solches (Mond-)Jahr sowohl bei den Griechen als bei den Römern in Gebrauch gewesen und noch heute in Gebrauch bei den Mohammedanern. Indessen addierten die alten Römer, um den Fehler auszugleichen, nach dem Kalender des Numa in jedem zweiten Jahre abwechselnd 22 oder 23 Tage, indem sie einen Schaltmonat, den sogen. Mercedonius, zwischen dem 23. und 24. Februar einfügten.

Die Unregelmäßigkeit und Unbequemlichkeit der Rechnung nach den Mondmonaten führte bei den meisten zivilisierten Völkern des Altertums bald zu ihrer Abschaffung, da der einzige Grund, sie beizubehalten, in den zur Zeit des Neumondes gebräuchlichen religiösen Riten lag, auf welche allerdings die Juden und einige andere orientalische Völker großes Gewicht legten. So finden wir bei den alten Ägyptern die Zählung des Jahres zu 12 Monaten, zu je 30 Tagen, und 5 Zusatztagen, zusammen also 365 Tage. Da die wahre Jahreslänge etwa 6 Stunden größer ist, so würde die Nachtgleiche jedes Jahr 6 Stunden und nach 120 Jahren einen Monat (30 Tage) später eintreten. Nach Verlauf von 1460 Jahren würde nach dieser Zählweise jede Jahreszeit nacheinander in die 12 Monate gefallen und zu demselben Datum wie zu Anfang der Periode zurückgekehrt sein. Diese Periode nannten die Ägypter die *Sothisperiode*, nach dem Sirius (Sopt, Soth), dessen heliakischen Aufgang*) sie eifrig beobachteten. Da jedoch der Fehler jedes einzelnen Jahres von ihnen überschätzt wurde, so würde die wahre Dauer der Periode etwa 1500 Jahre gewesen sein.

Die Verwirrung im Jahre der Griechen wurde zum Teil gehoben durch Einführung des Zyklus, den Meton (im 5. Jahrhundert v. Chr.) entdeckte, und der seinen Namen trägt. Dieser Zyklus besteht aus 19 Jahren, in welchen der Mond 235mal wechselt. Sein Fehler ist sehr klein, wie aus den folgenden Zahlen, die auf modernen Daten beruhen, hervorgeht:

235 Lunationen sind im Durchschnitt	6939 ^a	16 ^b	31 ^m
19 wahre tropische Sonnenjahre	6939	14	27
19 julianische Jahre zu $365\frac{1}{4}$ Tagen	6939	18	0.

*) Der *heliakische Aufgang* eines Sternes bezeichnete bei den Alten sein erstes Wiedererscheinen am Morgenhimmel nach Austritt aus den Sonnenstrahlen.

Nehmen wir daher 235 Mondmonate und verteilen sie gleichförmig auf 19 Jahre, so wird die Durchschnittslänge dieser Jahre für alle bürgerlichen Zwecke genügend richtig sein. Die Jahre eines jeden Zyklus wurden von 1 bis 19 gezählt; die Nummer des Jahres nannte man die *goldene Zahl*.

Die goldene Zahl ist in unseren Kirchenkalendern zur Auffindung des Datums vom Ostersonntag noch heute in Gebrauch; und es ist dieses — nebst den mit Ostern in Verbindung stehenden Festen — das einzige kirchliche Fest, welches in christlichen Ländern von der Mondbewegung abhängt. Ostern fällt auf den ersten Sonntag nach dem Frühlingsnachtgleichen-Vollmond, d. h. demjenigen, der zunächst nach dem 21. März eintritt. Die Daten des Vollmonds entsprechen dem Metonischen Zyklus, sie kehren also nach Verlauf von 19 Jahren an denselben oder doch nahe denselben Tagen wieder. Notieren wir folglich die Daten des Ostervollmondes, so werden wir in 19 aufeinanderfolgenden Jahren nie denselben Tag finden; im 20. Jahre dagegen wird er auf dasselbe Datum wie im ersten Jahre fallen oder nur um einen Tag abweichen, und dann wird die ganze Reihenfolge wiederholt werden. Die goldene Zahl für ein bestimmtes Jahr zeigt demnach, mit einer für kirchliche Zwecke ausreichenden Genauigkeit, wie viele Tage nach dem Frühlingsäquinoktium der Ostervollmond eintritt. Für die Bestimmung des Ostersonntages selbst sind noch andere Daten erforderlich: der sogenannte Sonntagsbuchstabe (der auf den ersten Sonntag des Jahres fallende Buchstabe, wenn man den 1. Januar mit A, den 2. mit B usw. bezeichnet), und die Epakten, die das Alter des Mondes in Tagen am 1. Januar angeben. Eine sehr einfache und bequeme Regel zur Berechnung des Osterfestes für alle Jahre hat Gauß gegeben. Bezeichnet man die Jahreszahl mit N und die Divisionsreste von $\frac{N}{19}$ mit a , $\frac{N}{4}$ mit b , $\frac{N}{7}$ mit c , $\frac{19a+x}{30}$ mit d und $\frac{2b+4c+6d+y}{7}$ mit e , so findet sich als Ostertag:

der $(22 + d + e)$ te März, resp. der $(d + e - 9)$ te April,

wenn man für x und y die folgenden Zahlenwerte einsetzt (für den Gregorianischen Kalender):

1583 bis 1699	$x = 22$,	$y = 2$
1700 » 1799	23	3
1800 » 1899	23	4
1900 » 2099	24	5,

und wenn man beachtet, daß an Stelle des 26. April stets der 19. April, an Stelle des 25. April aber nur dann der 18. April zu setzen ist, wenn

$d = 28$ und $a > 10$ gefunden worden ist*). — Die kirchlichen Berechnungen des Ostersonntages beruhen auf sehr alten Mondtafeln, so daß wir bei Bestimmung nach dem wirklichen Monde das Osterfest oft eine Woche irrthümlich finden würden.

Der Grund zu der jetzt in der Christenheit gebräuchlichen Kalenderrechnung wurde durch Julius Cäsar gelegt. Vor seiner Zeit war der römische Kalender in einem Zustande großer Unordnung, da die nominelle Länge des Jahres in hohem Grade von Laune und willkürlicher Bestimmung des Pontifex Maximus abhing. Es war indessen wohl bekannt, daß die wahre Dauer des Sonnenjahres etwa $365\frac{1}{4}$ Tage betrage, und Julius Cäsar stellte nun gesetzlich fest, daß das gewöhnliche Jahr aus 365 Tagen bestehen sollte, und daß jedes vierte Jahr ein Tag hinzuzufügen sei. Die Monatslängen, wie wir sie jetzt haben, wurden durch Cäsars unmittelbare Nachfolger festgesetzt.

Der Julianische Kalender blieb durch fast 16 Jahrhunderte un geändert, und wäre die wahre Länge des tropischen Jahres genau $365\frac{1}{4}$ Tage, so würde er auch heute noch in Gebrauch sein. Wir haben aber gesehen (S. 18), daß das Sonnenjahr in der That etwa $11\frac{1}{4}$ Minuten kürzer ist, eine Quantität, die in 128 Jahren einen vollen Tag ergibt. Es trafen daher im 16. Jahrhunderte die Äquinoktien 11 oder 12 Tage früher ein, als sie es nach dem Kalender tun sollten, also am 10. oder 9. anstatt am 21. März. Sie auf die ursprüngliche Lage im Jahre oder genauer auf die zur Zeit des Konzils von Nicäa zu bringen, war der Gegenstand der Gregorianischen Kalenderreform, die Papst Gregor XIII. Ende des 16. Jahrhunderts anordnete. Die Änderung bezog sich auf zwei Punkte:

1. wurde der 5. Oktober 1582 des Julianischen Kalenders der 15. genannt; es wurden also 10 Tage in der Zeitrechnung übersprungen, so daß die Äquinoktien jetzt wieder richtig auf den 21. März und 23. September fielen;

2. sollte das Endjahr jedes Jahrhunderts, 1600, 1700 usw., nicht wie im Julianischen Kalender stets, sondern nur dann ein Schaltjahr sein, wenn die Zahl des Jahrhunderts (16, 17, 18 usw.), durch 4 teilbar ist. Während also 1600, 2000, 2400 usw. wie früher Schaltjahre mit 366 Tagen blieben, sollten 1700, 1800, 1900, 2100 usw. gewöhnliche Jahre zu 365 Tagen sein.

Diese Änderung im Kalender wurde in den katholischen Ländern

*) Die Ostersonntage für die nächsten Jahre sind:

1905 April 23	1909 April 11	1913 März 23
1906 April 15	1910 März 27	1914 April 12
1907 März 31	1911 April 16	1915 April 4
1908 April 19	1912 April 7	1916 April 23.

sehr bald, in den protestantischen dagegen langsamer adoptiert (in England z. B. erst 1752). In den Ländern der griechischen Kirche, hauptsächlich also in Rußland, besteht noch heute der Julianische Kalender. Ihre Rechnung ist demzufolge, da die Jahre 1700, 1800 und 1900 im neuen Kalender keine Schaltjahre waren, jetzt 13 Tage hinter der unsrigen zurückgeblieben.

Die Länge des mittleren Gregorianischen Jahres ist $365^d 5^h 49^m 12^s$, die des tropischen $365^d 5^h 48^m 46^s$. Ersteres ist also noch 26^s zu lang, welcher Fehler indessen erst in mehr als 3000 Jahren einen Tag ausmacht und daher praktisch von gar keiner Bedeutung ist.

Kapitel II.

Das Kopernikanische System oder die wahren Bewegungen der Himmelskörper.

1. Kopernikus.

In dem ersten Abschnitte des vorhergehenden Kapitels beschrieben wir die scheinbare tägliche Bewegung der Gestirne, wonach alle Himmelskörper im Laufe eines Tages in Kreisen um die Sphäre geführt zu werden scheinen. Jeder Beobachter dieser Bewegung, der die Erde als eine Ebene und die Richtung nach unten überall als die gleiche voraussetzt, würde sie naturgemäß für die wirkliche halten. Sehr geringe geometrische Kenntnis würde ihm indessen zeigen, daß die Erscheinungen ebensowohl durch eine Umdrehung der Erde erklärt werden könnten. Der scheinbar verhängnisvolle Einwurf gegen diese Ansicht würde der sein, daß dann die Oberfläche der Erde nicht wagerecht bleiben könnte und alles aus seiner Lage weggleiten müßte. Es war nun aber für die Seefahrer unmöglich, die Rundung der Oberfläche des Meeres nicht wahrzunehmen, und wir haben auch keine irgend genauere Nachricht aus geschichtlicher Zeit, daß die Erde nicht als rund bekannt gewesen wäre. Wir sahen, daß Ptolemäus nicht nur die wahre Figur der Erde kannte, sondern auch wußte, daß sie im Vergleich mit den Himmelsräumen oder -Sphären an Größe nur ein Punkt sei. Er besaß demnach alle notwendigen Kenntnisse, um einsehen zu können, daß der sich bewegende Körper viel eher die kleine Erde als die unermeßliche Himmelssphäre sein müßte. Trotzdem verwarf er, in Aristotelischer Naturanschauung befangen und aus verworrenen physikalischen Ansichten, deren Unhaltbarkeit ihm wenige

und einfache Experimente gezeigt haben würden, diese Theorie. Und obschon man weiß, daß die Lehre von der Rotation der Erde von seinen Zeitgenossen und sogar von seinen Vorgängern gelegentlich behauptet wurde, so war doch seine Autorität so groß, daß sie nicht nur alle Argumente der Gegner überwand, sondern auch seine Ansichten durch vierzehn Jahrhunderte menschlicher Geistesgeschichte tragen konnte.

Dem Leser bietet die Geschichte der Astronomie während dieser Zeit kaum ein Interesse. Es gab kein Teleskop, die Himmel zu erforschen, und kein Genius erstand, dessen Kraft der Weltanschauung den toten Mechanismus, nach dem sie konstruiert war, geraubt hätte. Eine gewisse systematische Kenntnis, Bewahrung und Förderung wissenschaftlicher und nicht nur astronomischer Wahrheiten verdankt die Nachwelt in dieser Zeit hauptsächlich den Arabern. Männer wie Albatagnius, Abul Wefa u. a. verbesserten alte und erfanden neue Methoden zur Beobachtung der Örter der Himmelskörper und waren dadurch fähig, verbesserte Tafeln der Bewegungen derselben aufzustellen. Sie maßen die Schiefe der Ekliptik und berechneten Sonnen- und Mondfinsternisse mit größerer Schärfe, als es die Griechen vermochten. So wurden die Voraussagungen der Wissenschaft allmählich zwar genauer, aber kein entschiedener Schritt erfolgte in der Erkenntnis der wahren Gesetze der scheinbaren Bewegungen.

Der Ruhm, die wahre Natur der himmlischen Bewegungen der Welt zuerst verkündet zu haben, gebührt fast ausschließlich dem Kopernikus. Zwar haben wir hinreichenden Grund zu der Annahme, schon Pythagoras habe die Sonne und nicht die Erde für den Mittelpunkt der Bewegung gehalten und demnach zuerst den Kern der Lösung des großen Problems getroffen. Aber er trug diese Lehre nicht öffentlich vor, und die ziemlich vagen Nachrichten, die über seine hierauf bezüglichen esoterischen Vorträge auf uns gekommen sind, sind mit den Spekulationen, in welche die griechischen Philosophen ihre Naturansichten einzuhüllen liebten, so verquickt, daß es schwer ist, mit Bestimmtheit zu entscheiden, ob Pythagoras die volle Wahrheit erfaßt habe oder nicht.

Nach Pythagoras haben ferner Männer wie Philolaus, Aristarch, Endoxus u. a. unter den Griechen, sowie auch der Kardinal Nikolaus von Cusa kurze Zeit vor Kopernikus gelegentlich Ideen ausgesprochen, die sehr an das System des letzteren anklingen, und man darf sie daher in gewissem Sinne wohl seine Vorgänger nennen; aber ihre Vorstellungen weichen doch oft in nicht unwesentlichen Punkten von der Lehre des Frauenburger Kanonikus ab und sind nie zu einem vollständigen, in sich abgeschlossenen System entwickelt worden, dessen innere Folgerichtigkeit in weiteren Kreisen von seiner Wahrheit hätte überzeugen können.

Ein großes Verdienst des Kopernikus und die Grundlage seines

gerechten Anspruchs auf die Priorität besteht einerseits darin, daß er keineswegs durch die bloße Behauptung und Aufstellung seiner Ansichten befriedigt war, sondern den größten Teil der Arbeit eines ganzen Lebens ihrer Begründung weihte, so daß ihre schließliche Annahme unvermeidlich wurde. Andererseits aber müssen wir in ihm den Mann verehren, dessen Geist sich zuerst von den in Fleisch und Blut der damaligen Gelehrten übergegangenen Aristotelischen Ansichten freizumachen verstanden hat. Nach Aristoteles war die Erde das Sinnbild des Festen und Unveränderlichen im Gegensatze zu Feuer und Wasser, und hiernach war es ein Unding, der Erde eine Bewegung zuzuschreiben. Die Überwindung dieses Vorurteils ist ein geistiger Schritt von derselben Bedeutung, wie jede andere neue Naturerkenntnis, die eine bis dahin unüberwindliche Kluft überbrückt; und das Verdienst des Kopernikus beruht weniger in der Aufstellung seiner Theorie, als in der dieser zugrunde liegenden Weltanschauung. Einen strengen Beweis für die Richtigkeit seiner Theorie hat Kopernikus nicht gegeben und auch nicht zu geben vermocht. Er wollte und konnte nur zeigen, daß seine Annahme die Bewegungserscheinungen am Himmel und namentlich die Bewegungen der Planeten weit einfacher und natürlicher erkläre als das Ptolemäische System, und daß es darum weit wahrscheinlicher sei als dieses. Aber auch abgesehen von allen Fragen über Wahrheit oder Irrtum seiner Theorie würde sein großes Werk, in dem sie entwickelt ist, »De Revolutionibus Orbium Cœlestium«, als das wichtigste Lehrbuch der Astronomie seit der Zeit des Ptolemäus gelten müssen. Nur wenige Bücher sind wie dieses die Arbeit eines ganzen Lebens gewesen.

Die fundamentalen Prinzipien des Kopernikanischen Systems liegen in zwei bestimmten Sätzen, die besonders ausgeführt und begründet werden mußten, und von denen der eine unabhängig vom anderen wahr sein konnte. Es sind diese:

1. Die tägliche Umdrehung des Himmels ist nur scheinbar und ist hervorgerufen durch eine tägliche Umdrehung der Erde um eine durch ihren Mittelpunkt gehende Achse.

2. Die Erde ist einer der Planeten und kreist um die Sonne als den Mittelpunkt der Bewegung. Das wahre Zentrum der planetarischen Bewegungen ist also nicht die Erde, sondern die Sonne. Aus diesem Grunde wird von dem Kopernikanischen System häufig auch als von der »heliozentrischen Theorie« gesprochen, während man die ältere Theorie, welche die Erde in den Mittelpunkt der Welt setzt, die »geozentrische« nennt.

Kopernikus beginnt mit der Besprechung des ersten Satzes. Er erklärt, wie eine scheinbare Bewegung ebensowohl aus einer wirklichen Bewegung

des Beobachters folgen kann, wie aus einer Bewegung des beobachteten Objektes, und zeigt so, daß die tägliche Bewegung der Gestirne gerade so gut durch eine Umdrehung der Erde wie durch eine des Himmels erklärt werden kann, ähnlich wie dem Schiffer, der auf ruhiger See segelt, sein Schiff und alles auf ihm in Ruhe und das Ufer in Bewegung zu sein scheint, während doch das Umgekehrte stattfindet. Was ist nun wahrscheinlicher, daß sich die Erde bewegt oder das ganze Universum außer ihr? In dem Verhältnis, in welchem der Himmel größer ist als die Erde, muß auch seine Bewegung schneller sein, um ihn in 24 Stunden einmal rundum führen zu können. Es ist demnach schon aus diesem Grunde außerordentlich viel wahrscheinlicher, daß sich die Erde, ein Punkt im Vergleiche zur Himmelskugel, drehe und das Universum unbeweglich sei, als umgekehrt.

Der zweite Hauptsatz des Kopernikanischen Systems, daß die scheinbare jährliche Bewegung der Sonne unter den Sternen nur die Folge einer jährlichen Umdrehung der Erde um die Sonne ist, beruht auf einem schönen Ergebnis der Gesetze der relativen Bewegung. Diese Bewegung der Erde erklärt dann nicht allein jene scheinbare Umdrehung der Sonne, sondern auch die scheinbare epizyklische Bewegung der Planeten des Ptolemäischen Systems.

In Fig. 15 sei S die Sonne, $ABCD$ die Bahn der Erde und die Zahlen 1, 2 . . . 6 bezeichnen sechs (etwa je 14 Tage voneinander abstehende) Stellungen der Erde; endlich möge $EFGH$ die scheinbare Himmelssphäre (genauer die Ekliptik oder die Projektion der Erdbahn an der Sphäre) bedeuten. Ein Beobachter in 1 sieht nun die Sonne in der Richtung $1S$ und versetzt sie, da er keine Vorstellung von ihrer wirklichen Entfernung hat, an die Fixsternsphäre in den Punkt $1'$. Erreicht die Erde den Punkt 2, so sieht der Beobachter die Sonne in der Richtung $2S2'$ oder unter den Sternen im Punkte $2'$. Im Verlauf von 14 Tagen wird sich also die Sonne scheinbar unter den Sternen bewegt haben und zwar um einen Winkel, der gleich der wirklichen Winkelbewegung der Erde um die Sonne ist. Ebenso wird weiter für die Stellungen der Erde in 3, 4, 5, 6 die Sonne in den Stellungen $3'$, $4'$, $5'$, $6'$ erscheinen und, hat die Erde ihre ganze Bahn $ABCD$ zurückgelegt, auch die Sonne entsprechend den ganzen Kreis $EFGHE$ durchlaufen haben. So ergibt sich demnach aus der jährlichen Bewegung der Erde um die Sonne die früher (S. 13) beschriebene scheinbare jährliche Bewegung der Sonne in der Ekliptik um die Himmelskugel.

Wir wollen nun sehen, wie dieselbe Bewegung das verwickelte System der Epizykel beseitigt, durch welche die Astronomen vor Kopernikus die Planetenbewegungen darstellten. Der Grundsatz, auf welchem

diese Erklärung beruht, ist dieser: Betrachtet ein unbewußt bewegter Beobachter ein ruhendes Objekt, so wird ihm dasselbe bewegt erscheinen in einer seiner eigenen entgegengesetzten Richtung und mit einer gleichen Winkelgeschwindigkeit. Ein bekanntes Beispiel hierzu ist die scheinbare Bewegung von Gegenständen am Ufer für die Passagiere eines Dampfschiffes.

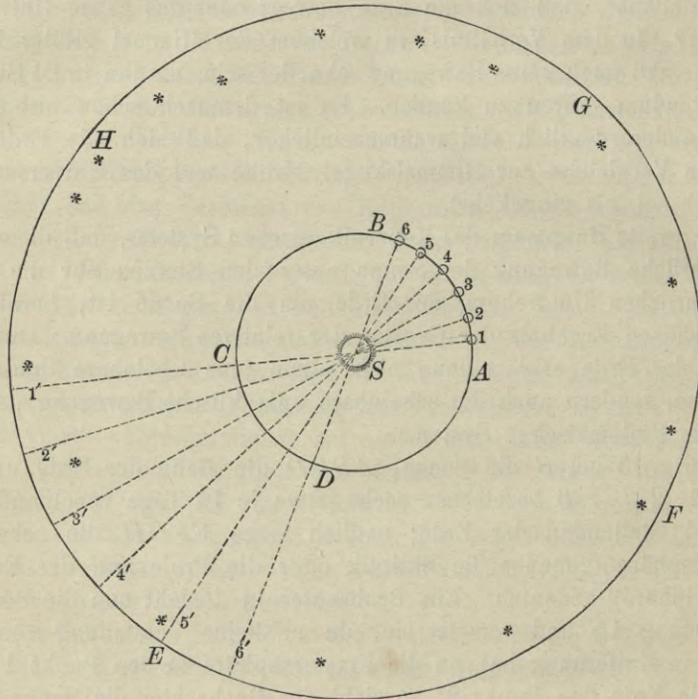


Fig. 15. Wirkliche Bewegung der Erde und scheinbare Bewegung der Sonne.

In Fig. 16 werde ein Beobachter auf der Erde im Kreise $ABCDEF$ um die Sonne getragen, er denke sich aber ruhend in dem Mittelpunkt der Bewegung S . Wir wollen nun untersuchen, wie einem solchen sich die scheinbare Bewegung des faktisch ruhenden Planeten P darstellt. Es sei zuerst der Beobachter in A , so sieht er den Planeten wirklich in der Richtung und Entfernung AP . Da er aber, der Voraussetzung nach, im Mittelpunkte S zu sein glaubt, so versetzt er den Planeten, in gleicher Richtung und Entfernung, nach a . Während er unbewußt von A nach B vorrückt, scheint ihm der Planet, da er immer in S zu sein glaubt, rückwärts von a nach b zu gehen, er versetzt ihn nach b , so daß Sb gleich und parallel BP ist. Entfernt er sich dann durch

den Bogen BCD vom Planeten, so scheint dieser in umgekehrter Richtung, also durch bed , sich zu entfernen. Bewegt er sich weiter von links nach rechts durch DE , so scheint der Planet sich von rechts nach links durch de zu bewegen. Nähert er sich endlich dem Planeten durch EFA , so scheint auch dieser ihm näher zu kommen durch efa , bis er schließlich in A wieder wie zu Anfang den Planeten nach a versetzen wird. So scheint also der wirklich in Ruhe befindliche Planet P dem scheinbar (in S) ruhenden Beobachter den Kreis $abcdefa$ zu durchlaufen, der das Spiegelbild des vom Beobachter wirklich beschriebenen Kreises $ABCDEFA$ ist. Gibt es statt eines Planeten verschiedene, so werden sie alle entsprechende Kreise zu beschreiben scheinen.

Ist nun der Planet P gleichfalls in Bewegung, so wird seine scheinbare Kreisbewegung sich mit der faktischen Vorwärtsbewegung verbinden und er dann einen Kreis um ein sich bewegendes Zentrum beschreiben. So haben wir also die scheinbare Bewegung der Planeten um einen bewegten Mittelpunkt, wie sie bei Betrachtung des Ptolemäischen Systems (S. 32) geschildert ist. Wir sahen dort, daß in diesem System die Planetenbewegungen dargestellt werden, indem man einen fingierten Planeten annimmt, der am Himmel in regelmäßiger Bewegung fortschreitet, während der wirkliche Planet um diesen fingierten als Mittelpunkt einmal im Jahre kreist. Es ist nun diese progressive Bewegung des fingierten Planeten im Falle von Mars, Jupiter und Saturn in der Tat die Bewegung des wirklichen Planeten um die Sonne, während der Kreis, den der wirkliche Planet um den fingierten beschreibt, nur eine Scheinbewegung und das Spiegelbild der Bewegung der Erde um die Sonne ist. Vergleicht man die epizyklische Bewegung in den Figuren 10 und 11 mit der in Figur 16 veranschaulichten Bewegung, so findet man, daß sie in jeder Einzelheit übereinstimmen, wenn man sich die Bewegung von P in Fig. 16 an die Sphäre projiziert denkt. Bei den inneren Planeten Merkur und Venus ist

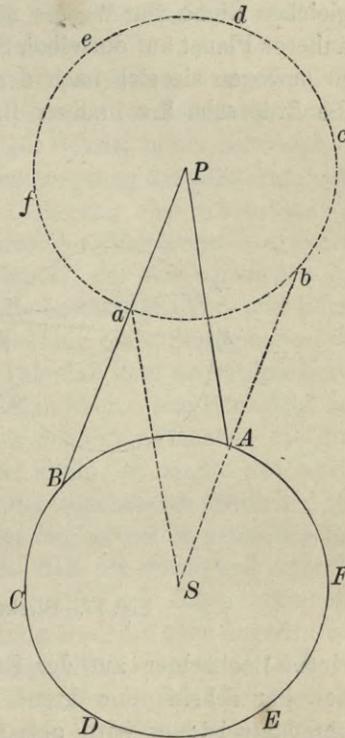


Fig. 16. Scheinbare Planetenbewegung im Kopernikanischen System.

Bei den inneren Planeten Merkur und Venus ist

die epizyklische Bewegung, der zufolge sie um die Sonne hin und her zu oszillieren scheinen, bedingt durch ihre Bahnbewegung um die Sonne, während die fortschreitende Bewegung, mit der sie der Sonne folgen, aus der Bewegung der Erde um die Sonne resultiert.

Wir sehen nun leicht ein, wie die retrograden Bewegungen und die Stillstände der Planeten ihre Erklärung im Kopernikanischen System finden. Die Erde und alle Planeten bewegen sich um die Sonne im gleichen Sinne von Westen nach Osten. Befinden sich die Erde und ein äußerer Planet auf derselben Seite der Sonne, z. B. in E_1 und P_1 (Fig. 17), so bewegen sie sich nach derselben Richtung, nach E_2 und P_2 . Da aber die Erde schneller in ihrer Bahn läuft als der Planet, so wird letzterer

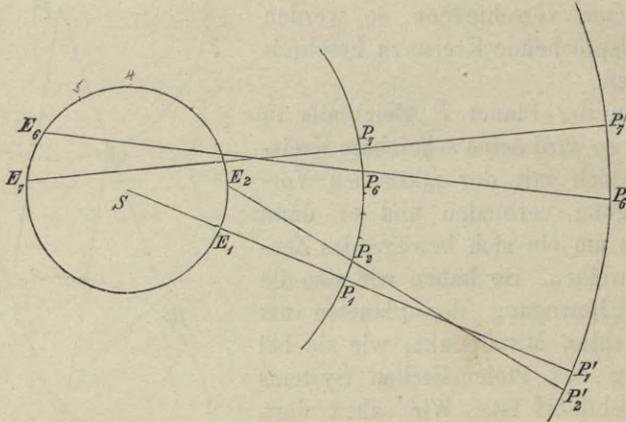


Fig. 17. Direkte und retrograde Bewegungen.

einem Beobachter auf der Erde sich nach Westen, also rückläufig, zu bewegen scheinen, während seine wirkliche Bewegung eine nach Osten gerichtete ist; er wird also an der unendlich entfernten Sphäre von P_1' (der Projektion von P_1) scheinbar nach P_2' (der Projektion von P_2) rücken. Geht die Erde auf die andere Seite der Sonne (nach E_6 und E_7), so wird ihre Bewegungsrichtung der des Planeten entgegengesetzt (P_6 und P_7), und es wird daher die nach Osten gerichtete Bewegung des letzteren um die ganze Bewegung der Erde vermehrt, d. h. er scheint an der Sphäre den Bogen $P_6'P_7'$ zurückzulegen. Zwischen diese beiden Bewegungsrichtungen fällt eine Stelle, wo sich der Planet gar nicht zu bewegen scheint; diese ist also der Stillstands- oder *stationäre Punkt*. Bei den inneren Planeten Venus und Merkur ist die scheinbare Bewegung eine rückläufige (nach Westen), wenn der Planet sich zwischen uns und der Sonne befindet, da seine Bahngeschwindigkeit größer ist als die der Erde.

Im weiteren Laufe erscheint er dann, und zwar westlich von der Sonne, stationär und wird, wenn er auf die andere Seite der Sonne kommt, rechtläufig. Allgemein ist die Bewegung eines Planeten immer direkt (nach Osten), wenn die zwischen entsprechenden Punkten seiner Bahn und der Erdbahn gezogenen Linien sich zwischen Planet und Erde schneiden, und rückläufig (nach Westen), wenn sie sich außerhalb der Planetenbahn bei äußeren Planeten, außerhalb der Erdbahn bei inneren Planeten schneiden. Die Bewegung ist Null, oder der Planet ist stationär, wenn die Verbindungslinien einander parallel sind.

Wir wollen jetzt einen Augenblick bei Betrachtungen verweilen, die es ermöglichen, dem Ptolemäischen System Gerechtigkeit widerfahren zu lassen, indem sie zeigen, ein wie notwendiger Schritt in der Entwicklung der wahren Theorie der Bewegungen im Sonnensystem dasselbe war. Der große Wert des Systems bestand in der Zerlegung der scheinbar verwickelten Planetenbewegungen in eine Kombination zweier Kreisbewegungen, der des fingierten Planeten rund um den Himmel, der des wirklichen um den fingierten. Ohne diese Trennung hätten die beständigen Vor- und Rückwärtsschwingungen der Planeten nur die Vorstellung einer Bewegung an die Hand geben können, die zu verwickelt ist, als daß man sie aus geometrischen Prinzipien erklären könnte. Richtete man aber, ohne Rücksicht auf die regelmäßig fortschreitende Bewegung des fingierten Planeten, die Aufmerksamkeit auf die epizyklische Bewegung allein, so mußte das merkwürdig Entsprechende zwischen dieser und der scheinbaren jährlichen Bewegung der Sonne hervortreten. Sah man dies ein, so war im geometrischen Sinne nur ein kleiner Schritt zur Erkenntnis, daß die Sonne und nicht die Erde der Mittelpunkt der planetarischen Bewegungen sei. Dann verhinderte also nur der Augenschein, die Sinnestäuschung und die oben angedeutete, allerdings sehr große physikalische Schwierigkeit die Annahme, daß die Erde selbst als ein Planet die Sonne umkreise, und daß die jährliche Bewegung der letzteren wie die epizyklische Bewegung der Planeten nicht reelle, sondern scheinbare Bewegungen seien, herrührend von der Bewegung der Erde selbst. Die heliozentrische Theorie hätte kaum auf einem andern Wege als auf diesem entwickelt werden können.

Das Kopernikanische System bietet die Mittel, die Verhältnisse im Sonnensystem oder die relativen Entfernungen der verschiedenen Planeten mit großer Schärfe zu bestimmen, das heißt, anzugeben, wenn wir als Maßstab die Entfernung der Erde von der Sonne nehmen, wieviel Längen dieses Maßes oder welche Bruchteile seiner Länge die Entfernung eines jeden andern Planeten beträgt, obschon die Länge des Maßes selbst unbekannt bleibt. Diese Bestimmung beruht auf dem Prinzip, daß der scheinbare, vom Planeten (Fig. 16) beschriebene Kreis oder Epizykel

ebenso groß ist als der wirkliche von der Erde um die Sonne beschriebene Kreis. Je näher also der Beobachter diesem Kreise ist, desto größer wird er ihm erscheinen. Der scheinbare Epizykel des äußersten jetzt bekannten Planeten, des Neptun, hat einen Halbmesser von etwas weniger als 2° , d. h. der wahre Neptun weicht infolge der jährlichen Bewegung der Erde um die Sonne etwas weniger als 2° zu beiden Seiten seiner mittleren Stellung aus; umgekehrt folgt daraus, daß die Erdbahn, vom Neptun aus gesehen, einen Winkel von etwas weniger als 4° (genauer $3^\circ 50'$) einschließt. Andererseits schwingt Mars im allgemeinen mehr als 40° , mitunter selbst mehr als 45° aus. Eine einfache trigonometrische Rechnung zeigt, daß seine mittlere Entfernung von der Sonne etwa $1\frac{1}{2}$ mal die der Erde ist, und die Veränderlichkeit der scheinbaren Ausweichung beweist, daß die Entfernung zu verschiedenen Zeiten eine verschiedene ist.

Da es nicht uninteressant ist, zu sehen, wie genau Kopernikus die Planetenentfernungen zu bestimmen vermochte, so stellen wir in der folgenden Tafel seine Resultate mit den wahren Daten zusammen. Als Einheit ist die Entfernung der Erde genommen.

Planeten	Kleinste Entfernung		Größte Entfernung	
	Kopernikus	wirkl.	Kopernikus	wirkl.
Merkur	0.326	0.308	0.405	0.467
Venus	0.709	0.718	0.730	0.728
Mars	1.373	1.382	1.666	1.666
Jupiter	4.980	4.952	5.453	5.454
Saturn	8.66	9.00	9.76	10.07

Erwägt man die Unvollkommenheit der Beobachtungsmittel jener Zeit, so sind die Kopernikanischen Resultate schon sehr genaue zu nennen. Die verhältnismäßig größte Abweichung findet sich beim Merkur, der auch jetzt noch unter allen größeren Planeten am schwersten zu beobachten ist. Kopernikus soll tatsächlich gestorben sein, ohne ihn je gesehen zu haben.

Die Exzentrizitäten der Bahnen wurden von Kopernikus auf eine Weise ermittelt, die vollständig mit den jetzigen Methoden übereinstimmt, wenn nur eine rohe Annäherung gesucht wird. Wie Ptolemäus verlegte auch er das Zentrum der Kreisbahnen der Planeten nicht in die Sonne, sondern um einen kleinen Betrag, die Exzentrizität, daneben. Es war aber lange bekannt, daß die Theorie der gleichförmigen Bewegung in einem exzentrischen Kreise, obschon sie die Unregelmäßigkeiten in der Winkelbewegung des Planeten ganz richtig darstellt, doch die wirklichen Änderungen der Entfernung verdoppelt. Kopernikus nahm daher für die

Exzentrizität einen Mittelwert an zwischen jenem, welcher der Bewegung in Länge (S. 15) genügen und dem, welcher die Distanzänderungen geben würde, und fügte dementsprechend einen kleinen Epizykel von einem Drittel dieser Exzentrizität hinzu; so stellte er dann, in der Voraussetzung, der Planet mache zwei Umläufe in diesem Epizykel während eines Umlaufes um die Sonne, beide Unregelmäßigkeiten dar*).

Das Werk des Kopernikus war der größte je in der Astronomie gemachte Schritt. Aber auch er zeigte nur, welche scheinbaren Bewegungen am Himmel reell sind, und welche aus der Bewegung des Beobachters folgen. In anderer Hinsicht gründete sich nicht nur sein Werk auf Ptolemäus, sondern teilte er auch viele Anschauungen der alten, Aristotelischen Philosophie über die Natur der Dinge und die Konstitution des Weltbaues. Wie Ptolemäus hielt auch Kopernikus den Himmel ebensogut als die Erde für eine Sphäre und alle himmlischen Bewegungen für einfach oder zusammengesetzt kreisförmig. Auf die Einwürfe des Ptolemäus gegen die Theorie der Erdbewegung (S. 31) erwiderte er, daß dieser Forscher sie als eine gewaltsame oder heftige Bewegung betrachte und ganz vergesse, daß sie, wenn vorhanden, eine natürliche Bewegung sein müsse, deren Gesetze von jenen der plötzlichen, heftigen vollständig verschieden seien. So war seine Argumentation zum Teil in der Tat ohne wissenschaftliche Grundlage, obschon seine Schlußfolgerung korrekt war. Indessen tat Kopernikus wohl alles, was unter den gegebenen Umständen getan werden konnte. Seine Hypothese eines kleinen Epizykels von einem Drittel der Exzentrizität stellte die Bewegungen der Planeten um die Sonne mit aller damals erreichbaren Genauigkeit dar, während es, in Ermangelung irgend welcher Kenntnis der Bewegungsgesetze überhaupt, unmöglich war, eine dynamische Basis für die Theorie der Planetenbewegung zu gewinnen.

*) Mathematisch läßt sich die Theorie des Kopernikus so ausdrücken: Wenn e die Exzentrizität, g die mittlere Anomalie des Planeten bezeichnet, so lassen sich die rechtwinkligen Koordinaten in folgender Form geben:

$$x = a (\cos g - e + \frac{1}{3} e \cos 2g)$$

$$y = a (\sin g + \frac{1}{3} e \sin 2g),$$

während die Näherungsformeln der elliptischen Bewegung sind:

$$x = a (\cos g - \frac{3}{2} e + \frac{1}{2} e \cos 2g)$$

$$y = a (\sin g + \frac{1}{2} e \sin 2g).$$

Beide stimmen überein, wenn wir statt e in den ersten Formeln $\frac{3}{2}e$ setzen.

2. Schiefe der Ekliptik, Jahreszeiten usw. im Kopernikanischen System.

Wir haben nun die Beziehungen des Äquators und der Ekliptik zu dem neuen System zu erklären. Da sich nach demselben die Himmelskugel nicht wirklich umdreht, so fragt sich zunächst, was die Bedeutung von Achse und Polen sei, um die sie sich zu drehen scheint. Die Antwort hierauf ist, daß die Himmelspole die beiden Punkte unter den Sternen angeben, nach welchen die Erdachse gerichtet ist. In Fig. 18 seien n und s Nord- und Südpol der Erde; verlängert man die durch sie

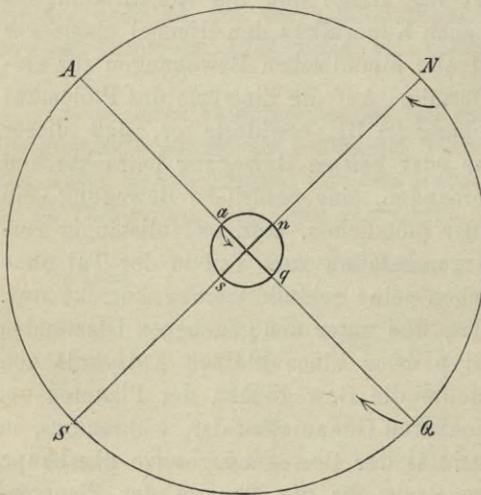


Fig. 18.

gegebenen Erdachse bis an die scheinbare Himmelskugel, so sind N und S Nord- und Südpol derselben; ebenso gibt, wenn aq der Erdäquator ist, seine verlängerte Richtung den Himmelsäquator AQ , der die Himmelskugel in zwei Hälften teilt. Dreht sich nun die Erde um ihre Achse ns (wie der kleine Pfeil andeutet), so wird sich die Himmelskugel um ihre gedachte Achse NS , aber in umgekehrter Richtung zu drehen scheinen, und zwar Punkte (Sterne) in der Nähe des Poles sehr wenig (Polarstern), Punkte am Äquator am schnellsten (wie die Pfeile bei N und Q andeuten), ganz entsprechend der Bewegung von ähnlich liegenden Punkten der Erdoberfläche. Da der Pol das ganze Jahr hindurch am Himmelsgewölbe unverändert an derselben Stelle erscheint, so folgt, daß bei der Bewegung der Erde um die Sonne die Erdachse stets dieselbe absolute Richtung behält (s. Fig. 19). Früher sahen wir jedoch (S. 16), daß eine sehr langsame, aber fortdauernde Bewegung des Pols unter den Sternen, die Präzession, existiert, und dies zeigt, daß die Richtung der Erdachse sich im Laufe der Jahre allmählich verändert.

Wir wollen jetzt etwas näher die Beziehung der Erde zur Sonne, den Wechsel der Jahreszeiten, Äquinoktien usw. betrachten. Wie früher (S. 14) beschrieben, scheint sich die Sonne in einem Ekliptik genannten Kreise in einem Jahre um die Himmelskugel zu bewegen. Ekliptik und

Himmelsäquator sind unter einem Winkel von etwa $23\frac{1}{2}^\circ$ gegeneinander geneigt, das heißt, die Achse der Erde steht nicht senkrecht auf ihrer Bahn, sondern trifft sie unter einem Winkel von etwa $66\frac{1}{2}^\circ$ (Fig. 19*).

Die Fig. 19 zeigt die Erde in vier verschiedenen Stellungen auf ihrer Jahresbahn um die Sonne. In der Stellung *A* ist der Südpol *S* der Sonne zugekehrt, und zwar, wie erwähnt, um $23\frac{1}{2}^\circ$ geneigt, während der Nordpol *N* und die ganze Gegend innerhalb des nördlichen Polarkreises (der vom Pol also $23\frac{1}{2}^\circ$, vom Äquator $66\frac{1}{2}^\circ$ abstekt) im Dunkel liegt. In dieser Stellung (Dezember) geht demnach die Sonne den Bewohnern der arktischen Zone niemals auf, denen der antarktischen niemals unter; die nördliche Erdhälfte hat Winter, die südliche Sommer. Außerhalb

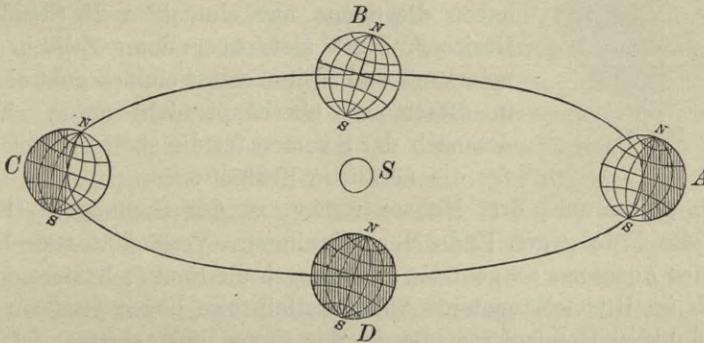


Fig. 19. Bahn der Erde um die Sonne.

dieser Zonen geht die Sonne auf und unter, und die relative Länge von Tag und Nacht an irgend einem Erdpunkte kann durch Betrachtung der Kreise, längs deren die betreffenden Orte infolge der täglichen Rotation sich bewegen, beiläufig erkannt werden. Zu größerer Deutlichkeit ist die Stellung *A* in Fig. 20 vergrößert wiederholt: Die sechs geneigten Linien sind Projektionen der Polarkreise, der Wendekreise und dazwischen der Parallelkreise von ca. 50° (Breite des mittleren Deutschland); *AQ* ist der Äquator, *NS* die Erdachse. Wir sehen, daß ein Punkt auf dem arktischen Kreise, $66\frac{1}{2}^\circ$ nördliche geographische Breite, gerade die Trennungslinie von Licht und Finsternis einmal in einem Tage berührt; das

*) Die Verhältnisse der Figur weichen natürlich von den wahren außerordentlich ab; in Wirklichkeit beträgt die Entfernung der Erde von der Sonne etwa 12000mal den Durchmesser der ersteren und 110mal den der letzteren. Gegenüber der unendlich weit entfernten Himmelskugel ist der Durchmesser der Erdbahn nur als Punkt zu betrachten; die bis zur Sphäre verlängert gedachten Richtungen der Erdachse oder des Erdäquators treffen daher stets dieselben Punkte bezw. denselben Kreis.

heißt, die Sonne zeigt sich im Horizont gerade einmal im Tage. Vom Parallelkreise 50° liegen etwa zwei Drittel auf der dunkeln und ein Drittel auf der hellen Seite. Dies zeigt, daß für jeden auf ihm gelegenen Orte die Nächte ungefähr doppelt so lang sind als die Tage. Je weiter wir nach Süden kommen, desto größer werden die im Hellen und desto kleiner die im Dunkeln liegenden Teile der Kreise, desto länger also die Tage und desto kürzer die Nächte, bis endlich am Äquator beide gleich werden. Vom Äquator nach Süden zu kehren sich die Verhältnisse um: die Tage werden um so länger, die Nächte um so kürzer, je näher wir dem Südpole kommen, und auf dem Südpolarkreise, also unter $66\frac{1}{2}^\circ$ südlicher Breite, liegende Punkte haben die Sonne nur einmal in 24 Stunden am Horizont, sonst stets über ihm. Zwischen Südpolarkreis und Südpol selbst endlich geht die Sonne in dieser Zeit überhaupt nicht unter. Dies ist demnach der Sommer für die südliche, der Winter für die nördliche Erdhälfte.

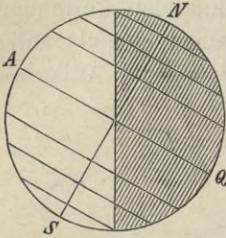


Fig. 20.

Wir gehen nun, drei Monate weiter, zu der Stellung *B* (Fig. 19), welche die Erde gegen Ende März einnimmt. Verlängert man hier die Ebene des Äquators, so geht sie direkt durch die Sonne; letztere erscheint demnach im Himmelsäquator. Alle Parallelkreise liegen jetzt zur Hälfte in der dunklen Hemisphäre, die in der Figur nicht sichtbar ist. Tage und Nächte sind demnach auf der ganzen Erde von gleicher Länge. In der Stellung *C*, welche die Erde im Juni einnimmt, ist alles wie in *A*, nur sind die Erscheinungen in beiden Hemisphären die umgekehrten; da jetzt der Nordpol der Sonne zugewendet ist, so hat nun die nördliche Halbkugel die längsten Tage, die südliche die längsten Nächte. In *D* endlich, wohin die Erde im September gelangt, sind Tage und Nächte wiederum von gleicher Länge wie in *B*, und aus dem gleichen Grunde. Die Figur zeigt hier entsprechend nur die dunkle Erdhälfte. So sind alle die scheinbar verwickelten Erscheinungen, die früher beschrieben wurden, vollständig und auf die einfachste Weise durch das neue System erklärt. Wir wollen jetzt sehen, wie dasselbe durch die unmittelbaren Nachfolger des Kopernikus ergänzt und erweitert wurde.

3. Tycho Brahe.

Wir sagten, daß ein großer Fortschritt nach dem Kopernikanischen System nur möglich war auf Grund einer besseren Kenntnis und tieferen Einsicht in die Gesetze der Bewegung oder durch genauere Beobachtungen

über die Stellungen der Himmelskörper. In der letzteren Richtung geschah der Fortschritt zunächst, und zwar durch den Dänen Tycho Brahe, der, drei Jahre nach dem Tode des Kopernikus geboren, zu Ende des 16. Jahrhunderts die besten Instrumente, theils selbst erfundene, theils wesentlich verbesserte, über 20 Jahre lang zur sorgfältigen und eifrigen Beobachtung der Himmelskörper verwandte. Da er indessen das Fernrohr noch nicht kannte, so wurden seine Beobachtungen durch die schärferen der folgenden Zeiten weit übertroffen, und sie verdanken Wert und Berühmtheit hauptsächlich dem Umstande, daß sie Kepler die Mittel zur Auffindung der Gesetze der planetarischen Bewegung gewährten.

Als Theoretiker war Tycho nicht glücklich. Er verwarf das Kopernikanische System hauptsächlich aus einem Grunde, der zu seiner Zeit nicht ohne Gewicht war, nämlich wegen der unfaßbaren Entfernung, in der die Fixsterne stehen mußten, wenn dieses System richtig sein sollte. Wir sahen (S. 49), wie sich in der epizyklischen Bewegung der Planeten die jährliche Bewegung der Erde um die Sonne abspiegelt. Die außerhalb des Sonnensystems befindlichen Fixsterne mußten sich, wenn die Theorie des Kopernikus richtig war, in derselben Weise zu bewegen scheinen. Aber keine Beobachtungen, weder die des Tycho noch die seiner Vorgänger, hatten eine solche Bewegung verraten. Die Anhänger des Kopernikus konnten hierauf nur erwidern, die Entfernung der Fixsterne müsse so groß sein, daß die Erdbewegung an ihnen nicht wahrgenommen werden könne, und daß selbst der Durchmesser der Erdbahn nur eine unmerklich kleine Größe gegen den Abstand der Sterne sei. Da eine halbjährliche Ortsveränderung von 3 bis 4 Bogenminuten, also etwa dem neunten Teile des Monddurchmessers, von Tycho sehr wohl entdeckt werden konnte, so mußte man die Entfernung der Fixsternsphäre mindestens 1000mal größer als die der Sonne, oder mindestens 100mal größer als die des Saturn, des äußersten damals bekannten Planeten, annehmen. Daß ein so weiter leerer Raum zwischen der Saturnsbahn und den Fixsternen liegen sollte, schien vollkommen unglaublich; denn für die Naturphilosophen galt seit Aristoteles als Axiom, der Natur widerstrebe die Leere, und sie lasse einen leeren Raum nicht unausgefüllt. Gleichwohl waren die Gründe des Kopernikus für die Bewegung der Erde zu überzeugend, als daß sie hätten beseitigt werden können. Tycho stellte deshalb ein System auf, welches sich aus dem Ptolemäischen und Kopernikanischen zusammensetzte: er nahm an, die fünf Planeten bewegten sich zwar um die Sonne, die Sonne selbst sei aber in Bewegung um die Erde, die demnach in Ruhe im Mittelpunkte des Universums bleibe.

Vielleicht war es ein Glück für die Lehre des Kopernikus, daß die

astronomischen Instrumente des Tycho nicht auf einer höheren Stufe der Vollendung standen. Hätte er gefunden, daß die jährliche Parallaxe der Fixsterne noch nicht eine Sekunde betrüge, und daß dieselben also mindestens 200000mal weiter von der Erde entfernt sein müßten als die Sonne, so würde die astronomische Welt, die zur plötzlichen Erweiterung ihres kosmischen Ideenkreises auf solche Ausdehnung noch nicht fähig und reif war, staunend gestanden und schließlich gefolgert haben, Ptolemäus müsse im Recht, Kopernikus im Irrtum sein.

Tycho bildete sein System nie aus, und es ist schwer zu sagen, was er gegen die vielfachen möglichen Einwendungen vorgebracht haben würde. Er hatte, außer unter Priestern und Theologen, kaum Anhänger von irgend welcher Bedeutung; die Erfindung des Fernrohrs beseitigte die letzten Zweifel an der Richtigkeit des Kopernikanischen Systems, ehe ein neues hätte Fuß fassen können.

4. Kepler.

Es bedurfte eines eigentümlichen Zusammentreffens von Umständen, um verhältnismäßig bald nach dem Bekanntwerden der Kopernikanischen Lehre einen weiteren Ausbau dieser Errungenschaft zu ermöglichen. Vor allem war hierzu ein Mann erforderlich wie Kepler, von tief spekulativem Geiste, streng mathematisch geschult, unermüdlich und von eisernem Fleiße. Erforderlich war es ferner, daß dieser Mann gegen alle Widerwärtigkeiten eines mühevollen und unruhigen Daseins mit einer festen und heiteren Entschlossenheit gerüstet war; denn in den damaligen schwierigen Zeitläuften hätte jeder andere, weniger energische und ausdauernde Geist dem gleichzeitigen Kampfe mit einem finsternen und fanatischen Klerus und mit den Sorgen um das tägliche Brot unterliegen müssen. Und gleichzeitig haben wir es den Schwierigkeiten zu danken, die Kepler schon in frühester Jugend trafen, daß die Gesetze der Planetenbewegung bereits zu Anfang des 17. Jahrhunderts erkannt wurden: andernfalls würde Kepler wohl niemals als Gehilfe und später als Nachfolger Tychos nach Prag gekommen sein, und die vorzüglichen Beobachtungen Tychos wären wahrscheinlich nicht in dieser genialen Weise verwertet worden.

Zum Verständnisse Keplers wird es erforderlich sein, uns auf einem kleinen Umwege dem Gipfelpunkte seiner Forschungen zu nähern. Kepler bietet das seltene Beispiel eines Philosophen, der beim höchsten Schwunge der Phantasie ein strenger Mathematiker blieb, der befriedigt war, als er auf der Suche nach der Harmonie der Sphären dieselben in trockenen mathematischen Sätzen fand. Den Irrlehren der Astrologie, die damals in höchster Blüte stand, ist er, vielleicht von seiner Jugendzeit abgesehen,

fern geblieben, wenngleich er durch die Verhältnisse gezwungen war, sie praktisch auszuüben. Müssen wir auch auf seine schönen Arbeiten über Refraktion, Sonnenfinsternisse, über den im Jahre 1604 erschienenen neuen Stern, über Optik usw. hinweisen, so bildeten doch seine Untersuchungen über das Sonnensystem, der Ausbau des Kopernikanischen Systems, seine Haupt- und Lebensaufgabe. Schon in jugendlichem Alter beschäftigte er sich hiermit und legte im Jahre 1596 die Resultate seiner Untersuchungen in einem »Mysterium Cosmographicum« betitelten Buche nieder. Die in diesem Werke ausgesprochenen, noch ganz dem Geiste jener Zeit angepaßten Ideen hat Kepler indessen später selbst als unrichtig verworfen.

Als Tychos Nachfolger hatte er die Verpflichtung übernommen, aus dessen Beobachtungen neue Planetentafeln zu berechnen, und dieser Verpflichtung ist Kepler in der mustergültigsten Weise nachgekommen; er hat mit den Tychonischen Beobachtungen das Außerste geleistet, was sie bieten konnten, er hat aus ihnen seine berühmten Gesetze der Planetenbewegung abgeleitet. Kopernikus hatte, wie wir gesehen, die Hypothese der Alten angenommen, daß alle himmlischen Bewegungen aus gleichförmigen Kreisbewegungen zusammengesetzt seien, und war so genötigt worden, einen kleinen Epizykel einzuführen, der die Unregelmäßigkeiten der Bewegung erklären sollte. Tychos Beobachtungen übertrafen nun die seiner Vorgänger so weit, daß sie Kepler das Ungenügende dieser Annahme deutlich zeigten. Mit glücklichem Griff wählte er den Mars, welcher der Erde nahe kommt, und dessen Bahn eine starke Exzentrizität besitzt. Der einzige Weg, auf welchem er vorwärts kommen konnte, war, über die Bahn, in der der Planet sich bewegte, und über seine Geschwindigkeit an verschiedenen Punkten der Bahn verschiedene Hypothesen zu machen, aus ihnen die Stellungen und Bewegungen des Planeten, wie sie von der Erde erscheinen, zu berechnen und dann die so berechneten mit den wirklich beobachteten Stellungen zu vergleichen. Da unsere heutigen Logarithmentafeln, durch welche solche Berechnungen außerordentlich abgekürzt werden, damals noch nicht existierten, so kostete jeder Versuch mit einer Hypothese eine ungeheuere Arbeit. Indem er auf diese Weise fand, daß die Form der Bahn sicher nicht kreisförmig war, sondern elliptisch, wurde er dazu geführt, zu untersuchen, was es ausmachte, wenn er die Sonne in den einen Brennpunkt der Ellipse stellte. Hierdurch wurde nun in der Tat die Bewegung des Planeten dargestellt, wenn seine Geschwindigkeit als veränderlich angenommen wurde, und zwar um so größer, je näher der Planet der Sonne ist. Nach vielen mühsamen Rechnungen gelangte er so zu den beiden ersten seiner berühmten drei Gesetze der planetarischen Bewegung:

1. Die Bahn jedes Planeten ist eine Ellipse mit der Sonne in einem der Brennpunkte.

2. Bei der Bewegung um die Sonne beschreibt der Radiusvektor eines Planeten in gleichen Zeiten gleiche Flächenräume.

Es sei PA (Fig. 21) die Ellipse, in der sich ein Planet bewegt, und in dem einen Brennpunkte S stehe die Sonne. Im Punkte P , dem *Perihelium*, ist der Planet der Sonne am nächsten. Von hier entfernt er sich, über $abcd$, bis er in A , dem *Aphelium*, am weitesten von der Sonne absteht. Dann nähert er sich ihr allmählich wieder durch den andern Teil seiner Bahn und erreicht endlich wieder das Perihel, um den Lauf in gleicher Weise ohne Aufhören fortzusetzen.

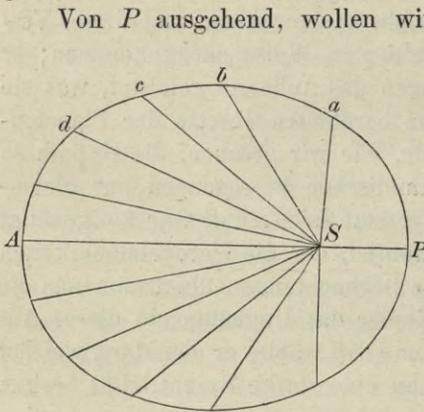


Fig. 21.

Von P ausgehend, wollen wir nun die Stellung des Planeten in seiner Bahn am Schlusse von gleichen Zeitintervallen, z. B. von je 30 Tagen, betrachten. Es seien $abcd$ die vier ersten der Stellungen, die der Planet nach je 30 Tagen erreicht. Verbinden wir diese Punkte wie auch P mit der Sonne durch Linien (*Radii vectores*), so erhalten wir vier Flächenräume, die der Radiusvektor des Planeten in je 30 Tagen überstreicht, und die nach dem zweiten Keplerschen Gesetz einander gleich sind.

Erst zehn Jahre später fand Kepler auf rein spekulativem Wege*) das letzte seiner drei Gesetze, welches eine Relation zwischen den Bahnen der verschiedenen Planeten darstellt. Schon Kopernikus wußte, daß die Umlaufszeit eines Planeten um so größer ist, je weiter er von der Sonne absteht, und zwar nicht nur, weil die Bahn von größerem Umfange, sondern auch, weil die

*) Mit begeisterter Schwärmerei sagt er selbst in seinem Werke: *Harmonices mundi Libri V* darüber: »Endlich also habe ich das ans Licht gebracht und über all mein Hoffen und Erwarten als wahr befunden, daß die ganze Natur der Harmonien in ihrem ganzen Umfange und nach allen ihren Einzelheiten in den himmlischen Bewegungen vorhanden ist, nicht zwar auf die Weise wie ich mir's früher gedacht, sondern auf eine ganz andere durchaus vollkommene Weise« . . . »Verzeiht ihr, so freut mich's, zürnet ihr, so trag' ich's; hier werfe ich die Würfel und schreibe ein Buch, zu lesen der Mitwelt oder der Nachwelt, gleichviel; es wird seines Lesers Jahrtausende harren, wenn Gott selbst sechs Jahrtausende lang den erwartet hat, der sein Werk beschauete.«

Bewegung wirklich eine langsamere ist. Saturn z. B., $9\frac{1}{2}$ mal so weit von der Sonne entfernt als die Erde, würde bei gleich schneller Bewegung seinen Umlauf um die Sonne in $9\frac{1}{2}$ Jahren vollenden; er braucht aber in Wirklichkeit über 29 Jahre. Er bewegt sich also noch nicht mit einem Drittel der Erdgeschwindigkeit. Kopernikus fand indessen die zwischen Entfernungen und Umlaufszeiten bestehende Beziehung nicht auf, welche Kepler so aussprach:

3. Die Quadrate der Umlaufszeiten der Planeten verhalten sich wie die Kuben (dritten Potenzen) ihrer mittleren Entfernungen von der Sonne.

Die Übereinstimmung dieses Gesetzes mit der Wirklichkeit zeigt die folgende Tabelle, welche die mittleren Entfernungen, wie sie Kepler bekannt waren, in Einheiten der mittleren Erdentfernung, die Umlaufszeit oder Revolutionsperiode (Einheit das Erdjahr), sowie die Kuben der ersteren und die Quadrate der letzteren enthält:

Planeten	Distanz	Periode	Kubus der Distanz	Quadrat der Periode
Merkur	0.387	0.241	0.058	0.058
Venus	0.723	0.615	0.378	0.378
Erde	1.000	1.000	1.000	1.000
Mars	1.524	1.881	3.540	3.538
Jupiter	5.203	11.86	140.8	140.66
Saturn	9.539	29.46	868.0	867.9

So war also die alte Theorie, daß die Bewegungen der Himmelskörper kreisförmige und gleichmäßige oder wenigstens aus solchen zusammengesetzt seien, mit Keplers Gesetzen für immer beseitigt. Die Ellipse trat an die Stelle des Kreises und eine veränderliche Bahnbewegung an die Stelle der gleichförmigen.

5. Von Kepler bis Newton.

Soweit die Bestimmung der Gesetze der planetarischen Bewegungen nach dem damaligen Stande der astronomischen Beobachtung möglich war, ließ Kepler fast nichts zu tun übrig. War Lage und Größe der elliptischen Bahn, in der sich ein Planet bewegt, sowie der Punkt der Bahn gegeben, an dem er sich zu irgend einer Zeit befindet, so war man zu jener Zeit zu dem Glauben berechtigt, daß es möglich sei, die Position des Planeten für alle zukünftigen Zeiten zu berechnen. Mehr als dies konnte die damalige mathematische Wissenschaft nicht leisten; sie konnte nur eine geometrische Deutung, keine mechanische Erklärung der

Bewegungserscheinungen liefern. Es ist wahr, daß die auf solche Art vorausgesagten Stellungen eines Planeten nicht in voller Übereinstimmung mit den beobachteten gefunden wurden; und hätte Kepler über die genaueren Beobachtungen der Jetztzeit verfügt, so würde er gesehen haben, daß seine Gesetze die planetarischen Bewegungen nur annähernd richtig darstellen. Nicht allein wäre bemerkt worden, daß die elliptischen Bahnen ihre Lage im Raume allmählich ändern, sondern auch, daß die Planeten bald nach einer, bald nach der andern Richtung abweichen, daß die von den Radiivectores überstrichenen Flächen bald größer, bald kleiner sind, und daß eine Vorausberechnung auf längere Zeit nicht möglich war. So lange aber die Fragen unbeantwortet blieben, warum sich die Planeten in elliptischen Bahnen bewegen, warum die Radiivectores den Zeiten proportionale Flächen beschreiben, warum die im dritten Gesetz ausgesprochene Beziehung zwischen Entfernungen und Umlaufzeiten besteht, so lange mußte es vollends unmöglich sein, zu sagen, warum die Planeten von diesen Gesetzen abweichen. Die Antwort auf jene Fragen war erst möglich, nachdem die zu Keplers Zeiten unbekanntes allgemeinen Gesetze der Bewegung klar und vollständig erkannt waren und die geometrische Anschauungs- und Erklärungsweise einer physischen und mechanischen Platz gemacht hatte.

Den ersten großen Schritt in der Erforschung dieser Gesetze tat Galilei, der große Zeitgenosse Keplers, der erste, der das soeben erfundene Fernrohr auf den Himmel anwandte. Als Begründer der dynamischen Wissenschaft, als Lehrer und Verteidiger des Kopernikanischen Systems, als Märtyrer dieser Lehre, die er als wahr erkannt hatte und zu verbreiten suchte, ist Galilei vielleicht der interessanteste und bedeutendste Charakter seiner Zeit. Jeder an dem Kopernikanischen System etwa noch haftende Zweifel wurde beseitigt durch die Entdeckungen, die Galilei mit dem Fernrohre machte. Die Phasen der Venus zeigten ihm, daß dieser Planet gleich der Erde ein an sich dunkler, kugelförmiger Körper ist, der sein Licht von der Sonne erhält. In Jupiter und seinen Satelliten war das Sonnensystem, wie Kopernikus es darstellte, in kleinem Maßstabe und mit einer Treue wiederholt, die den denkenden Beobachter überraschen mußte. Aus keiner irgendwie vertrauenswerten Quelle konnte fernerhin Material zu einem Widerspruch gegen die neue Lehre geschöpft werden. Die Inquisition verbot ihre Verbreitung und ließ sie nur als Hypothese zu; da aber die Ansicht des Kopernikus in seinem großen Werke, wenn dies auch vielleicht nicht vollkommen klar ausgesprochen war, doch für mehr als Hypothese und rein subjektive Meinung gelten wollte, so verbot und verdamnte sie das ganze Werk, bis es revidiert und korrigiert sei, was jedoch niemals geschehen ist. Dieses Dekret der Inquisition zeigte sich

indessen ohne Wirkung auf die Verbreitung und allgemeine Annahme des Kopernikanischen Systems, mit Ausnahme vielleicht von Italien und Spanien.

Den ersten Versuch, die Bewegungen der Himmelskörper auf eine allgemeine Ursache oder ein Grundgesetz zurückzuführen, machte Descartes (Cartesius) in seiner berühmten Wirbeltheorie, die für einige Zeit sogar der Gravitationstheorie das Feld streitig machte. Dieser Philosoph nahm an, die Sonne (wie die übrigen Fixsterne) befinde sich in einem feinen, nach jeder Richtung unermesslich ausgedehnten Fluidum; durch ihre Rotation setze sie die zunächst liegenden Teile des Fluidums in rotierende Bewegung: diese teilten ihre Bewegungen entfernteren Partikeln mit, bis schließlich die ganze Masse wie ein Strudel oder Wirbel rotiere. In diesem ätherischen Wirbel würden die Planeten um die Sonne geragen. Die entfernteren Planeten bewegten sich langsamer, weil die entfernteren Teile des Äthers durch die Rotation der Sonne weniger affiziert würden. In dem großen Wirbel des Sonnensystems befänden sich kleinere, mit je einem Planeten im Zentrum, um den sich, im Äther schwimmend, die Satelliten bewegten. Hätte Descartes zeigen können, daß die Teile dieses Wirbels in Ellipsen sich bewegten, in deren einem Brennpunkte die Sonne steht, daß sie gleiche Flächen in gleichen Zeiten beschreiben, und daß die Geschwindigkeiten sich dem dritten Keplerschen Gesetze gemäß ändern müßten, so würde seine Theorie genügt haben. Da er dies aber nicht vermochte, muß seine Hypothese eher als Rückschritt, denn als Fortschritt der Wissenschaft betrachtet werden. Die hohe Bedeutung des Philosophen Descartes und die große Zahl seiner Schüler sicherten seiner Anschauung indessen große Verbreitung, und wir finden unter ihren Anhängern sogar einen Mathematiker wie Johann Bernoulli.

Galilei legte nun den Grund zur physischen Erkenntnis der planetarischen Bewegungen durch seine epochemachenden Beobachtungen und Forschungen auf dem Gebiete der Bewegungslehre überhaupt. Mit ihm beginnt, wie wir sagen dürfen, für die exakten Wissenschaften das Zeitalter einer gesunden Induktion, nachdem Jahrhunderte lang eine wesentlich von Aristoteles inaugurierte Methode der Deduktion und Spekulation geherrscht hatte, die nur dann zur wahren Erkenntnis der Natur hätte führen können, wenn Beobachtung und Experiment ihr zu Grunde gelegen hätten, also Induktion vorausgegangen wäre. Galilei stieg aus den Himmelsräumen auf die Erde, maß und untersuchte experimentell die einfachsten Erscheinungen und Vorgänge bei der Bewegung irdischer Körper durch die Schwere: den Fall, das Gleiten, die Schwingung, und fand so die fundamentalen Gesetze der Dynamik, deren Übertragung auf

die Himmelskörper und Verallgemeinerung dem Genius Newtons vorbehalten blieb.

Nach Galilei war es hauptsächlich Huygens, der den Weg zur Lehre von der allgemeinen Attraktion ebnete. Als Mathematiker, Physiker und Beobachter gleich groß, nimmt er in der Geschichte der physikalischen Wissenschaften einen hohen Rang ein. Er entdeckte die Gesetze der Zentrifugalkraft, und hätte er diese einfach auf das Sonnensystem angewandt, so würde er zu dem Resultate geführt worden sein, daß die Planeten in ihren Bahnen erhalten werden durch eine Kraft, die im Verhältnis des Quadrats ihrer Entfernung von der Sonne abnimmt. Der Weg zur Theorie der Gravitation hätte danach kaum verfehlt werden können. Aber die große Entdeckung schien einen besonders für sie geschaffenen Geist zu fordern.

Kapitel III.

Die allgemeine Schwere.

1. Newton.

Die wirkliche Bedeutung von Newtons großer Entdeckung der allgemeinen Schwere oder der *Gravitation* wird nur von wenigen vollkommen gewürdigt. Häufig hat man die Gravitation als eine geheimnisvolle Kraft angesehen, die nur zwischen den Himmelskörpern wirke und zuerst von Newton entdeckt worden sei. Wäre die allgemeine Schwere von Newton nur als ein neues Prinzip, die Bewegungen der Planeten zu erklären, gefunden worden, sie wäre keine so bewundernswerte Entdeckung gewesen, als sie es wirklich ist. Ein spezieller Fall der Gravitation ist allen bekannt: es ist einfach die Kraft, welche alle schweren Körper fallen oder gegen den Erdmittelpunkt streben läßt. Jeder, der nur einmal einen Stein fallen sah oder das Gewicht desselben fühlte, wußte von der Existenz der Gravitation. Newtons große Tat war, daß er bewies, die Bewegungen der Himmelskörper seien durch eine allgemeine Kraft bestimmt, von der die Kraft, die den Apfel zur Erde fallen läßt, nur eine Erscheinungsform ist, und daß er auf diese Weise den himmlischen Bewegungen den Schleier des Geheimnisvollen raubte, in den sie früher gehüllt waren. Seinen Vorgängern war die fortdauernde Bewegung der Planeten in Kreisen oder Ellipsen etwas jeder auf der Oberfläche der Erde wahrgenommenen Bewegung so durchaus Unähnliches, daß sie sich gar nicht vorstellen konnten, beides würde durch das gleiche Gesetz beherrscht,

und es mußte ihnen, da sie kein Gesetz für die Planetenbewegungen kannten, durchaus glaublich erscheinen, daß die Himmelskörper sich in einer Weise bewegten, die nicht im geringsten mit den Gesetzen irdischer Bewegungen verwandt sei.

Die Vorstellung einer kosmischen, von Sonne oder Erde ausstrahlenden und die himmlischen Bewegungen bedingenden Kraft entsprang zwar keineswegs erst dem Geiste Newtons. Wir sahen, daß selbst Ptolemäus und sogar ältere Philosophen die dunkle Vorstellung von einer Kraft hatten, die stets gegen das Zentrum der Erde oder, was für sie gleichbedeutend war, gegen das Zentrum des Universums gerichtet sei und nicht bloß den Fall schwerer Körper, sondern auch den Zusammenhalt des Weltalls bedinge. Auch Kepler behauptete, von spekulativen Betrachtungen ausgehend, das Vorhandensein einer die Planeten bewegenden Kraft, die in der Sonne ihren Sitz habe und von ihr ausstrahle. Aber weder Ptolemäus noch Kepler konnten auf Grund der um uns wirkenden Gesetze eine einigermaßen befriedigende Erklärung dieser Kraft geben; auch war es in der Tat nicht möglich, eine klare Vorstellung von ihrer wahren Natur zu gewinnen ohne die Kenntnis der allgemeinen Bewegungsgesetze, zu der keiner der beiden Forscher je gelangte.

Der größte Irrtum, der fast alle Geister bis zu Galileis Zeit gefangen hielt, war der, daß die fortdauernde Wirkung irgend einer Kraft nötig sei, damit ein sich bewegender Körper in Bewegung erhalten bleibe. Daß selbst Kepler durchaus diese Anschauung teilte, zeigt die Tatsache, daß er eine Kraft, die nur in der Richtung nach der Sonne wirkt, für unzureichend hielt, die planetarischen Bewegungen zu erhalten, und daß er eine ergänzende Kraft für erforderlich erachtete, welche die Planeten beständig vorwärts stößt. Die letztere Kraft, meinte er, könne von der Rotation der Sonne um ihre Achse herrühren. Es ist schwer zu sagen — so allmählich dämmerte die große Wahrheit dem menschlichen Geiste auf —, wer der erste war, der klar einsah und aussprach, daß diese Ansicht vollständig irrig sei, und daß ein Körper, wenn einmal in Bewegung, ohne Gegenwirkung oder Hinzukommen irgend einer Kraft sich gleichmäßig und unaufhörlich vorwärts bewegen müsse. Leonardo da Vinci muß diese Wahrheit, eine Folge des Gesetzes der Trägheit, geahnt haben; implicite enthalten war sie in Galileis Fallgesetzen und in der von Huygens aufgestellten Theorie der Zentralkräfte; aber keiner dieser Forscher — selbst Galilei nicht — hat sie unzweideutig und vollständig ausgesprochen; und so dürfen wir wohl sagen, daß erst Newton es war, der dieses Fundamentalsatz nebst den daraus zu ziehenden Folgerungen vollkommen deutlich darlegte. Die Basis von Newtons Entdeckung bildeten die folgenden drei Bewegungsgesetze:

1. Ein in Bewegung befindlicher Körper, auf den keine Kraft wirkt, bewegt sich geradlinig und mit gleicher Geschwindigkeit unaufhörlich fort. (Trägheitsgesetz.)

2. Wirkt eine Kraft auf einen in Bewegung befindlichen Körper, so findet eine Änderung der aus dem ersten Gesetze folgenden Bewegung statt in der Richtung der Kraft und ihr proportional. (Parallelogramm der Kräfte.)

3. Wirkung und Gegenwirkung sind einander gleich und entgegengesetzt; übt also ein Körper auf einen anderen eine Kraft aus, so übt auch letzterer eine gleiche Kraft, aber in entgegengesetzter Richtung, auf den ersteren aus. (Aktion und Reaktion.)

ad 1 Das erste dieser Gesetze ist das wichtigste. Der Umstand, der seine Entdeckung verhindert und viele Jahrhunderte hindurch die Geister verwirrt hatte, war, daß es keinen Körper auf der Erde gab, auf den nicht irgend eine Kraft wirkte, und daher keinen, der sich fortdauernd in gerader Linie bewegt hätte. Jeder Körper, mit dem experimentiert werden konnte, war mindestens der Anziehung der Erde, d. h. der Schwere unterworfen und fiel deshalb alsbald zur Erde. Andere Kräfte, welche seine freie Bewegung hinderten, waren die Reibung und der Luftwiderstand. Eine Untersuchung, verschieden von der, welche die Vorgänger Galileis auf physikalische Probleme angewandt hatten, war nötig, um zu zeigen, daß sich der Körper ohne diese Kräfte ungehindert geradlinig bewegen würde.

Weg zu Ziel Wir können nun den ebenso einfachen als direkten Weg verstehen, auf welchem Newton von dem, was er auf der Erde sah, zu dem großen Prinzip gelangte, mit welchem sein Name für immer verbunden ist. Wir wissen zunächst, daß auf der Erde eine überall wirksame Kraft besteht, durch welche alle Körper nach dem Mittelpunkte der Erde hingezogen werden. Diese Kraft erstreckt sich ohne merkliche Verminderung bis zu den Spitzen der höchsten Gebäude ebenso, wie bis zu den Gipfeln der höchsten Berge. Die Frage liegt nun nahe, wie weit wohl ihre Wirksamkeit reiche, und ob ihr nicht z. B. auch der Mond unterliege? Wenn dies der Fall wäre, so würde der Mond, gerade wie der von der Hand in die Höhe geworfene Stein, wie der vom Baume fallende Apfel*) der Erde zustreben. Und sollte dann nicht diese einfache Kraft der Schwere auch die sein, die den Mond in seiner Bahn erhält, und die ihn hindert, dem ersten Bewegungsgesetze gemäß in gerader Linie wegzufliegen? Zur

*) Newton soll bekanntlich durch den Fall eines Apfels zuerst (1666) auf den Gedanken gebracht worden sein, hier wirke die gleiche Kraft wie beim Monde.

Beantwortung dieser Frage war es nötig, zu berechnen, welche Kraft erforderlich ist, um den Mond in seiner Bahn zu erhalten, und sie mit der Schwerkraft zu vergleichen. Wohlbekannt war den Astronomen jener Zeit, daß die Entfernung des Mondes 60 Erdhalbmesser beträgt; der Erdhalbmesser selbst war aber nicht genau bekannt. Newton nahm anfangs irrtümlich den Durchmesser der Erde zu 10500 km*) an, und aus diesem Grunde konnten ihm seine Berechnungen nicht das richtige Resultat geben. Dies geschah 1666, als er erst 23 Jahre alt war. Nahezu 20 Jahre ließ er seine Rechnungen liegen und nahm sie erst wieder auf, als ihm die Messungen des Franzosen Picard bekannt wurden, welche den Erddurchmesser um ein Fünftel größer ergaben, als früher angenommen wurde. Jetzt fand er den Betrag der Abweichung der Mondbahn von einer geraden Linie zu 4.9 m in einer Minute, d. h. ein Körper in der Entfernung des Mondes würde in der ersten Minute 4.9 m zur Erde hin fallen, eine Strecke, die ein Körper an der Erdoberfläche in einem Sechzigstel dieser Zeit, nämlich in einer Sekunde, durchfällt. Da die Fallräume sich wie die Quadrate der Zeiten verhalten, so folgt, daß die Kraft der Schwere an der Erdoberfläche 60 mal 60 oder 3600 mal so groß ist als die Kraft, die den Mond in seiner Bahn erhält. Da nun aber auch die Entfernung des Mondes vom Erdmittelpunkte 60 mal so groß ist als die der Erdoberfläche vom Mittelpunkte, so folgt: Die Kraft, welche den Mond in seiner Bahn erhält, ist dieselbe, welche einen Stein zur Erde fallen läßt, nur verringert im Verhältnis des Quadrats der Entfernung vom Mittelpunkte der Erde.

Für den Mathematiker ist der Übergang von der einen Stein oder Apfel beeinflussenden Schwerkraft zu der den Mond bewegenden Kraft sehr einfach: der Nichtmathematiker aber wird vielleicht nicht gleich sehen, wie der Mond beständig zur Erde fallen kann, ohne ihr je näher zu kommen. Die Figur 22 mag zur Erläuterung dienen. Jeder kann das Fallgesetz schwerer Körper begreifen, wonach ein Körper 5 m in der ersten Sekunde, dreimal diesen Raum oder 15 m in der zweiten, 25 m in der dritten usw. fällt. Nehmen wir an, der Körper falle nicht, sondern werde, wie eine Kanonenkugel, horizontal fortgeschleudert, so würde er infolge der Schwere während der ersten Sekunde 5 m von der geraden Linie, in der er geschleudert wurde, abweichen oder fallen, dreimal diese Größe in der nächsten Sekunde, fünfmal in der dritten usw.,

*) Lineare Größen sind in diesem Werke in der Regel in Kilometern (km), Metern (m) usw. angegeben. 1 km = 0.135 geogr. Meile = 0.621 engl. Meile; 1 geogr. Meile = 7.42 km = 4.61 engl. Meilen; 1 engl. Meile = 1.61 km = 0.217 geogr. Meile. 1 m = 3.078 Par. Fuß = 3.186 rheinl. Fuß = 3.281 engl. Fuß; 1 cm = 0.369 Par. Zoll = 4.433 Par. Linien; 1 cm = 0.394 engl. Zoll.

ebenso, als wenn er aus der Ruhelage gefallen wäre. Es sei AB (Fig. 22) ein Teil der Erdoberfläche und AD eine Gerade tangential an A oder die Richtung, in welcher ein Beobachter durch ein horizontal gestelltes Fernrohr sehen würde. Die Oberfläche wird dann infolge der Krümmung der Erde von dieser Gesichtslinie um etwa 13 cm am Ende des ersten Kilometers, um noch 39 cm mehr am Ende des zweiten usw. abweichen. In 8 km Abstand wird die Abweichung auf 5 m gestiegen sein. In 16 km wird sie, da das Dreifache dieses Betrages hinzukommt, im ganzen 20 m ausmachen usw. Von einem erhöhten Standpunkte C aus werde nun eine Kanonenkugel in horizontaler Richtung CE abgefeuert. Je größer ihre Geschwindigkeit ist, desto weiter wird sie kommen, ehe sie die Erde erreicht. Wir wollen nun annehmen, sie könnte mit solcher Kraft abgeschossen werden, daß ihre Geschwindigkeit 8 km in der Sekunde beträgt, und die Luft leiste keinen Wider-

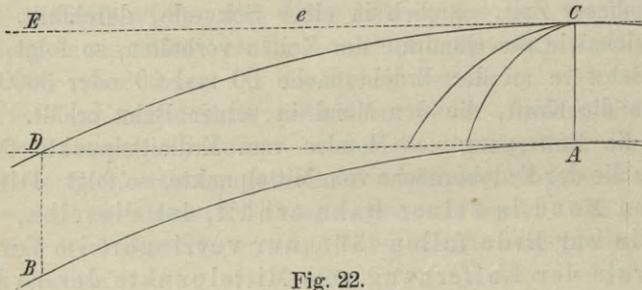


Fig. 22.

stand. In 8 km Abstand von C liege auf CE der Punkt e ; da sie diesen in einer Sekunde erreicht, so folgt aus dem Fallgesetze, daß sie in dieser Zeit bis auf 5 m unter CE gefallen ist. Wir haben aber eben gesehen, daß die Erde selbst in dieser Entfernung sich 5 m wegkrümmt. Die Kugel ist demnach nicht näher an der Erde, als im Moment des Abfeuerns. Während der nächsten Sekunde würde die Kugel nach E gelangen, infolge der Schwere aber um weitere 15 m, im ganzen also um 20 m fallen. Aber auf diese Strecke hat sich auch die Erdoberfläche um weitere 15 m gekrümmt, so daß die Entfernung DB wiederum 20 m ist. So würde, wenn kein Widerstand stattfände, die Kugel in unveränderter Geschwindigkeit und gleicher Entfernung von der Erdoberfläche weiter gehen; sie würde stets um denselben Betrag fallen, um den sich die Erde wegkrümmt. Schließlich käme sie auf kreisförmiger Bahn rings um die Erde und erreichte nach Verlauf von $1^h 24^m$ wieder den Punkt C . Die Kugel wäre demnach gleichsam ein Satellit der Erde geworden, wie der Mond, nur viel näher und mit weit geringerer Umlaufzeit. Der Kraft,

welche die Kanonenkugel geradlinig fortschleudert, entspricht beim Monde ein ursprünglicher Impuls oder Stoß, demzufolge er sich, ohne die Einwirkung der Erde, nach dem ersten Bewegungsgesetz in gerader Linie unaufhörlich weiter bewegen würde.

Ein weiterer Schritt führt uns zu der Erkenntnis, daß die Gravitation auch für andere Körper als die Erde gültig ist. Die Planeten bewegen sich um die Sonne, wie der Mond um die Erde, und müssen demnach einer gegen die Sonne gerichteten Kraft gehorchen. Diese Kraft kann nichts anderes sein, als die Gravitation oder die Anziehung der Sonne selbst. Eine einfache Rechnung nach Keplers drittem Gesetze zeigt, daß die Kraft, mit welcher die Planeten gegen die Sonne gravitieren, sich umgekehrt wie die Quadrate ihrer mittleren Entfernungen verhält.

Es fragt sich jetzt nur noch, welche Art von Bahn ein Planet beschreiben wird, wenn eine Kraft von der erwähnten Beschaffenheit ihn um die Sonne führt. Eine einfache Untersuchung lehrt nun, daß, wenn die sonst ganz beliebige Kraft nur beständig nach der Sonne gerichtet ist, der Radiusvektor des Planeten stets gleiche Flächen in gleichen Zeiten überstreichen wird. Und umgekehrt kann er nicht gleiche Flächen in gleichen Zeiten beschreiben, wenn die Kraft in einer andern Richtung als nach der Sonne hin wirkt. Nach Keplers zweitem, aus der Beobachtung abgeleiteten Gesetze folgt demnach, daß die Kraft in der Tat gegen die Sonne selbst gerichtet ist.

Das Problem nun, die Form der Bahn zu bestimmen, die beschrieben werden muß, vermochten nur sehr wenige Mathematiker des 17. Jahrhunderts einigermaßen genügend zu behandeln. Newton gelang es indessen, auf strengem Wege nachzuweisen, daß die Bahn allgemein ein Kegelschnitt*) sein müsse, und zwar je nach den Umständen eine Ellipse, eine Parabel oder eine Hyperbel, mit der Sonne in einem der Brennpunkte; hiermit war das erste Gesetz Keplers in der allgemeinsten Form bewiesen. So verschwand alles Geheimnisvolle aus den himmlischen Bewegungen, und die Planeten erwiesen sich einfach als schwere Körper, die sich zwar nach denselben Gesetzen bewegen, die wir rund um uns her wirksam sehen, aber unter ganz anderen Bedingungen. Alle drei Gesetze Keplers waren enthalten in dem einzigen Gesetze der Gravitation, welche umgekehrt proportional dem Quadrat der Entfernung wirkt.

Sehr schön erklärt die allgemeine Schwere Keplers drittes Gesetz. Wie wir sahen, ist der Quotient der Quadrate der Umlaufzeiten in die Kuben der mittleren Entfernungen für alle Planeten derselbe (S. 61). Wenden wir dies auf die Satelliten des Jupiter an, indem wir die Distanz

*) Über die Kegelschnitte wird S. 91 f. einiges erwähnt werden.

jedes derselben vom Jupiter in die dritte Potenz erheben und diesen Kubus durch das Quadrat der Umlaufszeit teilen, so wird zwar auch hier der Quotient für jeden Satelliten derselbe, aber nicht derselbe wie bei den Planeten. Dieser Quotient ist nämlich der Masse oder dem Gewichte des Zentralkörpers proportional. Im Falle der Planeten ist er 1047 mal so groß als bei den Jupiters-Satelliten, weil die Masse oder das Gewicht der Sonne 1047 mal das des Jupiter ist. Das oben angeführte dritte Keplersche Gesetz bedarf daher noch eines ergänzenden, die Massen berücksichtigenden Faktors*), welcher sich Kepler nur deshalb nicht zu erkennen geben konnte, weil diese Massen im Verhältnis zur Sonnenmasse sehr klein sind. Wir besitzen in diesem Gesetze einen sehr bequemen Weg zur Bestimmung der Masse oder des Gewichtes aller mit Trabanten versehenen Planeten. Die Masse wird dabei in Bruchteilen der als Einheit genommenen Sonnenmasse ausgedrückt.

Aber auch in dieser Form ist das Gesetz noch nicht vollständig; es muß dahin verallgemeinert werden, daß in einem abgeschlossenen System (Sonnensystem) jeder Körper alle anderen anzieht und von allen anderen angezogen wird. Wegen dieser allgemeinen Anziehung finden Bewegungsänderungen aller Planeten statt, infolge deren ihre Bahnen die Keplerschen Gesetze nicht genau befolgen. Es ist nun aus der Beobachtung bekannt, daß in der Tat die Planeten sich nicht genau nach den Keplerschen Gesetzen bewegen. Die Frage ist also schließlich die, ob die gegenseitige Anziehung der Planeten diese Abweichungen vollständig und genau erklärt. Diese Frage konnte Newton nur in unvollkommener Weise beantworten, da das Problem für seine mathematischen Kenntnisse, wie überhaupt für die der damaligen Zeit zu verwickelt war. Er vermochte zu zeigen, daß die Anziehung der Sonne Ungleichheiten in der Bewegung des Mondes um die Erde von der Art verursachen müsse, wie die Beobachtungen sie wirklich ergaben, aber er konnte ihren Betrag nicht genau berechnen. Doch war die allgemeine Übereinstimmung seiner Theorie mit den Bewegungen der Himmelskörper so überraschend, daß ein Zweifel an ihrer Wahrheit nicht hätte eintreten sollen. Es ist demnach sehr merkwürdig, daß die Pariser Akademie der Wissenschaften noch 1732 — mehr als 40 Jahre nach Newtons Entdeckung — dem berühmten Mathematiker Johann Bernoulli einen Preis erteilte für eine Abhandlung,

*) In mathematischer Sprache lautet das dritte Keplersche Gesetz streng:

$$\frac{a^3}{T^2(1+m)} = \frac{a'^3}{T'^2(1+m')} = \frac{a''^3}{T''^2(1+m'')} = \dots = \text{Const.},$$

wo $a, a', a'' \dots$ die halben großen Achsen, $T, T', T'' \dots$ die Umlaufzeiten, $m, m', m'' \dots$ die Massen der Planeten, in Teilen der zu 1 angenommenen Sonnenmasse bedeuten. Die Keplersche Näherungsform setzt $m = m' = m'' = \dots = 0$.

in welcher die Planetenbewegungen auf Grund der Cartesianischen Wirbeltheorie erklärt wurden. Es braucht daraus nicht gefolgert zu werden, daß die Akademie diese Theorie noch als die richtige betrachtete; allein das dürfen wir schließen, daß sie die Gravitationstheorie noch als offene Frage ansah.

Um Newtons Theorie vollständig auszudrücken, genügt es nicht, einfach zu sagen, daß Sonne, Erde und Planeten sich gegenseitig anziehen. Man mag die Materie soweit teilen, als man will, immer wird man finden, daß sie Anziehung erfährt und ausübt, weil sie Masse hat. Da die Erde auch die kleinsten Teilchen noch anzieht, so müssen auch diese, nach dem dritten Gesetze der Bewegung, die Erde ihrerseits mit entsprechender Kraft anziehen. Wir schließen daraus, daß die Kraft der Attraktion nicht in der Erde als Ganzem ruht, sondern in jedem individuellen Teilchen der sie zusammensetzenden Masse; das heißt, die Anziehung der Erde auf einen Stein z. B. ist einfach die ganze Summe der Anziehungen zwischen dem Stein und allen die Erde bildenden Teilchen*).

Aus dem Gesetze der Gravitation folgt, daß theoretisch eine Grenze der Entfernung, bis zu welcher sich die allgemeine Anziehung erstreckt, nicht existiert. Die Anziehung der Sonne auf die äußersten der bekannten Planeten, Uranus und Neptun, zeigt nicht die geringste Abweichung vom Newtonschen Gesetz. Bei der außerordentlich schnellen Abnahme aber, welche die Anziehung erleidet, ist, wenn wir Entfernungen wie die der Fixsterne in Betracht ziehen, die Attraktion der Sonne ohne wahrnehmbare Wirkung.

Vollständig ausgesprochen heißt also das Gesetz der allgemeinen Anziehung oder der Gravitation:

Jedes materielle Teilchen im Universum zieht jedes andere mit einer Kraft an, die direkt proportional ist dem Produkte der Massen und umgekehrt proportional dem Quadrat ihres gegenseitigen Abstandes.

2. Anziehung kleiner Massen. Dichtigkeit der Erde.

Um den vollständigen Beweis zu liefern, daß Attraktion wirklich jedem materiellen Teilchen eigen ist, war es wünschenswert, durch das Experiment zu zeigen, daß isolierte Massen in der Tat einander so, wie

*) Von der allgemeinen Schwere muß man aber die sogenannte Molekularattraktion unterscheiden, d. h. die Anziehung, welche infolge innerer Kräfte zwischen den kleinsten Teilchen der Materie (den Molekülen) und nur in unmeßbar kleiner Entfernung stattfindet.

es Newtons Gesetz erfordert, anziehen. Dieses Experiment ist auf verschiedenem Wege erfolgreich ausgeführt worden, zunächst freilich weniger in der Absicht, die Existenz der Attraktion nachzuweisen, als die mittlere Dichte der Erde zu bestimmen. Die Anziehung einer Kugel auf einen Punkt ihrer Oberfläche ist, wie die Mathematik lehrt, dieselbe, als wenn die ganze Masse der Kugel in ihrem Mittelpunkte vereinigt wäre. Sie verhält sich demnach direkt wie die ganze Summe der materiellen Teile der Kugel, oder wie ihr Gewicht, und umgekehrt wie das Quadrat ihres Halbmessers. Wir wollen nun die Anziehung zweier Kugeln aus gleichem Material betrachten, von denen die eine den doppelten Durchmesser der anderen hat. Da der Inhalt einer Kugel proportional der dritten Potenz des Radius wächst, so folgt, daß die größere achtmal den Rauminhalt und also auch achtmal die Masse oder das Gewicht der kleineren hat. Andererseits aber ist ein Oberflächenteil der größeren Kugel doppelt so weit vom Mittelpunkte entfernt, als einer der kleineren, die Anziehung also aus diesem Grunde nur ein Viertel. Verbinden wir nach dem Attraktionsgesetze diese beiden Anziehungsfaktoren, so ergibt sich, daß die Anziehung auf ein Teilchen der größeren Kugel doppelt so groß ist ($8 \times \frac{1}{4}$), als diejenige auf ein Teilchen der kleineren; die Anziehungen verhalten sich also direkt wie die Durchmesser der Kugeln, wenn die Dichtigkeiten gleich sind, das heißt, wenn derselbe Raum in beiden Kugeln dieselbe Masse enthält. Sind die Dichtigkeiten nicht gleich, so ist die Attraktion proportional dem Produkt von Dichtigkeit und Durchmesser.

Der Durchmesser der Erde beträgt rund 13 Millionen Meter. Die Anziehung, welche eine Kugel von derselben Dichtigkeit, aber von 1 m Durchmesser auf einen Körper ausübt, wird demnach ein Dreizehnmilliontel der Erdanziehung sein oder ein Dreizehnmilliontel des Gewichtes des angezogenen Körpers. Mäßen wir also z. B. die Anziehungskraft einer Bleikugel von der angegebenen Größe und fänden sie genau zu einem Dreizehnmilliontel von dem Gewicht des angezogenen Körpers, so würden wir schließen, daß die durchschnittliche oder mittlere Dichte der Erde gleich jener des Bleies wäre. In Wirklichkeit aber wird jene Anziehung nahe zweimal so groß gefunden; es ist folglich das Blei etwa zweimal so dicht, als das Mittel der die Erde zusammensetzenden Bestandteile.

1. Der Physiker Cavendish, der zuerst die Dichtigkeit der Erde auf eine solche Art bestimmte, bediente sich dabei eines Apparates, den Fig. 23 in der ihm späterhin von Baily gegebenen Form darstellt. An dem Arme KF hängt an einem feinen Seidenfaden EF ein sehr leichter horizontaler Stab e , an dessen Enden die kleinen Gewichte bb (in der Figur ist nur das rechte sichtbar) befestigt sind. Um einen derartig aufgehängten

Stab in der horizontalen Ebene zu drehen, ist nur eine äußerst geringe Kraft erforderlich, da nur der Widerstand des sehr dünnen Seidenfadens gegen Drehung (Torsion) zu überwinden ist. Der Apparat führt deshalb den Namen der *Drehwage* oder des *Torsionspendels*. Die anziehenden, möglichst großen Massen bestehen aus zwei Bleikugeln *WW*, die auf einem drehbaren Tische *T* auf verschiedenen Seiten der leichten Kugeln *b* ruhen. Die Einwirkung der schweren Bleikugeln auf *bb* versetzt nun die Drehwage aus der Gleichgewichtslage in Drehung (in der Figur in einer der Bewegung des Uhrzeigers entgegengesetzten Richtung), bis die Torsion

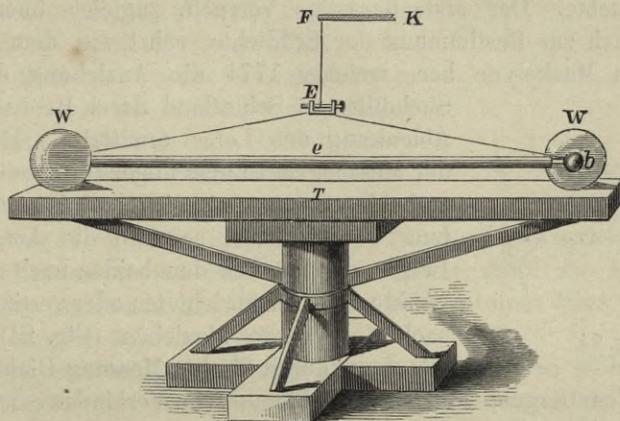


Fig. 23. Drehwage von Cavendish.

des Seidenfadens die Weiterbewegung hindert, worauf die Wage nach kurzer Ruhe wieder nahezu in die anfängliche Lage zurückgeht. So macht sie mehrere Schwingungen, jede von einigen Minuten Dauer, und bleibt zuletzt in Ruhe in einer von der ersten verschiedenen Stellung. Die anziehenden Kugeln werden dann in die umgekehrte Stellung zu den angezogenen gebracht, so daß die Wage nun im Sinne des Uhrzeigers schwingt. Diese Schwingungen werden durch ein Mikroskop beobachtet und gemessen, welches in dem Kasten, der den ganzen Apparat umschließt, angebracht ist. Aus der Größe der Bewegungen kann dann die Anziehung der Kugeln berechnet werden.

Dieses im Jahre 1798 von Cavendish angestellte Experiment wurde später mit verfeinerten Mitteln von Reich in Freiberg und von Baily in London, dann von Cornu und Baille in Paris, endlich in neuester Zeit von Boys und Braun wiederholt. Die Resultate, die für die mittlere Dichtigkeit der Erde aus diesen Versuchen folgen, sind:

Cavendish (eigenes Resultat)	5.48
» (Huttons Revision)	5.32
Reich (1837)	5.44
» (1849)	5.58
Baily (1842)	5.66
Cornu und Baille (1873)	5.56
Boys (1895)	5.53
Braun (1896)	5.53

2. Dasselbe Problem ist ferner dadurch zu lösen versucht worden, daß man die Attraktion von Bergen, also von Teilen der Erdkruste, zu bestimmen suchte. Der erste derartige Versuch, zugleich überhaupt der erste Versuch zur Bestimmung der Erddichte, rührt von dem englischen Astronomen Maskelyne her, welcher 1774 die Anziehung des Berges

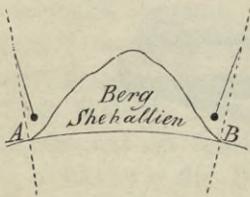


Fig. 24.

Shehallien in Schottland durch Beobachtung der Ablenkung des Lotes ermittelte. Das Prinzip der Messungen ist das folgende: Beobachten wir zu beiden Seiten eines einzelnen Berges die Richtung des Bleilotes, so wird die Anziehung des Berges das Lot aus den beiden nach dem Mittelpunkt der Erde gerichteten oder vertikalen Lagen nach dem Berge hinziehen (Fig. 24). Kennen wir dann durch direkte Messung Dichtigkeit und

Volumen des Berges, so läßt sich hieraus, in Verbindung mit der beobachteten Ablenkung und dem bekannten Volumen der Erde, die Dichte der letzteren bestimmen. Die auf diesem Wege abgeleitete Dichtigkeit der Erde war 4.71, also beträchtlich kleiner, als sie späterhin aus der Anziehung der Bleikugeln folgte. Notwendigerweise ist aber diese Methode sehr ungenau, da man nicht imstande ist, die Verschiedenheit der Dichte der Erde, die im Berge und in seiner Umgebung wohl immer statthaben wird, in Rechnung zu ziehen. So hat denn auch Colonel James später durch Beobachtungen an demselben Berge eine wesentlich größere Zahl, nämlich 5.32 gefunden.

3. a. Eine dritte Methode beruht auf der Bestimmung der Veränderung der Schwere. Wie wir wissen, vermindert sich die Wirkung der Gravitationskraft, je weiter wir uns von der Erde entfernen; auf der Erdoberfläche selbst wirkt sie, als wäre die ganze Kraft im Erdmittelpunkte vereinigt. Betrachten wir nun einen innerhalb der Erde gelegenen Punkt *A* (Fig. 25) und denken uns den Erdkörper in eine Kugelschale und eine innere Kugel, deren Halbmesser gleich dem Abstände des Punktes *A* vom Erdmittelpunkte ist, zerlegt, so ist die Gesamtanziehung dieser Erdkugelschale, die also außerhalb des angezogenen Punktes *A* rings um

die Erde liegt, auf diesen Punkt Null, weil sich die von den verschiedensten Punkten der Schale auf A ausgeübten Anziehungen ($a, a_1, a_2 \dots; a', a'_1, a'_2$) im Mittel aufheben; für den inneren übriggebliebenen Teil der Erde liegt der Punkt A aber an der Oberfläche; die Anziehung auf ihn wirkt also wieder, als wäre die ganze Masse im Mittelpunkte vereinigt, und da die jetzt allein wirkende Kugel kleiner als die ganze Erde ist, so ist auch die Anziehung auf A oder die Gravitation eine geringere. Die Veränderung der Schwere bestimmt man nun am besten aus Pendelbeobachtungen. Die Anzahl der Schwingungen, die ein Pendel von gegebener Länge in einer gewissen Zeit macht, hängt wesentlich ab von der Schwerkraft; je stärker diese ist, desto rascher schwingt das Pendel. Zählt man nun die Schwingungen eines Pendels an einem Punkte der Erdoberfläche und an einem möglichst tief darunter gelegenen Punkte, so läßt sich aus der Veränderung der Schwingungszahl die Veränderung der Schwere und daraus dann die Dichte berechnen. Airy bestimmte auf diese Weise 1855 in einer Mine zu Harton Colliery die Erddichtigkeit zu 6.56.

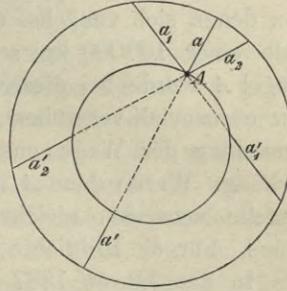


Fig. 25.

↳ Einen umgekehrten, im Prinzip aber ähnlichen Weg schlugen 1848 Plana und Carlini ein, indem sie die Pendelschwingungen am Fuße und auf der Spitze des Mont Cenis beobachteten. Aus der Vergleichung der beobachteten mit der theoretisch berechneten Änderung der Schwingungsdauer folgt, mit Berücksichtigung der Volumina von Erde und Berg und der Entfernung des Pendels vom Schwerpunkte beider, das Verhältnis der Dichtigkeit von Erde und Berg, also, wenn man letztere auf andere Weise ermittelt, die Erddichte selbst. Carlinis Resultat, 4.95, kann jedoch, ebensowenig als das von Airy, auf große Genauigkeit Anspruch erheben, weil die in beiden Methoden nicht zu vermeidenden Hypothesen über die Dichtigkeit von Bestandteilen der Erde stets unsicher sein müssen.

↳ Jolly versuchte 1878 das Problem mit Hilfe einer Wage zu lösen, indem er eine kleine Masse einmal unter dem Einflusse einer nahe befindlichen großen anziehenden Masse wog, das andere Mal ohne dieselbe. Er benutzte eine Wage, welche an jedem Arme zwei Wagschalen trug, von denen die eine, die dem anziehenden Körper am nächsten war, 21 m unterhalb der oberen hing. Poynting bediente sich 1878 desselben Prinzips, nur war bei seinen Versuchen die Anordnung eine andere. Er ersetzte die eine Schale seiner Wage durch eine kleine vergoldete Bleikugel und maß die Anziehung, welche eine große Bleimasse auf diese

Kugel ausübte. Jolly und Poynting kamen zu genau demselben Resultate, nämlich 5.69, für die mittlere Erddichte. Später wiederholte Poynting seine Versuche und erhielt 1894 den Wert 5.49. Mit Hilfe einer der Jollyschen ähnlichen Doppelwage haben 1898 Richarz und Krigar-Menzel die Erddichte bestimmt. Ihr Verfahren bestand darin, daß sie auf einer sehr feinen Wage zwei nahezu gleiche Kugeln miteinander verglichen, von denen sich zunächst die eine (*A*) oberhalb und die andere (*B*) unterhalb einer 100000 kg schweren Bleimasse befand. Das Gewicht der Kugel *A* wurde bei dieser Anordnung durch die Anziehung der Bleimasse um ebensoviel vergrößert, als das der Kugel *B* verkleinert wurde; der Ausschlag der Wage entsprach somit dem doppelten Betrage der Anziehung. Wurde dann *A* in die untere, *B* in die obere Schale gelegt, so erzielte man den gleichen Ausschlag der Wage im entgegengesetzten Sinne. Für die Erddichte ergab sich aus diesen Versuchen der Wert 5.51.

In den Jahren 1887 und 1888 hat Wilsing eine wesentlich andere Methode zur Bestimmung der Erddichte in Anwendung gebracht. Der von ihm konstruierte Apparat bestand aus einem dünnwandigen Metallrohre, an dessen Enden sich je eine Kugel aus Blei von 1 kg Gewicht befand. In der Mitte des Rohres war eine Schneide, die auf einem an einer Wand befestigten Lager ruhte, so angebracht, daß das Rohr sich pendelartig in einer auf der Schneide senkrechten Ebene gegen die Vertikale hin und her bewegen konnte. Wenn der Schwerpunkt dieses Pendels nur sehr wenig unter der Schneide lag, konnte die Schwingungsdauer desselben bis auf mehrere Minuten gebracht und dadurch die Empfindlichkeit des Apparats, den man auch als eine Wage mit vertikal stehendem Wagebalken bezeichnen könnte, sehr gesteigert werden. Es wurden nun der oberen und der unteren Kugel des zweiarmigen Pendels mehrere Zentner schwere Metallmassen von verschiedenen Seiten her in der Ebene, in der die Pendelschwingungen erfolgten, genähert, so daß die obere Kugel durch die Massenanziehung nach rechts, die untere nach links und durch Umsetzung der Massen umgekehrt die obere Kugel nach links, die untere nach rechts abgelenkt wurde. Hierdurch wurden Ablenkungen des Pendels aus der Vertikallage hervorgebracht, deren Betrag viermal so groß war als der, den eine Masse auf eine der Kugeln am Ende des Pendels ausgeübt hätte. Dadurch, daß das Pendel während der Beobachtungen bei den verschiedenen Stellungen der Massen nicht angehalten zu werden brauchte, sondern ruhig fortschwingen konnte, wurden Fehlerquellen der früheren Methoden umgangen. Aus dem Gewichte der sich anziehenden Massen, der Ablenkung des Pendels und der Schwingungsdauer desselben berechnete Wilsing aus zwei zu verschiedenen Zeiten angestellten Versuchsreihen die Erddichte zu 5.58.

Wenn auch die einzelnen hier besprochenen Untersuchungen zum Teil sehr verschiedene Resultate geliefert haben, so läßt sich doch, namentlich aus den neueren und genaueren Bestimmungen, folgern, daß die mittlere Erddichte sehr nahe = 5.55 sein muß.

3. Figur und Größe der Erde.

Drehte sich die Erde nicht um eine Achse, so würde ihr die gegenseitige Anziehung aller ihrer Teile eine genau kugelförmige Gestalt zu geben streben; und wenn auch die Kohäsion der festen Teile die Herstellung einer vollkommenen Kugelform verhinderte, so würde doch wenigstens die Oberfläche des Meeres diese Gestalt annehmen. Setzen wir nun eine solche sphärische Erde in rotierende Bewegung um eine bestimmte Achse, so wird eine Zentrifugalkraft entstehen, welche die Teile von den Polen gegen die äquatorialen Gegenden hin zu bewegen sucht. Die Oberfläche wird dementsprechend die Form eines Sphäroids (eines Rotationsellipsoids) annehmen, dessen größter Durchmesser im Äquator, dessen geringster in der Achse liegt. Eine Berechnung dieser Zentrifugalkraft aus den bekannten Größenverhältnissen der Erde und der Rotationszeit zeigt, daß dieselbe am Äquator $\frac{1}{289}$ der Schwerkraft beträgt. Sie vermindert also die Schwerkraft um diesen Betrag und ebenso das die Schwerkraft messende oder ausdrückende Gewicht eines Körpers.

Betrachten wir das Verhalten eines Pendels auf der Erdoberfläche, so finden wir, daß es am Äquator langsamer schwingt, oder daß eine Pendeluhr, die in nördlichen Breiten genau reguliert war, nachgeht. Dieses Resultat ergaben auch in der Tat die Beobachtungen des französischen Astronomen Richer, der 1672 von der Pariser Akademie zur Anstellung von Marsbeobachtungen nach Cayenne gesandt worden war; er fand, daß seine in Paris genau richtig gehende Uhr in Cayenne täglich über 2^m nachging. Bestritt man also, wie nicht wenige dies Newton gegenüber taten, die Abplattung der Erde, so hieß das, nicht nur seine Theorie der Gravitation verwerfen, sondern auch die Möglichkeit einer Veränderung der Oberflächenform plastischer Massen durch die Wirkung mechanischer Kräfte leugnen. Trotzdem glaubten die französischen Astronomen nicht an eine Abplattung der Erde, weil die in Frankreich unternommenen geodätischen Operationen eher eine Verlängerung der Erdoberfläche in der Richtung der Pole als eine Abplattung anzuzeigen schienen. Dieses Resultat war aber dadurch hervorgerufen worden, daß wegen der Kürze der in Frankreich gemessenen Distanz die unvermeidlichen Beobachtungsfehler die Wirkung der Erdelliptizität vollständig verdeckten. Wir müssen indessen den französischen Astronomen der nächstfolgenden Generation

nachrühmen, daß sie die sorgfältigsten Messungen anstellten, um die Frage endgültig zu entscheiden. Das durch Gradmessungen in Peru und in Lappland von ihnen erhaltene Resultat war in vollkommener Übereinstimmung mit Newtons Theorie und gab ihr eine mittlerweile allerdings unnötig gewordene Bestätigung.

Newton war nicht imstande, die Figur, welche die Erde unter dem Einflusse ihrer eigenen Attraktion und der durch die Rotation hervorgerufenen Zentrifugalkraft hätte annehmen sollen, genau zu bestimmen, obschon er einsah, daß ihre Meridiane von Ellipsen nicht sehr abweichen könnten. Die Schwierigkeit des Problems rührt daher, daß, wie die Erde ihre Form infolge der Rotation ändert, sich Richtung und Stärke der Attraktion an den verschiedenen Punkten ihrer Oberfläche gleichfalls ändern, und daß dadurch von neuem eine Veränderung der Erdfigur bewirkt wird. Erst im 18. Jahrhundert wurde das Problem, die Form einer rotierenden flüssigen Masse zu bestimmen, für einige Fälle gelöst; man fand, daß bei einem derartigen Körper die Meridiane Ellipsen sind und der Körper demnach ein Rotationsellipsoid ist.

Aus zwei Gründen weicht indessen die zu bestimmende Figur der Erde von einem genauen Ellipsoid ab. Der erste ist, daß die Dichtigkeit der Erde wächst, je mehr man sich dem Erdmittelpunkte nähert; der zweite, daß es große Unregelmäßigkeiten in der Dichte ihrer Oberflächenschichten gibt.

Es mag hier noch in kurzem Umriß Prinzip und Entwicklung der Gradmessungen, die augenblicklich in allen Kulturstaaten mit lebhaftem Eifer durchgeführt werden, zur Darstellung kommen. Man hat bei einer Gradmessung zwei Operationen vorzunehmen: die eine, eigentlich geodätische, besteht in der Messung der Entfernung zweier Erdorte, die zweite, astronomische, in der Bestimmung des Winkelabstandes der Zenitpunkte dieser Orte. Wäre die Erde eine Kugel, so würde der Bogen auf der Erde zwischen den beiden Orten einfach durch den Abstand ihrer Zenitpunkte gemessen; die in einem bekannten Maße (Kilometer, Meile) ausgedrückte Entfernung gibt dann, in Verbindung mit dem Bogen, den Umfang oder auch den Durchmesser der Erde. Liegen die beiden Orte auf gleichem Meridian und beobachtet man an beiden die Höhe oder den Zenitabstand eines und desselben Gestirnes bei seinem Meridiandurchgange, so ergibt die Differenz dieser beiden Winkel unmittelbar den Breitenunterschied der Orte. Auf diese Weise, also durch eine Breitengradmessung, bestimmte schon Eratosthenes etwa 200 v. Chr. den Erdumfang zu 250 000 Stadien oder 46 250 km, wenn die Länge des Stadiums gleich 185 m angenommen wird.

Bei einem Rotationsellipsoid, wie es die Erde nahezu ist, verhält sich

die Sache aber anders. Während bei der Kugel die Krümmung überall die gleiche ist, ändert sich dieselbe bei einem Ellipsoid; sie ist am stärksten am Äquator, am schwächsten an den Polen, wenn wir ebene Durchschnitte durch die Achse, also Ellipsen, betrachten; die Polar-gegenenden gehören gleichsam zu einer Kugel von größerem Durchmesser, als die Äquatorialgegenenden. Man sieht danach leicht ein, daß z. B. einem Bogen von 1° an den Polen eine größere lineare Entfernung entsprechen muß, als am Äquator. Der Unterschied beider Größen bestimmt die Exzentrizität der Ellipse und damit die *Abplattung des Ellipsoids* oder die Differenz der beiden Achsen, in Teilen der großen Achse der Ellipse ausgedrückt. Die Messungen von Maupertuis in Lappland und von Bouguer und La Condamine in Peru (1735—1744), die ersten, welche mit genaueren Apparaten und in hinreichend verschiedener Breite vorgenommen wurden, ergaben nun die Länge eines Grades in Lappland zu 57438 Toisen, in Peru dagegen zu 56734 Toisen*), und hieraus folgte eine Erdabplattung von $\frac{1}{180}$. Die Frage war damit prinzipiell entschieden, und es handelte sich von nun an nur um eine genauere Bestimmung der Erddimensionen. Der größte Schritt geschah in den dreißiger Jahren des vorigen Jahrhunderts, besonders durch Bessel, der durch die Verbindung seiner eigenen, im Verein mit Baeyer in Ostpreußen ausgeführten Gradmessung mit den genauesten von Frankreich, England usw. unternommenen Bestimmungen zu Resultaten gelangte, welche lange Zeit mit Recht als die sichersten gegolten und erst 1880 durch die von J. Clarke ermittelten Werte eine Verbesserung gefunden haben. Letzterer konnte eine größere Zahl von Gradmessungen, die in den vorhergehenden Jahrzehnten namentlich in Rußland und Ostindien ausgeführt worden waren, zur Ableitung der Erddimensionen benutzen, bediente sich aber wesentlich der von Bessel in die Wissenschaft eingeführten Untersuchungsmethoden. Die folgenden Zahlen geben die Resultate beider in Metern:

	Halbe große Achse	Halbe kleine Achse	Abplattung
Bessel (1841)	6377397	6356079	1 : 299.2
Clarke (1880)	6378249	6356515	1 : 293.5

Nach Clarke ist also die Erde etwas größer als nach Bessel und mehr abgeplattet. Indessen bleiben bei Bessel wie bei Clarke, wenn man aus den theoretischen Daten die Längen der Gradbogen zurückrechnet und mit den Beobachtungen vergleicht, noch Unterschiede übrig, die weit größer sind, als die Beobachtungsfehler zulassen. Man hat deshalb versucht, durch andere Hypothesen über die Gestalt der Erde einen besseren

*) 1 Toise = 1.95 Meter.

Anschluß an die Ergebnisse der Gradmessungen zu erzielen. So ging man z. B. von der Annahme einer Rotationsfläche mit einem nichtelliptischen Meridianschnitt aus; andere wiederum legten der Rechnung die Hypothese des dreiachsigen Ellipsoids zugrunde, noch andere die Annahme eines abgeplatteten Rotationsellipsoids, dessen kleine Achse schief zur Erdachse liegt. Aber alle diese Bemühungen blieben ohne Erfolg, da es hierdurch nicht gelang, die Beobachtungen wesentlich besser darzustellen. Man muß daher wohl die vorhandenen Abweichungen auf Unregelmäßigkeiten in der Massenlagerung der Erdrinde zurückführen, welche sowohl lokaler Natur sein, als auch auf dem Gegensatze der Kontinente und des Ozeans beruhen können. Solche *Lokalattraktionen* hat man in den verschiedensten Gegenden gefunden, und zwar nicht nur bei Gebirgen (Alpen, Himalaya), sondern selbst in ganz ebenen Gegenden. Hier wird also die Anwesenheit beträchtlicher, unter der Oberfläche liegender Massen von großem spezifischen Gewicht angedeutet, oder auch andererseits, wie z. B. bei Moskau, das Vorhandensein großer massenarmer Räume oder Höhlungen. Aber auch Störungen kontinentalen Charakters sind z. B. in Europa unzweifelhaft nachgewiesen worden.

In den letzten Jahrzehnten haben die Methoden der Erdmessung eine wesentliche Erweiterung erfahren. Seit der Einführung des elektrischen Telegraphen besitzen die Längenbestimmungen eine solche Genauigkeit, daß nunmehr neben den Breitengradmessungen auch Längengradmessungen mit der gleichen Sicherheit ausgeführt werden können. Ein anderes wichtiges Hilfsmittel zur Bestimmung der Erdgestalt ist das Pendel. Wir sahen bereits (S. 77), daß Pendel von gleicher Länge an verschiedenen Orten ungleich schwingen, langsamer am Äquator, schneller an den Polen. Dieses Verhalten findet zum Teil seine Erklärung in der nach dem Äquator hin anwachsenden Zentrifugalkraft, zum Teil aber in dem Umstande, daß die Erde keine Kugel ist, so daß sich die einzelnen Punkte der Erdoberfläche nicht in derselben Entfernung vom Erdmittelpunkte befinden, in welchem die Anziehung der Erde konzentriert zu denken ist. Wird daher mit Hilfe des Pendels an zahlreichen, passend verteilten Punkten der Erdoberfläche in bekannten Polhöhen die Schwerkraft bestimmt, so läßt sich daraus die Figur der Erde ermitteln. Helmert hat 1901 auf diese Weise aus den bis dahin ausgeführten Pendelbeobachtungen für die Abplattung der Erde den Wert $1 : 298.3$ abgeleitet.

Alle diese Beobachtungen können jedoch nur dann zu entscheidenden Resultaten führen, wenn sie nach gemeinsamem Plane über möglichst große Teile der Erdoberfläche ausgedehnt werden. Es schlossen sich deshalb bereits im Jahre 1866 auf Baeyers Vorschlag die meisten Staaten Europas zur Europäischen Gradmessung zusammen, die wenige Jahrzehnte

später durch Hinzutreten der wichtigsten außereuropäischen Kulturstaaten zur Internationalen Erdmessung erweitert wurde.

Eine vollständige Kenntnis der Figur der Erde in allen ihren Einzelheiten werden wir freilich wegen der Ungleichförmigkeiten der Erdoberfläche und ihrer Bestandteile nie erlangen; es muß genügen, eine mittlere, den vorhandenen physischen Abweichungen möglichst nahe kommende ideale Oberfläche zu konstruieren.

4. Erklärung der Präzession.

Eine andere rätselhafte Tatsache, welche durch die Gravitation vollkommen erklärt wurde, war die Präzession der Nachtgleichenpunkte. Wir beschrieben diese früher (S. 16) als eine langsame stetige Änderung der Lage des Himmelspols unter den Sternen, die eine entsprechende Änderung in der Lage des Himmelsäquators zur Folge hat. Die Kopernikanische Lehre zeigt aber, daß die Himmelspole nur ein Bild der Erdpole sind, weil nicht der Himmel, sondern die Erde rotiert. Die Himmelspole geben einfach nur die bis zur Himmelskugel verlängerte Richtung der Erdachse an. Nach dem Kopernikanischen System muß demnach die Präzession in einer Veränderung der Richtung der Erdachse bestehen, in Folge deren ihre

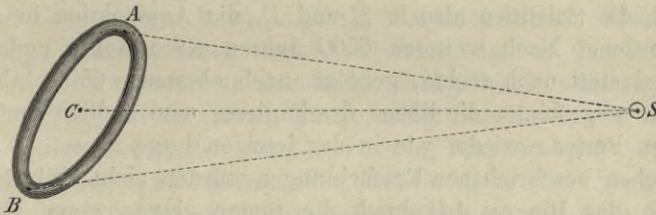


Fig. 26.

Projektion am Himmel, die Pole, einen Kreis von $23\frac{1}{2}^\circ$ Halbmesser in etwa 26 000 Jahren zu beschreiben scheinen. Newton erklärte nun diese Erscheinung als eine Wirkung der Attraktion von Sonne und Mond auf das infolge der Zentrifugalkraft entstandene Erdellipsoid. Die Wirkung ist im wesentlichen dieselbe, als wenn die kugelförmige Erde längs des Äquators von einem massigen Ringe umgeben wäre. In Fig. 26 stelle *AB* diesen um die Sonne *S* laufenden Ring dar (von der innerhalb gelegenen Kugel der Erde sehen wir ab). Die aus der Bewegung der Erde um die Sonne entspringende Zentrifugalkraft wird dann der durchschnittlichen Anziehung der Sonne auf die Erde die Wage halten; am Punkte *A* aber, der näher an der Sonne ist, wird die Attraktion größer und die

Zentrifugalkraft kleiner sein als bei C , so daß ein Kraftüberschuß den Punkt A nach der Sonne treiben wird. Umgekehrt ist bei B die Attraktion geringer als die durchschnittliche, und B wird daher von der Sonne weg streben. Die Gesamtwirkung dieser Kraftunterschiede auf den gegen die Sonne geneigten Ring würde ihn um C zu drehen suchen, bis seine Ebene AB (also der Äquator) in die Richtung nach der Sonne CS fiel; und die im Ringe feste sphärische Erde würde langsam mitgedreht werden, die Richtung der Erdachse gegen die Sonne also sich gleichfalls stetig ändern. Dieser Erfolg wird nun aber durch die Rotation der Erde um ihre Achse verhindert, welche hier wie bei einem drehenden Kreisel oder Fesselschen Rotationsapparat wirkt, indem sie die Lage der Achse zu erhalten strebt (eine Folge des Trägheitsgesetzes). Anstatt einer Neigung der Achse gegen die Sonne entsteht so eine sehr langsame drehende Bewegung, welche sich uns am Himmel eben als Präzession darstellt. Die Natur dieser Bewegung kann auch aus Fig. 19 (S. 55) ersehen werden. Der Nordpol N ist hier nach rechts geneigt, so daß den Positionen A und C die Solstitien, B und D die Äquinoktien entsprechen. Die Wirkung der Attraktion von Sonne und Mond auf die sphäroidische Erde (oder genauer auf die wulst- oder ringförmige äquatoriale Erhebung) ist die, daß nach 6500 Jahren der Nordpol oder die Achse dem Beschauer der Figur unter dem gleichen Winkel von etwa $23\frac{1}{2}^\circ$ zugekehrt sein wird, die Solstitien also in B und D , die Äquinoktien in A und C liegen werden. Nach weiteren 6500 Jahren wäre Achse und Nordpol nach links, statt nach rechts, geneigt, nach abermals 6500 Jahren vom Beobachter weg (hinter die Ebene des Papiers) und endlich am Schlusse der vierten Periode wieder wie in der jetzigen Lage.

Die eben beschriebenen Erscheinungen würden nicht eintreten, wenn die Ebene des Ringes AB durch die Sonne ginge, wenn also keine Neigung des Erdäquators gegen die Erdbahn existierte, weil dann die Kräfte, welche A zur Sonne hin und B von ihr wegziehen, direkt gegeneinander wirken und sich so, bezüglich der Drehung, aufheben würden. Zeitweise findet dies nun wirklich statt, und zwar in den Äquinoktialpunkten, wenn die Sonne also den Äquator passiert. Die Präzessionsbewegung ist daher nicht gleichförmig, sondern veränderlich: beträchtlich größer als der mittlere Wert im Juni und Dezember, wo die Deklination der Sonne am größten ist, und geringer im März und September, wo die Sonne in der Ebene des Äquators steht. Überdies ist im Dezember die Erde der Sonne näher als im Juni und die Attraktion also dann größer; wir erhalten aus diesem Grunde noch eine andere Ungleichheit.

Die Präzession wird nicht allein durch die Sonne hervorgerufen, vielmehr ist die Wirkung des Mondes noch bedeutender, da seine

geringere Masse durch größere Nähe mehr als ausgeglichen wird. Die Kraft nämlich, die in Verbindung mit der Erdrotation die Präzession hervorbringt, ist proportional der Differenz der beiden Anziehungen auf A und B (Fig. 26), und diese Differenz ist bei der Attraktion des Mondes infolge der geringeren Entfernung größer. Durch das gemeinsame Einwirken von Sonne und Mond verwickeln sich die Erscheinungen der Präzession erheblich. Dieselben Ursachen, welche die Wirkung der Sonne veränderlich machen, verändern auch die des Mondes, und wir haben überdies bei letzterem noch zu berücksichtigen, daß infolge der Bewegung der Mondknoten die Neigung der Mondbahn gegen den Erdäquator einer Schwankung unterworfen ist, deren Periode 18.7 Jahre beträgt, und die eine Ungleichheit von gleicher Periode in der Präzession bedingt. Diese verschiedenen periodischen Ungleichheiten in der Präzession faßt man unter dem Namen »*Nutation* oder Schwankung der Erdachse« zusammen. Sie sind jetzt alle genau berechnet und in den astronomischen Tafeln niedergelegt.

5. Ebbe und Flut.

Seefahrenden Nationen des Altertums schon war es bekannt, daß eine eigentümliche Beziehung zwischen den Erscheinungen der Ebbe und Flut und der täglichen Bewegung des Mondes besteht. Cäsars Schilderung seiner Fahrten durch den Kanal lehrt, daß er das Gesetzmäßige des Phänomens kannte. In der Beschreibung der Mondbewegung wurde gezeigt (S. 18), daß der Mond infolge seiner Bahnbewegung um die Erde jeden Tag durchschnittlich etwa drei viertel Stunden später aufgeht, den Meridian passiert und untergeht. Die »*Gezeiten*« (*tides* der Engländer) treten zweimal täglich ein, aber jeden Tag um etwa den Betrag der Mondverzögerung später. Hiernach treffen die Gezeiten für einen gegebenen Erdort jedesmal wieder ein, wenn der Mond nahe an demselben Punkte seines scheinbaren täglichen Laufes ist.

Die Ursache dieser Erscheinung und ihre Beziehung zum Monde war dunkel, bis die Gravitationstheorie lehrte, daß sie von der Anziehung des Mondes auf die Gewässer des Ozeans herrühre. Der Grund, warum Ebbe und Flut eintreten, und zwar zweimal am Tage, wird bei Betrachtung der Bahnbewegung des Mondes um die Erde ersichtlich. In Fig. 27 sei M der Mond, E der Mittelpunkt der Erde. Die dem Monde zugewandte Seite der Erdoberfläche wird nun von ihm stärker angezogen als der Mittelpunkt, die dort gelegenen flüssigen Teile werden also nach C hingezogen. Der Mittelpunkt E wiederum wird stärker angezogen als die vom Monde abgekehrte Seite; flüssige Teile werden sich also hier

nach D erheben. Zu gleicher Zeit findet demnach an einem Erdort und dem diametral gegenüberliegenden Flut, an den zwischen beiden liegenden Punkten (A und B) Ebbe statt. Ein Punkt G der Erde rotiert relativ zum Mond in etwa $24\frac{3}{4}^h$ um den Mittelpunkt E ; es treten also für ihn in dieser Zeit die durch $CBDA$ angedeuteten Phasen ein, zweimal Flut

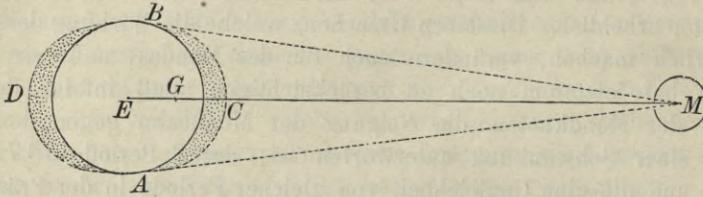


Fig. 27. Anziehung des Mondes auf die flüssige Erde.

und zweimal Ebbe. Da der Mond sich nicht sehr weit vom Äquator entfernt, werden auch Flut und Ebbe in den Äquatorialgegenden der Erde im allgemeinen am stärksten sein und sich gegen die Pole hin allmählich verlieren, sofern nicht die lokalen Einflüsse durch die Gestaltung der Kontinente und Inseln Abweichungen vom regelmäßigen Verlaufe erzeugen.

Gehorchte das Wasser sofort der Anziehungskraft des Mondes, so würde stets Flut sein, wenn der Mond den Meridian (in der oberen oder unteren Kulmination) passiert, und stets Ebbe, wenn er auf- oder untergeht. Aber wegen der Trägheit muß eine gewisse Zeit vergehen, bis die immerhin sehr geringe Kraft das Wasser in Bewegung zu setzen vermag, und einmal in Bewegung, bleibt es auch noch einige Zeit darin, nachdem die Kraft aufgehört und entgegengesetzt zu wirken begonnen hat. Wäre die Bewegung des Wassers durch nichts behindert, so würde demnach Hochwasser einige Stunden nach dem Meridiandurchgange des Mondes stattfinden. Indessen stören die Kontinente und die Inseln die freie Bewegung des Wassers, und zwar beeinflussen sie die Flutwelle in solchem Maße, daß dieselbe in manchen Fällen viele Stunden, ja selbst einen ganzen Tag später eintritt. Mitunter treffen zwei Wellen gleicher Phase zusammen und bewirken auf diese Art ein ungewöhnlich starkes Hochwasser, oder sie haben eine lange Bai hinaufzugehen und erzeugen das Hochwasser alsdann durch die eintretende Stauung; an einzelnen Orten (z. B. in der Fundybai an der Ostküste der Vereinigten Staaten) treffen beide Ursachen zusammen und lassen so das Hochwasser bis zu 20 m und darüber anwachsen.

Die Sonne bringt eine Flut aus gleichem Grunde wie der Mond hervor; wegen der weit größeren Entfernung der Sonne ist die Kraft

indessen geringer, nämlich nur vier Zehntel von der des Mondes. Zur Zeit des Neu- und des Vollmondes vereinigen beide Körper ihre Kräfte, da sie alsdann in bezug auf die Erde dieselbe Richtung einnehmen, und Ebbe und Flut sind zu diesen Zeiten beträchtlicher als im Durchschnitt; wir haben dann die sogenannten Springfluten. Ist andererseits der Mond im ersten oder im letzten Viertel, so üben beide Kräfte entgegengesetzte Wirkung aus; Ebbe und Flut sind also kleiner, als im Durchschnitt (Nippfluten).

6. Ungleichheiten der Bewegung. Störungen.

Die Abweichungen von den Keplerschen Gesetzen, welche der Lauf eines Körpers unseres Sonnensystems, eines Planeten, Kometen oder Mondes, speziell unseres Mondes, infolge der gleichzeitigen Anziehung der übrigen Körper zeigt, begreift man im allgemeinen unter dem Namen der *Störungen*; und das schwierigste Problem und die wichtigste aus der Theorie der Gravitation erwachsende Frage ist die, ob alle diese Störungen, diese Ungleichheiten in der Bewegung der Planeten, Kometen und Monde, aus ihrer gegenseitigen Anziehung berechnet werden können. Vollständig läßt sich diese Frage nur beantworten durch faktische Ausführung der Rechnung und durch die Prüfung, ob die daraus resultierende Bewegung vollkommen mit der beobachteten übereinstimmt. Indessen ist schon das Problem, die Bewegung eines Planeten um die Sonne unter dem fortwährenden Einfluß der Anziehung eines anderen zu berechnen — das sogenannte *Problem der drei Körper* — von solcher Verwicklung, daß eine vollständige und strenge Lösung bisher nicht gefunden worden ist. In seiner allgemeinsten Form läßt sich das Störungsproblem so aussprechen: Eine beliebige Zahl von Körpern mit bekannter Masse (Planeten) sind im Raume zerstreut, und ihre Örter, Geschwindigkeiten und Bewegungsrichtungen sind für einen bestimmten Moment gegeben. Sie seien dann ihrer gegenseitigen Anziehung nach dem Gravitationsgesetz überlassen. Es wird verlangt, allgemeine Formeln zu finden, durch welche ihre Örter zu jeder beliebigen Zeit bestimmt werden können. In dieser allgemeinen Form ist nicht einmal eine Näherung zu einer vollständigen Lösung gefunden worden. Aber der Umstand, daß die Bahnen, welche die Planeten um die Sonne, die Satelliten um ihre Hauptkörper beschreiben, nahe kreisförmig sind, ermöglicht es, den Ort so genau, als wir wollen, zu berechnen.

Die Schwierigkeit des Problems ist eine Folge davon, daß die auf die Planeten wirkenden Kräfte von deren Bewegungen abhängen, und daß diese wiederum durch die Kräfte bestimmt werden, welche auf die

Körper wirken. Zögen sich die Planeten überhaupt nicht gegenseitig an, so könnte das Problem vollständig gelöst werden, weil sie dann sämtlich, in genauer Übereinstimmung mit Keplers Gesetzen, sich in Ellipsen bewegen würden. Setzte man aber elliptische Bewegung voraus, so könnten die Örter der Planeten jederzeit durch einfache Formeln ausgedrückt werden und auf gleiche Weise die gegenseitigen Anziehungen. Aber gerade wegen dieser Anziehungen bewegen sie sich nicht in Ellipsen, und die so gefundenen Formeln werden daher nicht korrekt sein. Man kann die Bewegung eines Planeten eigentlich nicht eher berechnen, als bis man die Anziehungen aller anderen Planeten auf ihn kennt, und man kann umgekehrt diese nicht bestimmen, ohne zuvor die Position des Planeten zu kennen, das heißt also eigentlich, ohne das Problem schon gelöst zu haben.

Die Frage, wie diese Schwierigkeiten zu überwinden seien, hat in höherem oder geringerem Grade fast alle großen Mathematiker seit Newtons Zeit beschäftigt; und obschon vollständiger Erfolg ihre Anstrengungen nicht belohnt hat, so zeigt doch die große Genauigkeit, mit welcher sich die berechneten Bahnen von Sonne, Mond und Planeten den wahren Bahnen anschließen, und die Sicherheit, mit der die Gesetze der Änderungen dieser Bahnen für vergangene und kommende Jahrhunderte festgelegt sind, daß ihre Arbeit nicht vergeblich gewesen ist. Newton konnte das Problem nur auf geometrischem Wege angreifen; er zeigte, wie die Kräfte in einzelnen Teilen der Bahnen zweier Planeten wirkten, von denen einer durch den andern gestört wurde. Er vermochte so darzulegen, wie die Anziehung der Sonne auf den Mond die Bahn des letzteren um die Erde ändert und die Wanderung der Mondknoten verursacht, und konnte genähert schon eine oder zwei Ungleichheiten in der Bahnbewegung des Mondes berechnen.

Als die Mathematiker des Festlandes von der Richtigkeit der Newtonschen Theorie vollkommen überzeugt waren, ergriffen sie das Problem der planetarischen Bewegung mit einer Energie und Einsicht, die bald von schönstem Erfolge gekrönt wurde. Sie erkannten das durchaus Ungenügende der geometrischen Methode Newtons und die Notwendigkeit, die Kräfte, welche die Planeten bewegen, auf analytischem Wege auszudrücken, und waren durch Anwendung dieser analytischen Methode im Stande, Newtons und seiner Landsleute Arbeiten weit zu überholen. Die zweite Hälfte des 18. Jahrhunderts wurde auf diese Weise das goldene Zeitalter der theoretischen Astronomie. Vor allen glänzen hier die Namen eines Clairaut, d'Alembert, Euler, Lagrange und Laplace. Die großen Werke, welche dieses Jahrhundert beschloss, Laplaces »Mécanique céleste« und Lagranges »Mécanique analytique« enthalten

alles, was damals über diesen verwickelten Gegenstand bekannt war, und bildeten die Basis beinahe von allem, was seitdem vollendet worden ist. Wir wollen kurz einige Resultate aus den Werken von Laplace, Lagrange und ihrer Nachfolger anführen.

Vielleicht das überraschendste dieser Ergebnisse ist das Phänomen der langsamen Änderungen oder sogenannten säkularen Störungen der Planetenbahnen. Kopernikus und Kepler hatten aus der Vergleichung der Planetenbahnen nach den Beobachtungen ihrer Zeit mit denen des Ptolemäus gefunden, daß Form und Lage dieser Bahnen langsamen Änderungen unterworfen seien. Die unmittelbaren Nachfolger Newtons vermochten diese Änderungen auf die gegenseitige Einwirkung der Planeten zurückzuführen, und so erhob sich nun die wichtige Frage, ob sie für alle Zeit fortauern werden. Denn geschähe das, so würde eine gänzliche Umgestaltung oder Verwirrung des Sonnensystems und damit die Vernichtung alles Lebens auf unserer Erde die unausbleibliche Folge sein. Die Bahn der Erde sowohl als die der anderen Planeten würde eine so exzentrische werden, daß bei der großen Annäherung an die Sonne zu einer Zeit und der außerordentlichen Entfernung zu einer anderen die Temperaturunterschiede unerträglich werden würden. Lagrange bewies nun, daß diese Änderungen die Folge eines Systems regelmäßiger und periodischer Schwankungen seien, welches sich über das ganze Planetensystem ausdehne, und daß die Perioden der Schwankungen von so außerordentlich langer Dauer seien, daß selbst während der Jahrtausende, in denen Menschen die Planeten beobachtet haben, nur eine progressive Bewegung merkbar sein könne. Die Zahl dieser kombinierten Oszillationen ist gleich der Zahl der Planeten, und ihre Perioden laufen von 50000 bis zu 2000000 Jahren — »große Uhren der Unendlichkeit, die Zeitalter schlagen, wie die unsrigen Sekunden«. Infolge dieser Schwankungen bewegen sich die Perihelien die ganze Bahn entlang, und die Exzentrizitäten ändern sich, jedoch niemals so sehr, daß die Stabilität des Systems gestört würde. Vor etwa 18000 Jahren war z. B. die Exzentrizität der Erdbahn 0.019; seitdem hat sie sich fortwährend verringert und wird es noch 25000 Jahre lang tun, so daß schließlich die Bahn kreisförmiger sein wird, als augenblicklich irgend eine andere Bahn unseres Planetensystems.

Mit der Bewegung des Mondes, welche bei der Nähe unseres Trabanten störende Einflüsse noch wahrnehmen läßt, die sich bei anderen, entfernteren Körpern der Beobachtung entziehen, haben sich seit der Entwicklung der Analyse die bedeutendsten Mathematiker mit Vorliebe beschäftigt, und manche der mit ihr verbundenen Fragen sind auch heutigen Tages noch nicht vollständig gelöst. Die wichtigste betrifft die

Luftklemmung
Luft
Akzeleration der Bewegung. Halley hatte zu Anfang des 18. Jahrhunderts aus der Vergleichung alter Finsternisse mit neueren Beobachtungen eine säkulare Beschleunigung der Mondbewegung gefunden. Für Lagrange und Laplace, die dies vollauf bestätigten, war diese Tatsache sehr überraschend, da sie streng bewiesen zu haben glaubten, daß die gegenseitigen Anziehungen der Planeten oder Satelliten niemals deren mittlere Bahnbewegungen dauernd beschleunigen oder verzögern könnten; es schien also die Mondbewegung noch von einer anderen Kraft als der Gravitation beeinflußt zu sein. Nach mehrfachen vergeblichen Versuchen fand Laplace, daß infolge der säkularen Verringerung der Exzentrizität der Erdbahn die Wirkung der Sonne auf den Mond in der Tat eine fortschreitend veränderliche ist und eine Beschleunigung seiner Bewegung von 10'' im Jahrhundert hervorbringt, und zwar mußte die Wirkung dem Quadrate der Zeit proportional sein; wäre also der Mond nach einem Jahrhundert um 10'' voraus, so würde er nach zwei Jahrhunderten 40'', nach drei Jahrhunderten 90'' usw. dem berechneten Orte vorausgeeilt sein.

Dieses Resultat stimmte mit der beobachteten Akzeleration, d. h. der aus der Vergleichung alter Finsternisse mit modernen Beobachtungen gefundenen, so gut überein, daß bis in die Mitte des 19. Jahrhunderts niemand an seiner Richtigkeit zweifelte. Da ermittelte Adams, der die Laplaceschen Rechnungen aufgenommen und weiter durchgeführt hatte, daß die fragliche Wirkung nicht 10, sondern nur 6 Sekunden beträgt. Gleichzeitig schien aber eine genauere Prüfung alter und neuer Beobachtungen zu zeigen, daß aus ihnen umgekehrt eine größere Akzeleration, nämlich 12 Sekunden statt 10, folge, also das Doppelte von der nach der Gravitationstheorie durch Adams berechneten.

Das von Adams gefundene Resultat veranlaßte die lebhaftesten Diskussionen. Während Hansen, Plana und Pontécoulant dasselbe bestritten, und ersterer durch eine wesentlich von der Adamsschen verschiedene Methode sogar einen noch größeren Wert als Laplace fand, nämlich 12'', stimmte andererseits Delaunay, der das Problem gleichfalls auf anderem Wege behandelte, mit Adams im Endresultat überein. Die zu Grunde liegenden, aus der Beobachtung gegebenen Daten waren bei beiden Parteien dieselben, und es konnte daher nur durch Rechnung die Wahrheit gefunden werden. Je eingehender nun die Frage untersucht wurde, desto mehr neigte sich die Wage auf Adams Seite. Er selbst zeigte, daß die Methoden von Pontécoulant und Plana mißlich seien; Cayley berechnete die Akzeleration auf einem neuen Wege, und Delaunay untersuchte die Sache gleichfalls von neuem, und beide fanden wieder dasselbe wie Adams. Doch kann die Frage immer noch nicht als völlig entschieden betrachtet werden.

Halten wir uns an das Adams'sche Ergebnis, so bestand eine Differenz zwischen der berechneten und der beobachteten Akzeleration, deren Ursache ergründet werden mußte. Eine mögliche Ursache bot sich in der Flutwelle des Ozeans, deren Reibung die Umdrehungsgeschwindigkeit der Erde um ihre Achse fortwährend zu verringern streben muß. Die Folge davon muß eine allmähliche, sehr langsame Zunahme der Länge eines Tages oder unserer Zeiteinheit sein, und die Zählung der Zeit wird sich daher stetig verzögern. Der Mond würde scheinbar schneller gehen, während in Wirklichkeit die Erde langsamer rotierte. Der Betrag dieser Verzögerung, der notwendig wäre, um den Überschuß der beobachteten Akzeleration über die berechnete zu erklären, ist etwa 10^s im Jahrhundert; das heißt, wir müßten annehmen, daß die Zählung unserer Zeit nach 100 Jahren um 10^s hinter derjenigen zurückbleibt, die wir mit der jetzt gültigen Rotationsdauer gleichmäßig fortzählend erhielten. Diese Veränderung ist indessen so geringfügig, daß wir sie auch heute noch nicht mit voller Sicherheit aus der Beobachtung nachweisen können. So lange es aber noch nicht definitiv entschieden ist, ob die zur Berechnung der Störungen benutzten Ausdrücke wirklich vollständig sind, sind alle anderen Überlegungen über die Ursache der Akzeleration verfrüht.

Die säkulare Akzeleration ist nicht die einzige Veränderung oder Störung, welche die mittlere Bewegung des Mondes erleidet, und die die Mathematiker der neueren Zeit beschäftigt hat. Schon Laplace hatte Ende des vorigen Jahrhunderts gefunden, daß der Mond für eine Reihe von Jahren hinter dem berechneten Orte zurückgeblieben war, was anzuzeigen schien, daß eine Störung von langer Periode existiere, welche übersehen worden war. Hansen fand nun 1846 zwei bisher übersehene Ungleichheiten langer Periode, deren eine von der Attraktion der Venus herrührte, und welche die beobachteten Abweichungen vollständig erklärten. Delaunay, der diese Glieder aufs neue berechnete, glaubte indessen zeigen zu können, daß das eine viel zu klein sei, um sich aus Beobachtungen herleiten zu lassen. Es muß einer späteren Zeit überlassen bleiben, nachzuweisen, ob die noch vorhandenen kleinen und langsamen Veränderungen in der Bewegung unseres Satelliten sich vollständig aus der Anziehung der Körper unseres Sonnensystems erklären lassen, oder ob seine Bewegung noch durch andere Kräfte als die Gravitation beeinflusst wird, oder auch, ob diese Änderungen nur scheinbare sind und in der Tat von einer kleinen Veränderlichkeit der Erdrotation, also der Tageslänge, herrühren. Im letzteren Falle würde die Erdrotation noch von einer anderen Ursache als der Flutwelle beeinflusst und würde, statt allmählich abzunehmen, von Zeit zu Zeit sich in unregelmäßiger Weise ändern müssen.

Laplace
Fortsetzung.

2) Eine andere, noch nicht vollständig durch die Gravitationstheorie erklärte Veränderung treffen wir in der Bewegung des Merkur. Leverrier hat gezeigt, daß die Perihelbewegung dieses Planeten etwa $40''$ im Jahrhundert größer ist, als sie nach der Anziehung aller in Betracht kommenden Körper sein sollte. Er schreibt dies der Wirkung einer Gruppe sehr kleiner Planeten zwischen Merkur und der Sonne zu, deren Bahnebene mit der des Merkur nahe zusammenfalle. Wenn dies nun auch nicht geradezu unmöglich ist, so wird es doch sehr unwahrscheinlich, da weder die äußerst zahlreichen Beobachtungen der Sonnenscheibe, noch die bei totalen Sonnenfinsternissen notierten Wahrnehmungen das Vorhandensein solcher Körper zu erkennen gegeben haben. Auch an anderen Versuchen, die Bewegung des Merkursperihels zu erklären, hat es nicht gefehlt; aber keine der vielen Hypothesen, die man zu diesem Zwecke aufgestellt hat, ist bisher allgemein als richtig anerkannt worden.

Mit Ausnahme der genannten Fälle, zu denen noch unbedeutende Störungen der Bewegung des Marsperihels und des Knotens der Venus treten, sowie auch gewisse, später näher zu besprechende Störungen des Enckeschen Kometen, stimmen alle Bewegungen im Sonnensystem mit den Resultaten der Gravitationstheorie überein. Die kleinen Unvollkommenheiten, welche in den astronomischen Tafeln noch bestehen, scheinen hauptsächlich aus Fehlern in den Daten hervorzugehen, von denen der Mathematiker bei der Berechnung der Bewegung eines jeden Planeten ausgehen muß. Weder die Umlaufzeit eines Planeten, noch die Exzentrizität seiner Bahn, Lage des Perihels, oder Ort in der Bahn zu einer gegebenen Zeit kann aus der Gravitationstheorie berechnet, sondern muß aus den Beobachtungen abgeleitet werden. Wären die Beobachtungen absolut genau, so könnten Resultate von jedem gewünschten Genauigkeitsgrade aus ihnen erhalten werden; aber die Unvollkommenheiten aller Instrumente und des menschlichen Auges selbst verhindern, daß die Beobachtungen den Grad der Genauigkeit erreichen, den der Theoretiker verlangt, und sie machen fortdauernd Betrachtungen über die »Beobachtungsfehler« wie über die »Tafelfehler« notwendig.

7. Bahnbestimmung.

Wir haben bisher in geschichtlicher Folge die Entwicklung unserer Vorstellungen von der Erde, ihrer Beziehung zur Sonne und zu den anderen Planeten dargestellt; wir haben die scheinbaren und die wirklichen Bewegungen im Sonnensystem und die Kraft kennen gelernt, welche diese Bewegungen in bestimmte gesetzmäßige Formen zwingt, und es wird nun manchem wünschenswert erscheinen, einen Blick in die Werk-

statt des rechnenden Astronomen zu werfen, zu sehen, wie er dazu gelangt, die Bahnen aller dieser Körper mit einer Sicherheit zu bestimmen, die von jeher die große Mehrzahl der Menschen in Staunen versetzt hat. Aus dem Newtonschen Gesetze der allgemeinen Anziehung ergibt sich auf dem Wege der analytischen Mechanik der Komplex der Keplerschen Gesetze als besonderer Fall. Denn die elliptische Bewegung der Planeten ist in der allgemeinen Kegelschnittsbewegung, die außer der Ellipse noch die Parabel und die Hyperbel umfaßt, mit enthalten; und ist auch die Ellipse der uns vorzugsweise beschäftigende Fall, da in ihr sämtliche Planeten und Satelliten, sowie ein Teil der Kometen sich bewegen, so kommen bei einer großen Zahl der Kometen doch auch Parabeln und bei einigen Kometen sowie bei den Meteoriten selbst Hyperbeln vor. Eine ausführliche Darlegung der Methoden, durch welche der Astronom zur Bestimmung einer dieser drei Bahnen gelangt, ist ohne Hilfe der Mathematik nicht möglich, und es kann daher hier nur in kurzem Umrisse der Weg angedeutet werden.

Wird durch einen geraden Kreiskegel eine Ebene so gelegt, daß sie den Kegelmantel überall schneidet, so entsteht eine Ellipse (EE Fig. 28). Die Größe der Ellipse ändert sich mit der Neigung der Schnittebene gegen die Kegelachse. Sie ist für eine gegebene Entfernung von der Spitze des Kegels am kleinsten, und die Ellipse wird zum Kreise (KK), wenn die Ebene senkrecht auf der Achse steht; sie wächst, wenn der Neigungswinkel abnimmt. Läßt man nun die Neigung immer geringer werden, so wird die Schnittebene schließlich einer Seite des Kegels parallel. In diesem Falle haben wir eine Parabel (PP). Wird die Neigung noch geringer, so entsteht eine Hyperbel (HH), welche, wie man aus der Figur ersieht, aus zwei getrennten Zweigen besteht. In dem in der Figur dargestellten speziellen Fall, wo die Schnittebene der Kegelachse parallel ist, hat man die gleichseitige Hyperbel. Die Ellipse ist eine geschlossene Figur und der Kreis ein spezieller Fall von ihr; Parabel und Hyperbel dagegen sind nicht geschlossene Kurven, sondern haben Arme, die sich in die Unendlichkeit erstrecken (Fig. 29).

Form und Dimensionen jeder dieser Kegelschnittsfiguren werden

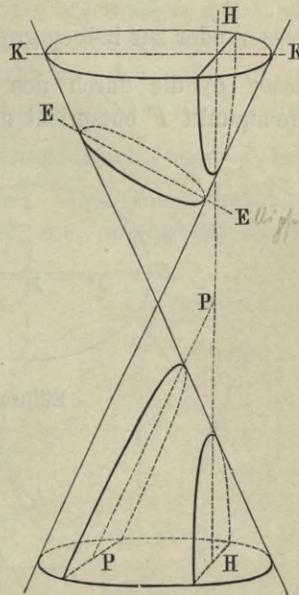
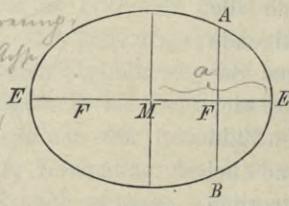


Fig. 28.

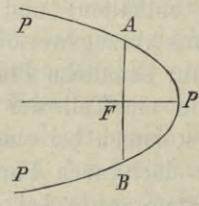
durch gewisse Konstanten bedingt: durch Exzentrizität und Parameter bei der Ellipse und Hyperbel, durch den Parameter allein bei der Parabel.

Die *Exzentrizität* der Ellipse (e) ist das Verhältnis des Abstandes eines Brennpunktes (F) vom Mittelpunkte (M) zum halben größten Durchmesser oder zur halben großen Achse ($a = ME$, also $e = \frac{FM}{a}$), der *Parameter* (p) die durch den Brennpunkt gehende Senkrechte AB . Der Brennpunkt F entspricht dem Durchschnittspunkte der Kegelachse. Im

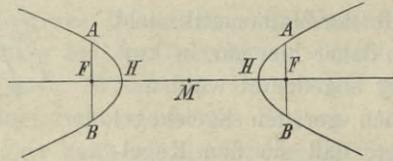
Exzentrizität: Verhältnis d. Brennp. u. Mittelp. : falls größt. Achse
Parameter: Breite d. Ellipse
Senkrechte d. Brennpunktes
Senkrechte d. Brennpunktes d. Kegelachse



Ellipse.



Parabel.



Hyperbel.

Fig. 29.

Kreise fallen Brennpunkt und Mittelpunkt zusammen, und die Exzentrizität verschwindet, der Parameter wird gleich dem Durchmesser des Kreises. In der Parabel, deren Achse unendlich groß ist, und deren Mittelpunkt daher gleichsam auch in unendlicher Entfernung vom Brennpunkte liegt, ist die Exzentrizität gleich eins; in der Hyperbel ist sie größer als eins. Ellipse und Hyperbel haben zwei Brennpunkte, die Parabel hat einen. Die Ellipse hat die Eigenschaft, daß die Summe der zu jedem Punkte gehörigen beiden Radii Vectors gleich der großen Achse ist: dies gibt für sie ein bequemes Konstruktionsmittel.

Es sei nun (Fig. 30) K der Ort eines Planeten zur Zeit T in seiner elliptischen Bahn um die Sonne, die im Brennpunkte F steht, also P das Perihel, A das Aphel; P und A sind die Endpunkte der großen Achse

oder der *Apsidenlinie*. Der Winkel v bei F , also der Winkelabstand des Planeten K vom Perihel P von der Sonne aus, heißt die *wahre Anomalie*, und diesen Winkel v möge der Planet von P aus in t Tagen zurückgelegt haben. Denken wir uns um C mit der halben großen Achse der Ellipse (a) als Halbmesser einen Kreis beschrieben und einen fingierten Planeten K' sich auf diesem gleichmäßig bewegend, mit gleicher Umlaufdauer (U) und zu gleicher Zeit (T_0) wie der wahre Planet vom Perihel P ausgehend. Da der Kreisumfang von 360° in U Tagen zurückgelegt wird, so wird $\frac{360}{U} = \mu$ die durchschnittliche oder *mittlere* tägliche *Bewegung* in Graden usw. ausdrücken. In t Tagen hat also der fingierte Planet K' den Bogen $t\mu = M$, die *mittlere Anomalie*, zurückgelegt. Wie wir früher (S. 60) sahen, bewegt sich der Planet K schneller in der Nähe des Perihels als in der Nähe des Aphels, weil nach dem zweiten Keplerschen Gesetz in gleichen Zeiten immer gleiche Flächen beschrieben werden. K wird demnach anfangs K' vorausziehen, allmählich wird aber die Bewegung langsamer, und im Aphel wird K von K' eingeholt; dann geht K' voraus, bis es im Perihel wieder von K erreicht wird. Der Unterschied der wahren und der mittleren Anomalie ($v - M$) ist also im Perihel und Aphel Null, positiv in der ersten und negativ in der zweiten Hälfte der Bahn.

*Wahre Anomalie
K' F P.
Mittl. Anom.
K' F P.
Mittl. Anom.
K' & P.*

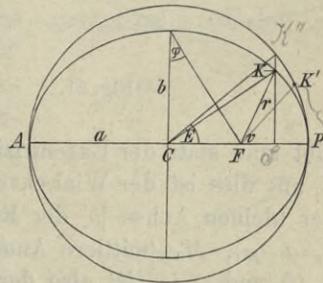


Fig. 30.

Ist die Exzentrizität e sowie M gegeben, so berechnet sich ein Hilfswinkel, die *exzentrische Anomalie**) E , durch die *Keplersche Gleichung* $E = M + e \sin E$ auf indirektem Wege; kennt man dann weiter die halbe große Achse a , so finden sich wahre Anomalie (v) und Radiusvektor (r) des Planeten aus den Gleichungen

$$\operatorname{tg} \frac{1}{2} v = \operatorname{tg} \frac{1}{2} E \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \quad \text{und} \quad r = a (1 - e \cos E).$$

Nun hängen aber durch das dritte Keplersche Gesetz die halbe große Achse (a) und die mittlere Bewegung (μ) durch die Gleichung $\mu = \frac{k}{a^{\frac{3}{2}}}$

*) Fällt man vom Planetenort K (Fig. 30) auf die große Achse ein Perpendikel und verlängert dies rückwärts bis zum Durchschnitt mit der Kreisbahn, so ist die exzentrische Anomalie gleich dem Winkel, den die Gerade von diesem Durchschnittspunkt nach dem Mittelpunkte C mit der großen Achse bildet.

zusammen, wobei k eine Konstante und, wie stets im Sonnensystem, die halbe große Achse der Erdbahn als Einheit genommen ist; man braucht also nur eine dieser beiden Größen zu kennen, um sofort die andere zu haben. Sind somit Exzentrizität, halbe große Achse (oder mittlere Bewegung) und der Bahnort K durch die mittlere Anomalie M für eine bestimmte Zeit gegeben, so findet sich daraus sofort der Ort des Planeten in seiner Bahn zu einer beliebigen anderen Zeit. — Um nun den Ort im Raume zu finden, müssen noch die drei Größen bekannt sein, welche die Lage der Planetenbahn im Raume bestimmen: die *Neigung* (i) gegen die Äkliptik ($\varepsilon\varepsilon'$, Fig. 31), die *Länge des aufsteigenden Knotens* (Ω), d. h. also der

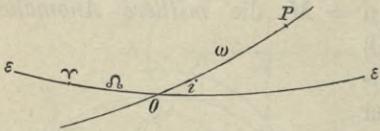


Fig. 31.

Winkelabstand des Durchschnittspunktes O beider Ebenen vom Frühlingsnachtgleichenpunkte (γ), und endlich der Abstand des Perihels vom Knoten (ω). Statt des letzteren wird häufig auch die *Länge des Perihels* ($\pi = \Omega + \omega$) angegeben. Ebenso

gibt man statt der Exzentrizität oft den sogenannten *Exzentrizitätswinkel* φ an; dies ist der Winkel, den der Abstand FC (Fig. 30) am Endpunkte der kleinen Achse (b) der Ellipse bildet. Durch die sechs *Bahnelemente* e , a (μ), M_0 (mittlere Anomalie für die Anfangszeit oder die *Epoche*), i , Ω und ω (π) ist also der Ort eines Planeten, Trabanten oder Kometen in seiner elliptischen Bahn und im Raume jederzeit gegeben. Bei der Parabel kommen nur fünf Elemente vor, da die Exzentrizität $e = 1$ ist; statt der halben großen Achse, die hier unendlich ist, führt man den Abstand des Perihels vom Brennpunkte (q) ein, und statt des Ortes K für eine beliebige Zeit nimmt man gewöhnlich die Zeit des Periheldurchganges (T) an. Aus den bekannten Bahnelementen berechnet man so für eine Folge von Zeiten, z. B. von 10 zu 10 Tagen oder von Tag zu Tag, die *Ephemeride* eines Planeten oder Kometen, welche die Örter des Himmelskörpers, bezogen auf das System des Äquators, oder seine Rektaszension und Deklination angibt (s. II. Teil, II. Kap.).

Es fragt sich jetzt aber, wie die Bahnelemente selbst gefunden werden können. Zur Bestimmung einer Anzahl unbekannter Größen ist eine ebenso große Zahl von unabhängigen Gleichungen erforderlich; haben wir also durch die Beobachtung z. B. drei Rektaszensionen und drei Deklinationen eines Planeten, oder drei vollständige Örter an der Sphäre, erhalten, so reichen diese im allgemeinen hin, um die sechs elliptischen Elemente seiner Bahn zu finden. Das Problem der Bahnbestimmung hat seit Newtons Zeit die Astronomen vielfach beschäftigt; aber erst vor etwa hundert Jahren gelang es, für die numerische Rechnung

brauchbare und bequeme Methoden zu entwickeln. Für die Parabel, in der sich die meisten Kometen bewegen, erreichte dies Olbers; für die Kegelschnitte überhaupt, speziell aber für die Ellipse, Gauß in seiner klassischen »Theoria motus corporum coelestium«. Wir wollen versuchen, den Gang, den Gauß befolgt hat, und der nur in einzelnen und weniger wesentlichen Punkten hauptsächlich durch Encke und Oppolzer verändert und weiter ausgebildet worden ist, in einigen Worten darzustellen. Als eine rein mathematische, aus der Verbindung algebraischer und trigonometrischer Rechnungsoperationen bestehende und durch sie zu lösende Aufgabe ließe sie sich zum wirklichen Verständnis nur durch die Sprache der Mathematik bringen, auf die hier verzichtet werden muß.

Um indessen das Verständnis des folgenden wenigstens etwas zu erleichtern, mag ein Wort über die Hilfsmittel, deren sich der Astronom bedient, um Örter im Raume zu bestimmen, gesagt sein. Legen wir durch den Mittelpunkt der Sonne (\odot Fig. 32)

ein System von drei zueinander rechtwinkligen Ebenen und bezeichnen die sie charakterisierenden Richtungen oder die sogenannten *Koordinatenachsen* durch X, Y, Z , so läßt sich die Lage eines Punktes K im Raume unzweideutig durch drei Gerade oder Koordinaten x, y, z ausdrücken, welche gleich den Abständen des Punktes von diesen Ebenen sind; die Koordinate x ist gleich der Entfernung des Punktes K von der YZ -Ebene, y gleich der Entfernung von der XZ -Ebene

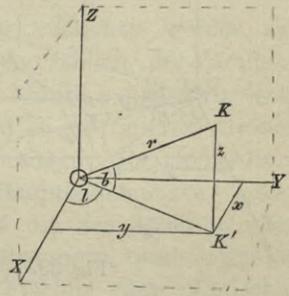


Fig. 32.

und z gleich der Entfernung von der XY -Ebene; oder auch, es ist z , parallel Z , gleich dem Perpendikel KK' von K auf die XY -Ebene, x , parallel X , der Abstand des Fußpunktes K' von der Y -, y endlich, parallel Y , der Abstand desselben von der X -Achse. Diese *rechtwinkligen Koordinaten* lassen sich durch eine zweite Gattung, die sogenannten *Polarkoordinaten*, ersetzen. Ist nämlich der Abstand des Punktes K vom Koordinaten-Anfangspunkt, oder in unserem Falle der Radiusvektor des Planeten $\odot K = r$, der Winkel zwischen r und seiner Projektion ($\odot K'$) auf die XY -Ebene $= b$, der Winkel zwischen dieser Projektion und der X -Achse $= l$, so folgt aus den Elementen der Trigonometrie:

$$x = r \cos b \cos l, \quad y = r \cos b \sin l, \quad z = r \sin b.$$

Nehmen wir als XY -Ebene die Ekliptik und legen die X -Achse durch den Frühlingspunkt, die Y -Achse nach 90° Länge, so sind l und

b die heliozentrischen Ekliptikkoordinaten des Planeten, und zwar dessen *heliozentrische Länge* und *Breite*.

Betrachten wir einen zweiten Punkt E (Fig. 33) und nennen dessen rechtwinklige, gleichfalls auf die Sonne \odot bezogene Koordinaten x', y', z' und die entsprechenden Polarkoordinaten R, L, B , so wird ganz ebenso

$$x' = R \cos B \cos L, \quad y' = R \cos B \sin L, \quad z' = R \sin B.$$

Verschieben wir nun den Koordinaten-Anfangspunkt bei unveränderter Richtung der Achsen von \odot nach E und bezeichnen den Abstand KE mit ϱ , die Winkel KEK'' (wo K'' die Projektion von K auf die der XY -parallele $(X)(Y)$ -Ebene ist) und $K''E(X)$ mit β und λ , die rechtwinkligen auf E bezogenen Koordinaten von K mit ξ, η, ζ , so wird

$$\begin{aligned} \xi &= \varrho \cos \beta \cos \lambda, \\ \eta &= \varrho \cos \beta \sin \lambda, \\ \zeta &= \varrho \sin \beta, \end{aligned}$$

zugleich aber offenbar auch

$$\begin{aligned} x &= x' + \xi, \\ y &= y' + \eta, \\ z &= z' + \zeta. \end{aligned}$$

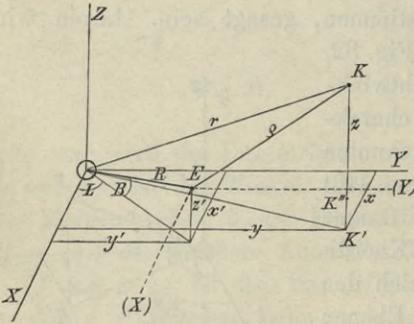


Fig. 33.

Ist nun E die Erde, so sind R, L und B bzw. Radiusvektor, heliozentrische Länge und heliozentrische Breite der Erde, dagegen ϱ, λ und β bzw. der Abstand des Planeten von der Erde und dessen *geozentrische Länge* und *Breite*. Sind demnach die heliozentrischen Koordinaten von Erde und Planet gegeben, so finden sich aus den obigen Gleichungen sofort die geozentrischen Koordinaten des Planeten, und umgekehrt ergeben sich dessen heliozentrische Koordinaten, wenn die geozentrischen Koordinaten des Planeten und die heliozentrischen der Erde bekannt sind. Letztere sind in den astronomischen Ephemeriden mit aller wünschenswerten Genauigkeit enthalten.

Sehen wir von linearen Größen, also Entfernungen im Raume, ganz ab und betrachten nur Richtungen oder die Projektionen von Raumpunkten auf die Sphäre, so erhalten wir statt der Polarkoordinaten die *sphärischen Koordinaten* eines Planeten K oder eines anderen Gestirnes. Nehmen wir als Mittelpunkt der Sphäre (mit dem unbestimmten Halbmesser 1) oder als Anfangspunkt der Koordinaten das Erdzentrum, als XY -Ebene die Ekliptik, als Richtung der X -Achse die nach dem

Frühlingspunkt, so erhalten wir als sphärische Koordinaten die geozentrische *Länge* und *Breite* (λ und β); nehmen wir, bei derselben Richtung der X -Achse, als XY -Ebene den Äquator, drehen also das Koordinatensystem bei unveränderter X -Achse gleichsam um den Winkel, den Äquator und Ekliptik miteinander bilden, d. h. um die Schiefe der Ekliptik, so erhalten wir geozentrische *Rektaszension* (α) und *Deklination* (δ). Sind letztere Größen gegeben, so läßt sich durch Auflösung eines sphärischen Dreiecks mit der bekannten Schiefe der Ekliptik leicht die Länge und Breite finden, und umgekehrt. Legt man den Koordinatenanfang (Mittelpunkt der Sphäre) in die Sonne und denkt sich die Bahnebene eines Himmelskörpers auf die Sphäre projiziert, so ergeben sich Beziehungen zwischen Stücken (Winkeln) der Bahn, denen an der Sphäre Bogen größter Kreise entsprechen, und den heliozentrischen sphärischen Koordinaten.

Der Gang bei einer Planetenbahnbestimmung ist nun kurz der folgende.

Die beobachteten Rektaszensionen und Deklinationen werden zunächst von dem Einflusse der Refraktion und, wenn tunlich, der Parallaxe befreit und durch Anbringung der Aberration, Nutation und Präzession auf ein bestimmtes Äquinoktium reduziert. Die so korrigierten Größen werden dann auf das System der Ekliptik bezogen, also in geozentrische Längen und Breiten verwandelt. Die Hauptbedingungen, denen die Beobachtungen genügen müssen, sind, daß die drei Örter in einer Ebene mit der Sonne liegen, daß sie Kegelschnittpunkte, speziell Punkte einer Ellipse sind, und daß die überstrichenen Flächen oder elliptischen Sektoren sich wie die Zeiten verhalten. Erstere Bedingung läßt sich durch drei lineare Gleichungen ausdrücken, welche neben den auf die Sonne als Anfangspunkt bezogenen Koordinaten die Verhältnisse der Dreiecksflächen als Unbekannte enthalten, welche durch je zwei der drei Radienvektoren und die entsprechenden Chorden gebildet werden. Die Bedingung der Ellipse führt ferner auf drei Gleichungen, welche die Elemente der Ellipse: den halben Parameter, die Exzentrizität und den (sphärischen) Abstand des Perihels vom Knoten von den drei Radienvektoren und den durch sie mit der Knotenlinie gebildeten Winkeln abhängig machen. Mit Hilfe des sogenannten Taylorschen Lehrsatzes und unter Benutzung der Bedingung, daß die überstrichenen Flächen den Zwischenzeiten proportional sind, lassen sich nun die Verhältnisse der Dreiecksflächen durch Reihen ausdrücken, deren erste Glieder gleich den Verhältnissen der bekannten Zwischenzeiten sind, und deren höhere außer den Zwischenzeiten auch den mittleren Radiusvektor und dessen Veränderung in einem kleinen Zeitteil enthalten. Diese beiden Größen

lassen sich zunächst nicht angeben, man kann also die beiden Gleichungen für die Verhältnisse der Dreiecksflächen nur auf dem Wege allmählicher Annäherung auflösen.

Zuerst erfolgt eine erste näherungsweise Bestimmung des Radiusvektors unter der Annahme, daß sich die Dreiecksflächen wie die Zwischenzeiten verhalten, und durch Auflösung einer Gleichung 4. Grades, welche zugleich zur mittleren sogenannten *kurtierten Distanz*, d. h. zu dem auf die Ekliptik projizierten Abstand des mittleren Planetenortes vom mittleren Erdorte führt. Da die beiden anderen kurtierten Distanzen aus der mittleren und den näherungsweise bekannten Dreiecksflächen-Verhältnissen und aus ihnen die beiden anderen Radienvektoren unschwer berechnet werden können, sich zugleich aber die heliozentrischen Koordinaten der Länge und Breite ergeben und zwischen diesen und der Knotenlänge und der Neigung einfache Relationen bestehen, so kann man letztere Elemente und aus ihnen die Winkel zwischen den drei Radienvektoren und der Knotenlinie oder die sogenannten *Argumente der Breite* berechnen.

Diese Winkel, sowie die drei Radienvektoren selbst geben dann die Mittel, genauere Werte für die Dreiecksflächen-Verhältnisse zu finden, für welche man in der ersten Annäherung einfach die Verhältnisse der unmittelbar gegebenen Zwischenzeiten genommen hatte. Mit diesen strengeren Werten wiederholt man nun die Rechnung und ermittelt neue Werte für die Radienvektoren und Winkel, die eine abermalige Verbesserung der Dreiecksflächen-Verhältnisse herbeiführen; mit ihnen wird die Rechnung zum drittenmale durchgeführt, bis schließlich die zuletzt ermittelten Radienvektoren und Winkel mit denen übereinstimmen, welche der letzten Rechnung zugrunde gelegt wurden. Je geringer und je gleicher die Zwischenzeiten zwischen den Beobachtungen sind, je geringere und gleichere Stücke der Bahn also der Planet zwischen ihnen zurückgelegt hat, desto kleiner sind die höheren Glieder in den oben erwähnten, die Dreiecksflächen-Verhältnisse ausdrückenden Reihen; man wird also bei kleineren und gleicheren Zwischenzeiten die Rechnung nicht so häufig zu wiederholen haben als bei größeren und ungleichen.

Hat man die definitiven Werte der Radienvektoren und der Argumente der Breite (u), so finden sich leicht der halbe Parameter, die Exzentrizität und der Abstand ω des Perihels vom Knoten; aus den beiden ersteren erhält man dann die halbe große Achse, aus dem letzteren und den Argumenten der Breite die wahren Anomalien (v , Fig. 34); daraus ergeben sich dann die exzentrischen Anomalien und mittels der Keplerschen Gleichung die mittleren, die ihrerseits zur mittleren Bewegung führen. Will man schließlich noch die mittlere Anomalie für

eine bestimmte Zeitepoche kennen, so erhält man diese aus einer der drei berechneten mittleren Anomalien in Verbindung mit der mittleren Bewegung und der entsprechenden Zeitdifferenz. Berechnet man dieselbe Größe mittels der beiden anderen Anomalien, so ergibt sich dadurch zugleich eine Prüfung für die Richtigkeit der Rechnung. Die beiden Raumelemente: Knotenlänge (Ω) und Neigung (i) waren schon früher, vor den Argumenten der Breite, aus den heliozentrischen Längen und Breiten gefunden worden.

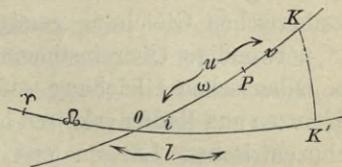


Fig. 34.

Bei der Parabel, in welcher sich die große Mehrzahl der Kometen bewegt, ist die Exzentrizität gleich eins; statt der (unendlich großen) halben großen Achse bestimmt man hier den Perihelabstand (q). Mittlere und exzentrische Anomalie fallen weg, da es keinen Mittelpunkt der Parabel gibt; ebenso fehlt, da die Umlaufzeit gleichfalls unendlich ist, auch der Begriff der mittleren Bewegung. Die zu bestimmenden Elemente reduzieren sich dadurch auf fünf; nämlich außer den Raumelementen Knoten, Neigung und Abstand des Perihels vom Knoten, die Bahnelemente Perihelabstand und Zeit des Durchganges durch das Perihel.

Das Problem der Bahnbestimmung wird für die Parabel auf diese Weise zwar etwas einfacher als bei der Ellipse; eine praktisch brauchbare Lösung ist aber gleichwohl erst Olbers gelungen.

Das Wesentliche der Olbersschen Methode besteht in der Annahme, daß die mittleren Radienvektoren des Kometen und der Erde die Chorden zwischen dem ersten und dritten Kometenort und zwischen dem ersten und dritten Erdort im Verhältnis der Zwischenzeiten schneiden; es entspricht dies der Annahme bei den Planetenbahnen, daß sich die Dreiecksflächen wie die Zwischenzeiten verhalten, während dies, nach dem zweiten Keplerschen Gesetze, nur die (elliptischen oder parabolischen) Sektoren tun. Bei kleinen und nahe gleichen Zwischenzeiten kommt aber diese Annahme und ebenso die Olberssche der Wahrheit sehr nahe. Als Unbekannte nimmt nun Olbers die beiden äußeren kurtierten Distanzen des Kometen von der Erde und setzt ihr Verhältnis einer Größe gleich, die aus den bekannten Größen der Zwischenzeiten, den geozentrischen Längen und Breiten des Kometen und den heliozentrischen Längen und Breiten der Erde leicht gefunden wird; hat man also eine Unbekannte, z. B. die erste kurtierte Distanz gefunden, so ergibt sich sofort die andere. Zur Ermittlung der ersten kurtierten Distanz bedient sich Olbers der sogenannten Lambertschen Gleichung, welche die

Zeit zwischen der ersten und der dritten Beobachtung durch die entsprechenden Radienvektoren darstellt. Diese Gleichung wird durch Versuche über die erste kurtierte Distanz, welche von Encke in eine bequeme Form gebracht wurden, aufgelöst, d. h. es werden Annahmen über die kurtierte Distanz gemacht, welche Werte der Radienvektoren ergeben, die der Lambertschen Gleichung genügen. Hat man also solche Werte, welche die notwendige Übereinstimmung ergeben, ermittelt, so findet sich aus der Olbersschen Gleichung sofort die dritte kurtierte Distanz. Aus den Distanzen und Radienvektoren bestimmen sich die den letzteren zugehörigen heliozentrischen Längen und Breiten des Kometen, aus diesen dann Knotenlänge und Neigung, und eine einfache trigonometrische Rechnung führt weiter zu den Längen in der Bahn und der Perihellänge, deren Unterschied gleich den wahren Anomalien ist, sowie zum Perihelabstand. Mittels einer Tafel findet man dann schließlich aus den beobachteten Zeiten und dem Perihelabstand die Durchgangszeit durch das Perihel, womit alle Elemente bekannt sind.

Mit diesen Elementen und den heliozentrischen Koordinaten des zweiten Erdortes berechnet man nun die geozentrischen Koordinaten des zweiten Kometenortes. Stimmen diese mit den beobachteten Werten überein, so ist das eingangs erwähnte Olberssche Prinzip richtig; findet dagegen ein Unterschied statt, so ändert man die Größe, durch welche Olbers das Verhältnis der beiden kurtierten Distanzen ausdrückt (das sogenannte Olberssche M) und wiederholt nun die ganze Rechnung, bis sich schließlich Übereinstimmung ergibt. Bei ersten Bestimmungen von Kometenbahnen, wo die Beobachtungen gewöhnlich nur wenige Tage auseinander liegen, genügt aber in der Regel eine einzige Rechnung. Auch muß erwähnt werden, daß bei ihnen von der Breite der Erde, die fast nie 1" erreicht, da sich die Erde bzw. die Sonne eben in der Ekliptik bewegt, ganz abgesehen werden kann.

Die umgekehrte Aufgabe: aus bekannten Elementen einen Ort oder eine fortlaufende Reihe von Örtern (*Ephemeride*) eines Planeten oder Kometen zu berechnen, ist begreiflicherweise eine wesentlich leichtere. Der Gang, den man hier befolgt, ist im vorangehenden zum Teil schon angedeutet. Eine große Erleichterung erfahren diese Rechnungen durch Benutzung von Hilfsgrößen, welche die für eine gegebene Bahn bekannten und nicht veränderlichen Größen: Knotenlänge und Neigung, sowie die gleichfalls bekannte Schiefe der Ekliptik enthalten und ein für allemal berechnet werden. Die heliozentrischen Äquatorialkoordinaten nehmen dann die einfache Form an:

$$x = r \sin a \sin (A + v), \quad y = r \sin b \sin (B + v), \quad z = r \sin c \sin (C + v),$$

wo nun r und v (Radiusvektor und wahre Anomalie des Planeten oder Kometen) allein die mit der Zeit veränderlichen Größen sind, die aus Zeit, mittlerer Bewegung und Exzentrizität bei Planeten, aus Zeit und Perihelabstand bei Kometen leicht gefunden werden. Durch die früher erwähnten Transformationsformeln verwandelt man schießlich die heliozentrischen in die geozentrischen Äquatorialkoordinaten, findet also die Rektaszension und Deklination des Himmelskörpers, welche seine Aufsuchung am Himmel und fortdauernde Beobachtung erleichtern.

Es war hier natürlich nur möglich, die Methode der Bahnbestimmung von Planeten und Kometen im knappsten Umriss darzustellen. Wer sich etwas eingehender mit diesem Gegenstande beschäftigen will, findet in der Schrift von J. Frischauf, »Grundriß der theoretischen Astronomie und der Geschichte der Planetentheorien«. 2. Aufl. Leipzig, Engelmann, 1903, eine ausführlichere, aber immer noch elementare Darstellung. Für ein gründliches Studium können das »Lehrbuch zur Bahnbestimmung der Kometen und Planeten« von Th. v. Oppolzer oder die Originalwerke von Gauß »Theorie der Bewegung der Himmelskörper usw.« und Olbers »Abhandlung über die leichteste und bequemste Methode, die Bahn eines Kometen zu berechnen« empfohlen werden.

Zweiter Teil.

Praktische Astronomie.

Einleitung.

Die praktische Astronomie besteht in der Untersuchung und Benutzung von Instrumenten und in der Darlegung der Methoden, welche der Astronom bei seiner Arbeit, den Himmel zu durchforschen und auszumessen, anwendet. Bis zur Mitte des vorigen Jahrhunderts wurde die Aufgabe der Astronomie sehr eng begrenzt. Noch im Jahre 1840 schrieb Bessel: »Die Astronomie hat keine andere Aufgabe, als Regeln für die Bewegung jedes Gestirns zu finden, aus welchen sein Ort für jede beliebige Zeit folgt«, und an einer anderen Stelle: »Alles, was man sonst noch von den Himmelskörpern erfahren kann, z. B. ihr Aussehen und die Beschaffenheit ihrer Oberflächen, ist zwar der Aufmerksamkeit nicht unwert, allein das eigentlich astronomische Interesse berührt es nicht.« Seitdem ist, besonders infolge der Einführung der Spektralanalyse in die Wissenschaft, ein gewaltiger Umschwung in den Ansichten über die Aufgaben der Astronomie eingetreten, und heute besitzt die Frage nach der Beschaffenheit der Himmelskörper genau die gleiche Berechtigung und dasselbe Interesse, wie die Frage nach den Bewegungen der Gestirne. Die ältere Astronomie, welcher der Anschauung Bessels gemäß die Bestimmung der Positionen der Gestirne zufällt, wird neuerdings als *Astrometrie* bezeichnet, während der neuentstandene Zweig der astronomischen Wissenschaft, welcher sich mit der physischen Beschaffenheit der Himmelskörper beschäftigt, *Astrophysik* genannt wird. Durch den großartigen Umschwung, den die gesamte Astronomie in allen ihren Teilen während der letzten Jahrzehnte erfahren hat, ist eine fast vollständige Trennung der beiden Zweige erforderlich geworden, und so finden wir jetzt reich ausgestattete Sternwarten, die ausschließlich der Astrometrie, und andere, die allein der Astrophysik gewidmet sind.

Wir werden hier zunächst die Instrumente und Methoden der Astrometrie beschreiben und dann (Kapitel IV) näher auf die Hilfsmittel der Astrophysik eingehen.

Wie die theoretische, so hat sich auch die praktische Astronomie aus den einfachsten Anfängen im Laufe der Jahrhunderte entwickelt. In vorhistorischen Zeiten haben zur Beobachtung der Erscheinungen am Himmel eigentliche Instrumente jedenfalls gänzlich gefehlt. Man brauchte für die Zwecke des täglichen Lebens, für Ackerbau oder Schiffahrt nur den Auf- und Untergang der Gestirne oder den Stand der Sonne genähert zu kennen, und so ergaben sich als natürlichste Hilfsmittel der Horizont sowie jeder schattenwerfende Gegenstand. Der in der Natur gegebene Kreis des Horizonts führte allmählich zu maschinellen Nachbildungen, und Türme und Bäume gaben die erste Idee zu Gnomonen und Sonnenuhren. Die ältesten wirklichen Instrumente waren in der Hauptsache der Gnomon, das parallaktische Lineal (Triquetrum) und die Armillarsphäre, sowie das Astrolabium.

Der Gnomon war wenig mehr, als eine große Sonnenuhr einfachster Konstruktion, durch welche die Höhe der Sonne und ihre Entfernung von der Mittagslinie aus der Länge und Richtung des Schattens einer senkrechten Säule (ab , Fig. 35) bestimmt wurde. Wäre die Sonne nur ein leuchtender Punkt, so würde diese Methode ziemlich genau sein, weil dann der Schatten scharf begrenzt wäre. Tatsächlich zeigt aber die

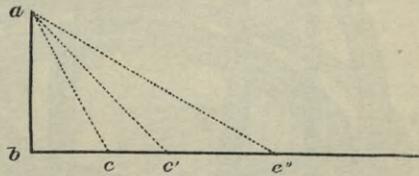


Fig. 35.

Sonne eine Scheibe von beträchtlichem Durchmesser, und der Schatten eines jeden Gegenstandes wird deshalb in einiger Entfernung so verwaschen und schlecht begrenzt, daß man schwer angeben kann, wo er endet.

Trotz der Einfachheit dieses Instruments scheint es doch allein und allgemein von den Alten zur Bestimmung der Zeiten, zu denen die Sonne die Äquinoktien und Solstitien erreichte, benutzt worden zu sein. Der Tag, wo der Schatten am kürzesten war (bc Fig. 35), bezeichnete das Sommersolstitium, und eine Vergleichung der Schattenlänge mit der Höhe des Stabes gab durch einfache trigonometrische Rechnung die Höhe der Sonne. Der Tag mit dem längsten Schatten (bc'' Fig. 35) markierte das Wintersolstitium, und die beiden Tage, wo die Sonnenhöhe in der Mitte zwischen den Solstitialhöhen lag (bc'), ergaben die Äquinoktien. So diente dieses einfache Instrument dazu, die Jahreslänge mit einer für die Zwecke des täglichen Lebens ausreichenden Genauigkeit zu bestimmen. Unsere heutigen Methoden sind indessen dieser ursprünglichen so weit

überlegen, daß wir jetzt die Stellung der Sonne zu einer beliebigen Zeit, sei es auch vor mehr als 2000 Jahren, weit genauer berechnen können, als sie damals mittels des Gnomons beobachtet werden konnte.

2. Das *parallaktische Lineal* oder *Triquetrum* bestand im wesentlichen aus einem Visierstabe, der an einem vertikalen Stabe befestigt und auf einem dritten, geteilten verschiebbar war; Visierstab und vertikaler Stab bildeten die Schenkel eines gleichschenkligen Dreiecks, dessen Grundlinie durch den geteilten Stab gegeben wurde; an letzterem las man die Höhe des anvisierten Gestirns ab. In Fig. 35 entspräche also ac der Visierschiene, ab dem vertikalen, bc , um b drehbar gedacht, dem geteilten Stabe.

3 Die schon von den Babyloniern angewandte *Armillarsphäre* und das *Astrolabium* bekundeten einen nicht unbedeutenden Fortschritt der astronomischen Instrumente.

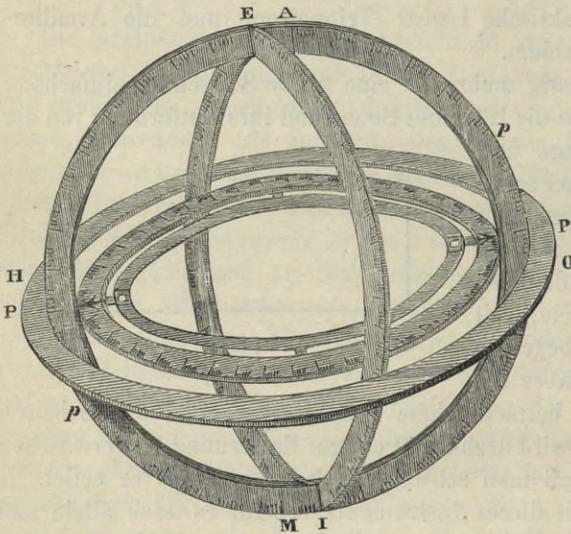


Fig. 36.

Armillarsphäre nach der Beschreibung von Ptolemäus.

der Ekliptik (bei dem Astrolabium) fiel. Im letzteren Falle wären PP die Pole der Ekliptik, in pp etwa lägen die Pole des Äquators. Das innere Kreispaar war nun um PP als Achse drehbar, und an ihm war ein Diopter*) angebracht, welches durch Einstellung auf das zu beobach-

Die *Armillarsphäre* oder *Armillare*, sowie auch das *Astrolabium* bestanden aus einer Kombination von mehreren Kreisen, die den Fundamentalkreisen der Sphäre entsprechend gestellt werden konnten. Der eine der beiden äußeren Kreise ($ApMp$ Fig. 36) wurde in die Mittagsebene des Beobachtungsortes gebracht und so gedreht, daß der zweite äußere Kreis (EI) in die Richtung des Äquators (bei der Armillarsphäre) oder

*) Unter Diopter versteht man eine Einrichtung zum genauen Anvisieren eines Objekts, die darin besteht, daß durch eine dicht vor dem Auge befindliche feine Öffnung hindurch eine etwas entferntere Marke, z. B. ein Fadenkreuz in einer größeren Öffnung, mit dem Objekt zur Deckung gebracht wird.

tende Gestirn die Rektaszension und Deklination oder die Länge und Breite desselben ergab. Durch solche Messungen wurden Hipparch und Ptolemäus in den Stand gesetzt, die größeren Ungleichheiten in den Bewegungen von Sonne, Mond und Planeten zu bestimmen.



Fig. 37. Der große Mauerquadrant des Tycho Brahe.

Die Araber, die Träger der Wissenschaften zu Beginn des Mittelalters legten zwar den Hauptwert auf Vergrößerung der Dimensionen der bekannten Instrumente, ersannen und konstruierten aber wahrscheinlich auch einige neue, so den Mauerquadranten, einen im Meridian an einer Mauer befestigten und mit Absehvorrichtung und Teilung versehenen Viertelkreis. Die Erfindung der Mauerkreises, eines ähnlich konstruierten und aufgestellten Vollkreises, läßt sich jedoch nicht mit Sicherheit auf die Araber zurückführen.

Das spätere Mittelalter vervollkommnete diese Instrumente und Beobachtungsmethoden nur wenig, und selbst der größte Beobachter seiner Zeit, Tycho Brahe, mußte sich im wesentlichen mit ihnen begnügen. Indessen gelang es ihm doch, durch sorgfältige Ausführung, Aufstellung und Benutzung seiner Instrumente, ganz besonders durch wesentliche Verbesserung der Quadranten, die er vollständig neu und unabhängig von den Arabern erfand, eine weit größere Genauigkeit als alle seine Vorgänger zu erreichen. Während die Örter des Ptolemäus oft noch 10' und darüber falsch waren, kommen Fehler von 2' oder dem fünfzehnten Teile des Monddurchmessers bei Tycho nur selten vor.

Die vorstehende, aus Tychos Werk »Astronomiae instauratae mechanica« entnommene Fig. 37 stellt seinen großen Mauerquadranten dar, eines der mächtigsten Instrumente seiner auf der Insel Hveen errichteten Sternwarte Uranienburg. *BC* ist der im Meridian an einer Mauer befestigte Quadrant mit den beweglichen Dioptern *D* und *E*; im Zentrum des Quadranten an einer zweiten, rechtwinklig zur ersten stehenden Mauer, befindet sich das feste Diopter *A*. Der Beobachter *F* blickt durch *E* und *A* nach dem Gestirn; der Gehilfe *H* liest die Zeit an den Zifferblättern *K* und *I* der Uhr ab, und der Gehilfe *G* notiert diese, sowie die am Quadranten abgelesene Meridianhöhe (*CE*). Die Wand, welche den Mauerquadranten trägt, ist mit einem Gemälde geschmückt, welches Tycho selbst an einem Tische sitzend darstellt; der Hintergrund des Bildes zeigt andere Räume des Observatoriums mit verschiedenen Instrumenten und Apparaten. — Ähnlich, wenn auch unvollkommener, mögen die Quadranten der Araber gebaut gewesen sein.

Den größten Fortschritt in der Beobachtungskunst aber und eine neue Epoche der astronomischen Wissenschaft überhaupt inauguriert die Erfindung des Fernrohres.

Kapitel I.

Das Fernrohr.

1. Die ältesten Fernrohre.

Das Fernrohr ist ein so wesentlicher Teil jedes astronomischen Meßinstruments, daß es, abgesehen von seiner selbständigen Bedeutung, die erste Stelle in jeder Beschreibung astronomischer Instrumente beanspruchen darf. Die Frage, wer das erste Fernrohr konstruierte, ist lange diskutiert worden und wird vielleicht nie endgültig gelöst werden. Lautete

die Frage einfach, wem die Ehre der Erfindung unter Bedingungen gebührt, nach denen wissenschaftlich geurteilt und geschätzt wird, so meinen wir, daß die Antwort sein müßte: Galilei; denn es ist kaum zweifelhaft, daß Galilei es war, der der Welt zuerst zeigte, wie man ein Fernrohr verfertigte und benutzte. Aber Galilei selbst sagt, er habe gehört, daß jemand in Holland oder Frankreich ein Instrument gemacht hätte, welches entfernte Gegenstände vergrößerte und sie dem Gesicht näher brächte, und er sei dadurch bewogen worden, nachzudenken, wie ein solches Resultat erreicht werden könnte. Danach hätte er also von anderen die Idee, daß ein solches Instrument möglich sei, empfangen, aber keine Andeutung, wie es verfertigt werden könne. Neuere Untersuchungen machen indessen wahrscheinlich, daß er nicht nur die Idee gekannt, sondern auch über die Konstruktion nähere Kenntnis besessen habe.

Holland.

Als geschichtliche Tatsache steht fest, daß das Fernrohr zuerst in Holland wirklich ausgeführt wurde; aber der Wunsch der Erfinder oder der Behörden oder beider, ein Instrument von so außerordentlichen Eigenschaften möglichst selbst auszunutzen, verhinderte die Verbreitung der Kenntnis seiner Konstruktion. Die Ehre des ersten Erfinders oder Verfertigers beanspruchen nun mit fast gleichem Rechte Lipperhey und Metius, mit geringerem Jansen, von denen der zweite Glasschleifer in Alkmaar, die beiden anderen Brillenmacher in Middelburg waren.

Die Ansprüche von Zacharias Jansen wurden seinerzeit von P. Borelli lebhaft verfochten. Nach seinem Bericht hatte Jansen ein Fernrohr von 40 cm Länge dem Prinzen Moritz von Nassau gezeigt und dieser, den hohen Wert der Erfindung für den Krieg erkennend, ihm eine Summe Geldes angeboten, damit er Stillschweigen darüber bewahre. Jedoch beruht Borellis Erzählung wesentlich auf dem Zeugnis einiger alten, mit Jansen bekannten oder verwandten Leute und kann durchaus nicht als beweisend angesehen werden.

Um 1830 wurden schriftliche Dokumente aufgefunden, welche zeigen, daß die Generalstaaten von Holland am 2. Oktober 1608 über ein Patent verhandelten, welches Johann Lipperhey, den Borelli den zweiten Erfinder des Fernrohres nennt, für ein Instrument verlangte, mit dem man in die Ferne sehen könnte. Nahe zu derselben Zeit hatte auch Jakob Metius sich um ein Patent beworben. Die Regierung versagte Lipperhey das Patent, weil die Erfindung bereits bekannt wäre; indessen bestellte sie verschiedene Instrumente bei ihm und riet, deren Konstruktion geheim zu halten.

1608.

Es geht hieraus hervor, daß zwar der erste Erfinder des Fernrohres schwer mit Sicherheit zu ermitteln ist, daß aber das Instrument selbst in Holland Ende 1608 schon bekannt gewesen sein muß. — Etwa

neun Monate nach den Eingaben von Lipperhey und Metius erhielt Galilei, wie er selbst berichtet, aus Paris Nachricht über die merkwürdige holländische Erfindung. Da nichts über die Konstruktion bekannt geworden sei, habe er darüber nachgedacht und sei so glücklich gewesen, in kurzer Zeit ein dreimal vergrößerndes Fernrohr anzufertigen. Tatsache ist jedenfalls, daß er schon 1609 Fernrohre konstruierte und mit ihnen die Flecken der Sonne, die Phasen der Venus, die Satelliten des Jupiter, die sonderbaren henkelförmigen Ansätze des Saturn, endlich viele der Millionen von Sternen fand, welche dem bloßen Auge als leuchtende Milchstraße erscheinen. Aber auch das größte seiner Instrumente vergrößerte nur etwa 30mal und war in seiner Konstruktion noch so unvollkommen, daß ein gleich starkes Fernrohr unserer Tage sehr viel mehr gezeigt haben würde.

Das Galileische oder holländische Fernrohr besteht aus zwei Linsen, von denen die dem Gegenstande zugewendete, das *Objektiv* (*O* Fig. 38),

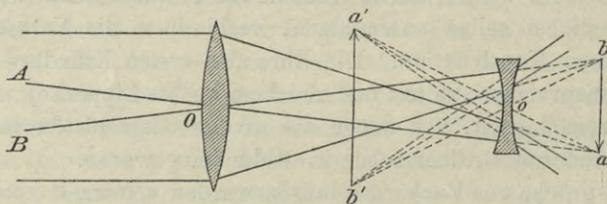


Fig. 38.

konvex geschliffen ist, die Lichtstrahlen also sammelt, während die dem Auge zugekehrte Linse, das *Okular* (*o*), eine konkave oder Zerstreuungslinse ist. Die Linse *O* allein würde von einem entfernten Gegenstande *AB* ein umgekehrtes Bild *ba* entwerfen; bevor die Lichtstrahlen sich aber zu einem Bilde vereinigen, treffen sie das Okular *o*, werden von demselben wieder zerstreut und scheinen sich nun dem dahinter befindlichen Auge zwischen Objektiv und Okular zu einem vergrößerten, aufrechten

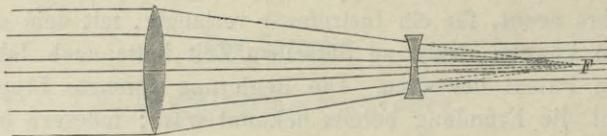


Fig. 39.

Bilde *a'b'* zu vereinigen. Den Gang eines parallel auffallenden Strahlenbündels nach der Brechung in beiden Linsen zeigt die Fig. 39. Bei dieser Einrichtung kommt ein *reelles Bild* des Objekts im Fernrohre

nicht zustande, vielmehr wird dasselbe erst durch das Auge erzeugt, und das Auge gehört also als optischer Teil zum Fernrohre; man nennt die auf diese Weise erzeugten Bilder *virtuelle Bilder*.

Diese Form des Fernrohres wird noch jetzt bei unsern Operngläsern und Feldstechern gebraucht, weil sie kürzer ist als die des *astronomischen* oder *Keplerschen Fernrohres*. Kepler nämlich, der sich überhaupt um die Dioptrik oder die Lehre von der Brechung des Lichtes die größten Verdienste erwarb*), benutzte anstatt der Konkavlinse Galileis als Okular

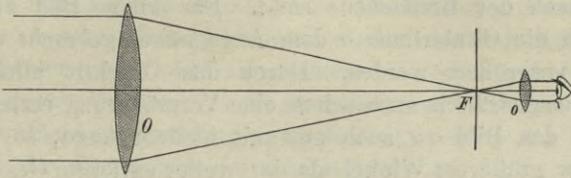


Fig. 40.

eine kleine Konvexlinse (*o*, Fig. 40). Die von einem Stern ausgehenden Strahlen vereinigen sich im sogenannten *Brennpunkte F* und divergieren von hier aus wieder; das reelle Bild in *F* wird nun im Keplerschen Fernrohre, dessen Prinzip unsern heutigen astronomischen Fernrohren oder Refraktoren zugrunde liegt, vom Auge durch die kleine Konvexlinse *o*, welche als Lupe wirkt, betrachtet. Die Vereinigungsweite *OF* parallel auf die Konvexlinse *O* fallender Strahlen heißt die *Brennweite* der Linse. Da das Okular *o* etwa so stehen muß, daß die von *F* weitergehenden Strahlen nahezu parallel in das Auge treten, so fällt *F* auch nahezu mit dem Brennpunkte des Okulars zusammen, und die Länge eines einfachen Keplerschen Fernrohres ist deshalb ungefähr gleich der Summe der Brennweiten von Objektiv und Okular.

Haben wir statt eines einfachen Punktes einen ausgedehnten Gegenstand, wie den Mond, ein fernes Haus, Schiff usw., der dem Auge unter

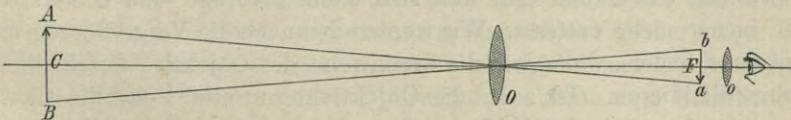


Fig. 41.

einem bestimmten Winkel erscheint, so werden die von einem jeden Punkte des Objekts ausgehenden Strahlen in einem entsprechenden, in

*) In seiner 1611 zu Augsburg erschienenen Schrift »Dioptrice« entwickelt er zuerst die Theorie des holländischen und des astronomischen Fernrohres.

der Nähe von F gelegenen Punkte durch das Objektiv O vereinigt. Nach dioptrischen Gesetzen ist das verkleinerte Bild ab des Gegenstandes AB (Fig. 41) ein umgekehrtes und liegt in einer zur *optischen Achse* CF senkrechten Ebene, der *Bildebene*, deren Abstand vom Objektiv von der Entfernung des betrachteten Gegenstandes AB abhängt. Diejenige Bildebene, in der sich ein unendlich weit entferntes Objekt abbildet, heißt die *Brenn- oder Fokalebene*; man findet einen jeden Bildpunkt, wenn man vom Gegenstandspunkt aus durch den Mittelpunkt von O eine gerade Linie nach der Brennebene zieht. Das kleine Bild ab kann nun wieder durch die Okularlinse o dem Auge näher gebracht und dadurch beträchtlich vergrößert werden. Durch das Objektiv allein wird, in Winkelmaß ausgedrückt, auch schon eine Vergrößerung erzielt; denn betrachten wir das Bild ab auch nur mit bloßem Auge, so erscheint es offenbar unter größerem Winkel als der weiter entfernte Gegenstand AB . Je näher man das Auge an ab bringt, desto größer wird auch das Bild erscheinen. Da man aber nur innerhalb gewisser Grenzen scharf sehen kann (die deutliche Sehweite schwankt zwischen 15 cm und 25 cm), so muß man sich bei größerer Annäherung einer konvexen Zwischenlinse, eben des Okulars, bedienen; die vom Bilde ausgehenden divergierenden Strahlen werden durch das Okular nahezu parallel gemacht und vereinigen sich schließlich auf der Netzhaut des Auges zu einem zweiten Bilde.

Das Verhältnis der beiden Winkel, unter welchen vom Auge oder strenger vom Okular das Bild ab und der Gegenstand AB gesehen werden, oder die *Vergrößerung* des Fernrohres, hängt von den Brennweiten der Objektiv- und Okularlinse ab. Ist die Brennweite eines Objektivs noch einmal so groß als die eines anderen, so wird, bei gleichem Okular, ein Gegenstand durch das erstere noch einmal so groß erscheinen, als durch das zweite, dreimal so groß, wenn die Brennweite die dreifache ist, usw. Bleibt das Objektiv unverändert, und nehmen wir verschiedene Okulare, so wird umgekehrt die Vergrößerung desto kleiner, je größere Brennweiten das Okular hat, weil sich dann das Auge (und Okular) vom Bilde immer mehr entfernt. Wir werden demnach die Vergrößerung eines Fernrohres finden, wenn wir die Brennweite des Objektivs durch die des Okulars dividieren. Ist z. B. die Objektivbrennweite 1 m, die Okularbrennweite 1 cm, so ist die Vergrößerung 100fach; ist die Okularbrennweite aber $\frac{1}{2}$ cm, so wird die Vergrößerung die doppelte, 200fach, sein, ebenso aber auch, wenn die Objektivbrennweite 2 m, die Okularbrennweite 1 cm beträgt. Kehrt man das Fernrohr um und sieht durch das Objektiv, wie früher durch das Okular, so werden jetzt die Gegenstände in demselben Verhältnis verkleinert, wie vorher vergrößert erscheinen.

*Anforderung
Fernrohr*

Es dürfte hiernach scheinen, als könnte man jederzeit durch Okulare von hinreichend kurzer Brennweite beliebig starke Vergrößerungen hervorbringen und benutzen. Wüssten wir z. B. für ein Fernrohr von 1 m Brennweite eine 1000fache Vergrößerung, so würden wir ein Okular von 1 mm Brennweite anzuwenden haben. Versuchen wir dies aber, so stoßen wir auf eine Schwierigkeit, mit welcher der Astronom fortwährend zu kämpfen hat, und die aus der Unvollkommenheit des vom Objektiv entworfenen Bildes entspringt. Keine Linse vereinigt alle Lichtstrahlen absolut genau in demselben Punkte. Geht gewöhnliches Sonnenlicht durch ein Prisma, so werden die verschiedenen Farben ungleichmäßig gebrochen, Rot am wenigsten und Violett am meisten. Dasselbe geschieht bei einer Linse, die wir uns als aus Prismen zusammengesetzt denken können; die roten Lichtstrahlen werden am wenigsten abgelenkt, die violetten am meisten, und die Brennweite ist demnach für die roten Strahlen eine andere und zwar größere, als für die violetten, während die mittleren Farben dazwischen fallen (vgl. Fig. 42, wo v der Vereinigungspunkt der

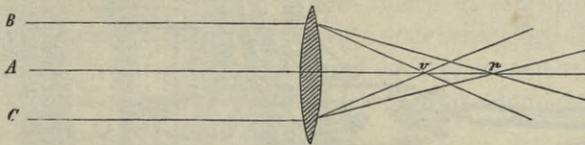


Fig. 42.

roten, v der der violetten Strahlen ist). Da das von den allermeisten Objekten ausgehende Licht aus verschiedenen Farben zusammengesetzt ist, so ist es im allgemeinen unmöglich, ein vollkommen farbenfreies Bild eines Sternes, Planeten, des Mondes oder eines sonstigen Gegenstandes zu erhalten; man sieht nur eine Mischung von verschiedenfarbigen Bildern. Wird eine hinreichend schwache Vergrößerung benutzt, so ist die Störung gering, die Ränder des Bildes werden aber stets undeutlich und farbig. Bei stärkerer Vergrößerung erscheint zwar das Objekt größer, aber die farbigen und verwaschenen Ränder werden gleichfalls und in demselben Verhältnis größer, und der Beobachter sieht daher nicht mehr Einzelheiten als vorher. Diese Trennung und Zerstreung des Lichtes durch eine Linse heißt die Farbenabweichung oder *chromatische Aberration*. Auch das Auge, als optischer Apparat betrachtet, besitzt chromatische Aberration, die für gewöhnlich nicht merklich ist, unter besonderen Umständen jedoch sehr deutlich wahrgenommen werden kann.

Diese Farbenabweichung war die Schwierigkeit, auf welche die Nachfolger von Galilei und Kepler bei ihren Versuchen, das Fernrohr zu

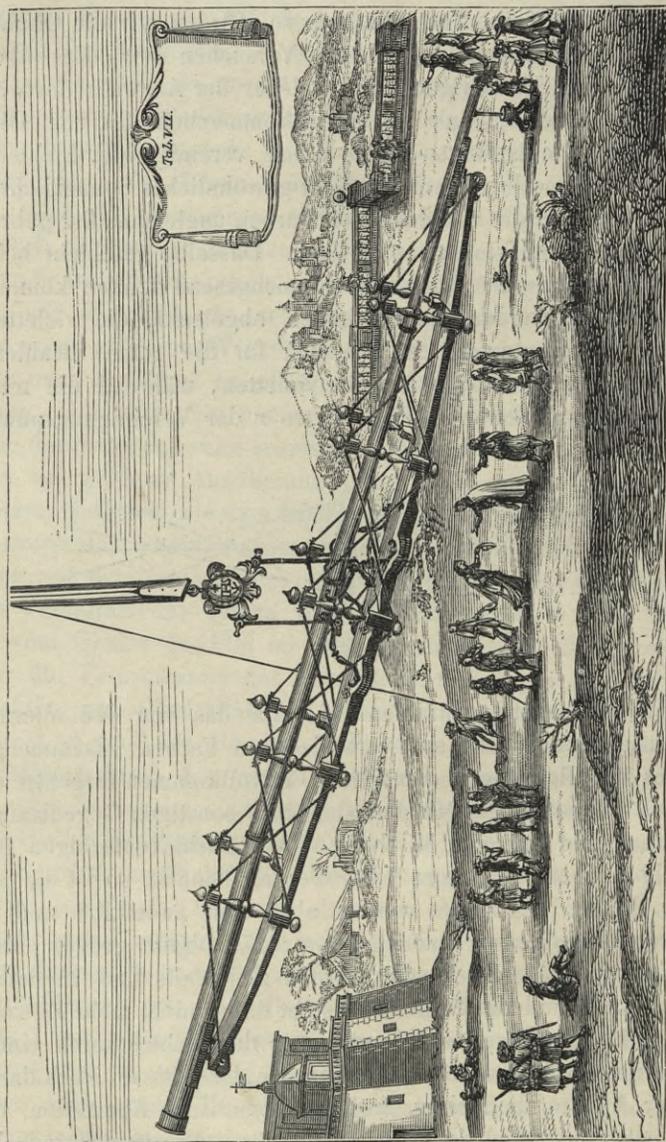


Fig. 43. Fernrohr des 17. Jahrhunderts.

vervollkommen, stießen, und die sie nicht zu überwinden vermochten. Indessen fanden sie, daß bei Vergrößerung des Bildes durch Verlängerung der Brennweite die chromatische Aberration beträchtlich weniger zunimmt als bei stärkerer Okularvergrößerung. Nimmt man ein Objektiv von bestimmtem Durchmesser, so ist das Bild eines Gegenstandes im ganzen nicht verwaschener und farbiger bei einer Brennweite von 20 m als von 2 m, und dasselbe Okular kann daher mit dem gleichen Erfolge in beiden Fällen angewandt werden. Das Bild im Brennpunkte des ersteren ist aber 10mal größer als das im zweiten Fernrohr, und man erhält daher mit demselben Okular im ersten Falle auch eine 10mal stärkere Vergrößerung. Huygens, Dominicus Cassini, Hevelius und andere Astronomen der zweiten Hälfte des 17. Jahrhunderts konstruierten und benutzten deshalb Fernrohre von 30, 40 und mehr Meter Länge. Manche verzichteten ganz auf das Rohr, in das Objektiv und Okular sonst gefaßt werden, und verbanden die beiden Linsen durch eine lange Stange oder brachten das Objektiv auf einer hohen Säule an, während das Okular sich in der Nähe des Bodens befand. Zur Veranschaulichung der komplizierten Vorrichtungen, die den Gebrauch dieser schwerfälligen Instrumente erleichtern sollten, geben wir vorstehend (Fig. 43) ein Bild aus Bianchinis Werk: »Hesperii et Phosphori nova phaenomena« (Rom 1728), worin dieser italienische Astronom seine Beobachtungen der Venusrotation beschreibt.

2. Das achromatische Fernrohr.

Anderthalb Jahrhunderte verflossen, ehe eine Methode zur Vermeidung der Farbenabweichung einer Linse erdacht und ausgeführt wurde. Erst Leonhard Euler und bald darauf dem schwedischen Mathematiker Klingenskjerna gelang es (1747, bzw. 1754), die richtigen Prinzipien aufzufinden, und dem englischen Optiker John Dollond (um 1758), das erste achromatische Fernrohr wirklich zu konstruieren. Um die Erfindung Dollonds verstehen zu können, müssen wir uns vergegenwärtigen, daß ein Strahl weißen Lichtes, der unter einem beliebigen Winkel auf irgend ein durchsichtiges Medium trifft, z. B. auf Glas, bei seinem Durchgange durch das Medium eine zweifache Änderung erleidet. Einmal wird derselbe von seiner ursprünglichen Richtung abgelenkt oder gebrochen, und der Betrag der *Brechung* hängt für dasselbe Medium von dem Einfallswinkel ab, für verschiedene Medien außerdem aber von dem sogenannten Brechungsvermögen derselben. Dann aber findet auch eine Zerlegung des weißen Lichtes in die einzelnen Strahlengattungen statt, das Licht wird *dispergiert*. Auch hier hängt die Stärke der *Dispersion* für dasselbe

Medium von dem Einfallswinkel ab und für verschiedene Medien von dem Dispersionsvermögen derselben. Fällt ein Lichtstrahl auf ein Glasprisma, so findet beim Durchgange sowohl Brechung als Dispersion statt, d. h. der Lichtstrahl wird von seiner ursprünglichen Richtung abgelenkt und gleichzeitig in seine verschiedenen Farben zerlegt. Es gibt nun zwei Glassorten, Crown- und Flintglas, welche die Eigenschaft besitzen, daß sie zwar sehr nahe dasselbe Brechungsvermögen haben, daß aber das Dispersionsvermögen des einen (Flint) nahe doppelt so groß ist, als das des anderen (Crown). Setzt man demnach ein Crownglasprisma BAC

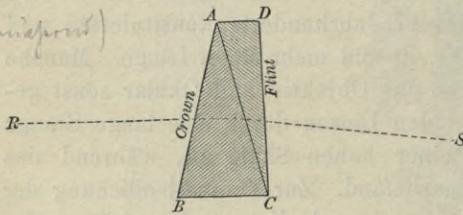


Fig. 44.

vom halben brechenden Winkel zusammen, so ist es klar, daß ein Lichtstrahl RS zwar abgelenkt wird — nahe um die Hälfte des Betrages, wie dies beim Crownglasprisma allein geschehen würde —, daß aber eine Dispersion oder Farbenzerlegung nicht mehr stattfindet.

Ein derartig zusammengesetztes Prisma, ein achromatisches, löst also die Aufgabe, einen Lichtstrahl abzulenken, ohne ihn zu dispergieren. Dieselbe Aufgabe ist nun für eine Linse zu lösen: sie soll die Lichtstrahlen so brechen, daß sie sich in einem Punkte vereinigen ohne gleichzeitige Zerlegung in die Farben.

Um nach diesem Prinzip ein farbenfreies oder *achromatisches Objektiv* herzustellen, wird eine Konvexlinse aus Crown Glas mit einer Konkavlinse aus Flintglas von etwa halb so starker Krümmung kombiniert. Eine genaue Regel über das Verhältnis der beiden Krümmungen kann nicht gegeben werden, weil die Brechungsverhältnisse nicht nur verschiedener Glassorten, sondern selbst von Stücken derselben Glasart verschieden sind; das passende Verhältnis muß vielmehr in jedem einzelnen Falle durch den Versuch ermittelt werden. Nachdem es gefunden ist, werden die beiden Linsen etwa gleiche, aber entgegengesetzt wirkende Farbenzerstreuung zeigen, und die Lichtstrahlen werden sich, da die Crown Glaslinse stärker bricht als die aus Flintglas, in einem Brennpunkte vereinigen, dessen Abstand vom Objektiv etwa gleich der doppelten Brennweite der ersteren ist. Manche der früheren achromatischen Objektive bestanden aus drei Linsen: einer bikonkaven Flintglaslinse zwischen zwei bikonvexen Crown Glaslinsen. Jetzt werden aber in der Regel nur zwei genommen: eine bikonvexe, dem Objekt zugekehrte Crown Glaslinse und eine nahezu plankonkave Flintglaslinse; die beiden Flächen der ersteren

und die dichtenliegende Fläche der letzteren sind von nahezu gleicher Krümmung; die äußere, dem Okular zugekehrte Fläche der Flintglaslinse ist nahezu eben (Fig. 45). Wäre die Zerstreuungskraft des Flintglases genau die doppelte des Crownglases, so würde die Fläche genau eben sein müssen, um Achromatismus zu erzielen. Dies ist aber im allgemeinen nicht der Fall, und der Optiker muß den Achromatismus durch leichtes Schleifen der äußeren Flintglasfläche, gewöhnlich in konvexem Sinne und bei jedem Objektiv in verschiedenem Grade, zu erreichen suchen.



Fig. 45.

Durch Reflexion an den verschiedenen Oberflächen geht immer ein Teil des Lichtes, etwa 4% für jede Oberfläche, verloren; verkittet man aber beide Linsen mit Kanadabalsam, so wird der Totalverlust fast auf die Hälfte reduziert. Es geschieht das indessen meist nur bei kleineren Linsen; schon bei Objektiven mittlerer Größe werden die Gläser durch drei am Rande angebrachte dünne, gleichstarke Stanniolblättchen etwas auseinandergehalten, was besonders dann erforderlich ist, wenn die einander zugekehrten Flächen nicht gleiche Krümmung haben. Einige Optiker pflegen den Zwischenraum zwischen den Linsen größer zu nehmen; dann geschieht die Trennung durch einen Metallring.

*Verminderung
Narb. des Lins
Jan*

//

Je größere und vollkommener achromatische Objektive verfertigt wurden, desto mehr stellte sich eine andere Schwierigkeit heraus, welche bis heute praktisch noch nicht überwunden ist. Auch sie entsteht durch die Dispersion oder Farbenzerstreuung. Entwerfen wir vermittels eines Prismas aus Flintglas und eines aus Crownglas (mit doppelt so großem Brechungswinkel) je ein Spektrum, so sind beide im ganzen zwar ungefähr gleich lang, aber die einzelnen farbigen Teile haben verschiedene Ausdehnung: das rote Ende ist beim Crown, das violette beim Flint länger; Crown zerstreut also das Rot relativ stärker als Flint, dagegen das Violett schwächer, und es können sich daher bei der Kombination zweier solcher Linsen aus beiden Glassorten die zerstreuen Wirkungen nicht vollkommen aufheben. Statt daß hier das gebrochene Licht in einem weißen Bilde vereinigt wird, entsteht durch Übereinanderlagerung ein Spektrum, dessen Mitte nahezu farblos, dessen eines Ende aber durch Vereinigung von Rot und wenig Gelb mit Violett purpurn und dessen anderes Ende durch Vereinigung von Violett mit Rot und viel Gelb gelblichgrün erscheint.

Dieses sogenannte sekundäre Spektrum ist ganz kurz im Vergleiche zu dem vom Crown- oder vom Flintglasprisma gebildeten Spektrum, da der größte Teil der verschiedenartigen Farben sich aufhebt. Seine Wirkung ist jedoch schon bei einem Refraktor mit kleiner oder mäßiger Objektivöffnung merkbar, und bei den großen Objektiven von 50 und

mehr em Öffnung wird sie sehr auffallend und störend. Bei kleineren Objektiven zeigt sie sich in einer violetten Umrandung heller Objekte. Vergrößert man die Brennweite des Doppelobjektivs, also die Länge des Fernrohres, so wird zwar diese Wirkung vermindert, man stößt aber in der Ausführung so langer Fernrohre auf mechanische Schwierigkeiten, die bald unübersteiglich werden. In der neuesten Zeit ist es gelungen, zwei Glassorten zu finden, deren Zerstreuungsvermögen so nahe gleich ist, daß wenigstens für die sichtbaren Strahlen das sekundäre Spektrum fast vollkommen verschwindet. Bisher ist es aber nicht möglich gewesen, aus diesem Glase Linsen von mehr als 30 cm Durchmesser herzustellen.

Ein anderer, obschon weniger wesentlicher Übelstand lag früher bei größeren Fernrohren in der sogenannten Kugelabweichung oder *sphärischen Aberration*, welche daher rührt, daß die auf den mittleren Teil und die auf die Randzone einer Linse auffallenden Strahlen nicht vollkommen genau in einem Punkte vereinigt werden. Fig. 46 veranschaulicht dies: die

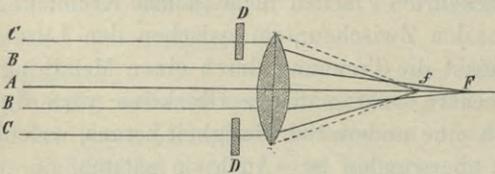


Fig. 46.

mittleren Strahlen (*BAB*) allein werden in *F*, die Randstrahlen (*C*) allein in *f* vereinigt. Linsen, welche vollkommen frei von diesem Fehler sind, heißen *aplana-tische*. Dieser Fehler ist bei den Okularen wegen der

stärkeren Krümmung ihrer Linsen von größerer Bedeutung als bei den Objektiven; man kann ihn dadurch beseitigen, daß man durch eine Blende *DD* die Randstrahlen auffängt.

Wie das Objektiv, so besteht bei schwächeren Vergrößerungen auch das Okular eines Fernrohres aus zwei Linsen, die sich aber in größerem Abstände voneinander befinden. Zwar würde eine einzelne Linse genügen, um in der Mitte des Gesichtsfeldes ein

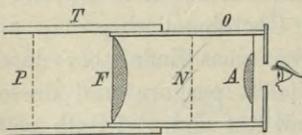


Fig. 47. Positives (Ramsdensches) Okular.

Objekt deutlich zu sehen, und man verwendet solche einfache Linsen auch bei starken Vergrößerungen; aber das Gesichtsfeld ist hier beschränkt, und die Bilder sind an den Rändern undeutlich. Es wird deshalb eine zweite Linse *F* (Fig. 47) in der Nähe des im Brennpunkt entstehenden

Bildes angebracht, die alle Strahlen des Bildes so nach dem eigentlichen Augenglase *A* bricht, daß dadurch ein überall gleich scharfes Bild auf der Netzhaut des beobachtenden Auges entworfen wird. Im *Huygensschen*



Negatives (Huygenssches) Okular.

(Campanischen) oder *negativen Okular* liegt das Bild zwischen beiden Linsen in N (s. Fig. 47), im *Ramsdenschen* oder *positiven* oder *Mikrometerokular* dagegen vor der Feldlinse F in P . Da das ganze Okular O in dem Tubus T beweglich ist, so ist beim Huygensschen Okular die Fokal- oder Bildebene für verschiedene Okulare oder Beobachter nicht in gleicher Entfernung vom Objektiv; zur Ausmessung eines Objekts, d. h. zur Bestimmung des Winkelabstandes seiner Bestandteile, ist es aber erforderlich, daß Bild und mikrometrischer Apparat (Fäden) sich in unveränderter Entfernung vom Objektiv befinden. Zur Messung kann daher das Huygenssche Okular nicht ohne weiteres benutzt werden, während es zum bloßen Betrachten von Gestirnen vor dem positiven Ramsdenschen Vorzüge besitzt. Die Feldlinse wie die Augenlinse ist in beiden Okularen plankonvex; im Huygensschen Okular sind die konvexen Flächen beider Linsen dem Objektiv zugekehrt, im Ramsdenschen (Fig. 47) dagegen ist die konvexe Seite der Feldlinse gegen die der Augenlinse gerichtet. Zu jedem Fernrohr gehört immer ein Satz von mehreren Okularen, mit denen sich verschiedene Vergrößerungen hervorbringen lassen.

Das astronomische Fernrohr zeigt die Gegenstände umgekehrt, was bei der Beobachtung der Gestirne gleichgültig ist. Um terrestrische Gegenstände in richtiger Lage zu sehen, muß man ein aus mehreren Linsen zusammengesetztes Okular anwenden; in der Regel besteht dasselbe aus zwei Linsenpaaren, von denen das erste (r und r' Fig. 48) mit der

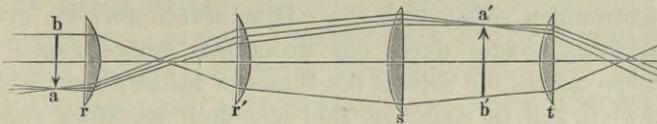


Fig. 48. Okular des terrestrischen Fernrohres.

ersten (Feld-)Linse (s) des zweiten Paares vom Objektivbilde ab ein zweites Bild $a'b'$ in aufrechter Lage liefert, welches nun durch das Augenglas (t) des zweiten Linsenpaares betrachtet wird. Wegen des großen Lichtverlustes, der durch Reflexion an den zwei hinzugetretenen Linsen entsteht, und wegen des kleineren Gesichtsfeldes wendet man dieses Okular bei wissenschaftlichen Instrumenten nicht an.

3. Reflektoren.

Bei den bisher betrachteten Fernrohren wird das Bild des Objekts durch Brechung (Refraktion) in Glaslinsen erzeugt, und sie heißen daher auch kurz *Refraktoren*; bei der zweiten Gattung, den *Reflektoren* oder

Spiegelteleskopen, entsteht das Bild durch Zurückwerfung (Reflexion) an einem konkaven Spiegel. Die Erfindung dieses Instruments wird auf Nikolas Zuechius zurückgeführt, der schon 1616 durch die Verbindung eines Spiegels mit einer Glaslinse ein Spiegelteleskop zustande gebracht haben soll. Newton und Gregory haben das Spiegelteleskop aber jedenfalls zuerst in die Astronomie eingeführt. Newton empfahl es deshalb, weil die Farbenabweichung (vgl. S. 111) bei Instrumenten dieser Art wegfällt. Treffen parallele Strahlen auf einen Konkavspiegel M (Fig. 49),

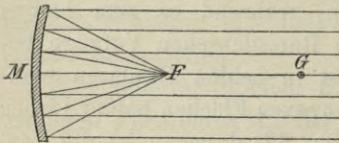


Fig. 49.

so werden dieselben alle im Brennpunkte F vereinigt, der in der Mitte zwischen Spiegelfläche und Krümmungsmittelpunkt G liegt. Soll eine absolut genaue Vereinigung in einem Punkte erzielt werden, so muß der Querschnitt des Spiegels eine Parabel sein, und der Punkt F ist dann der Brennpunkt der Parabel. Gehen die Strahlen von verschiedenen Punkten eines Objekts aus, so entsteht, ähnlich wie bei der Brechung in Linsen, ein umgekehrtes Bild in der Fokalebene, senkrecht zur Spiegelachse MG . Dieses Bild wird dann wieder durch ein vergrößerndes Okular betrachtet.

Hier entsteht nun eine Schwierigkeit. Das Bild liegt auf derselben Seite des Spiegels wie das Objekt, und das Okular wie das beobachtende Auge müßte sich daher, um das Bild direkt zu sehen, zwischen F und G , in den Lichtstrahlen selbst, befinden. Dann würde aber ein großer Teil des auffallenden Lichtes durch den Beobachter weggenommen werden, und außerdem würde die Schärfe des Bildes in hohem Grade leiden. Um dieser Schwierigkeit zu entgehen, sind nun drei wesentlich verschiedene Arten von Reflektoren vorgeschlagen und ausgeführt worden:

1. Der Spiegel M ist in der Mitte durchbohrt, und die vom Spiegel reflektierten Strahlen werden kurz nach ihrer Vereinigung im Brennpunkte F durch einen kleinen zweiten Hohlspiegel S_1 (Fig. 50), der in der Achse des Rohres, an dessen einem Ende sich der Hauptspiegel M befindet, angebracht ist, aufgefangen und so reflektiert, daß sie sich in dem Punkte F_1 vereinigen und nun das in der Brennebene F_1 entstehende Bild eines fernen Gegenstandes mit dem Okular o betrachtet werden kann. Diese der Idee nach älteste Form rührt von James Gregory her, der, sowie Mersenne, noch vor Newton Spiegelteleskope

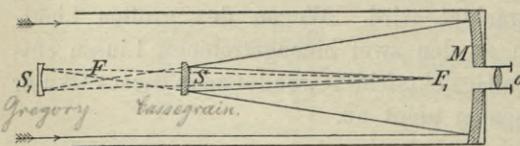


Fig. 50.

Die Lösung der Schwierigkeit ist durch die Gregory-Form (Fig. 50) erreicht, bei der ein kleinerer Spiegel S_1 die Strahlen vor ihrer endgültigen Vereinigung im Brennpunkt F des Hauptspiegels M in einem zweiten Brennpunkt F_1 des kleineren Spiegels S_1 reflektiert. Dies ermöglicht die Beobachtung des Bildes durch ein Okular o ohne dass die Beobachter den Lichtstrahlen selbst in den Weg tritt.

zu bauen versuchte. Diese Instrumente heißen daher Gregorysche Reflektoren.

Der Reflektor von Cassegrain unterscheidet sich vom Gregoryschen nur dadurch, daß an Stelle des Konkavspiegels S_1 ein Konvexspiegel S (Fig. 50) und zwar vor der Vereinigung der vom Hauptspiegel M im Brennpunkte F gesammelten Strahlen wiederum in der Achse des Rohres aufgestellt und befestigt ist. Die Brennweite des Spiegels wird dadurch verlängert und eine Vereinigung der Strahlen findet erst in F_1 statt. Diese Form hat den Vorzug, daß das Teleskop kürzer ist; sie hat die ursprüngliche Gregorysche vollständig verdrängt.

2. Beim Newtonschen Reflektor ist die für die Herstellung eines möglichst guten Spiegels wenig günstige Durchbohrung in der Mitte auf-

gegeben worden. Vor der Vereinigung der Strahlen im Brennpunkte F (Fig. 51) werden dieselben durch einen unter 45° gegen die Achse des Teleskops geneigten Planspiegel oder durch ein totalreflektierendes Glas-

prisma um 90° abgelenkt, und der Vereinigungspunkt der Strahlen wird nach F_1 verlegt. In dem seitlich durchbrochenen Rohre befindet sich das Okular o .

3. Bei dem größten von W. Herschel gebauten Spiegelteleskop ist der große Spiegel M etwas gegen die Fernrohrachse geneigt, so daß die Strahlenvereinigung in einem Punkte erfolgt, der nicht mehr in der Achse des Rohres, sondern am Rande desselben liegt. Der Beobachter betrachtet das dort entstehende Bild mit einem Okular. Nur bei den großen Dimensionen des Herschelschen Reflektors war eine derartige Einrichtung, die auch unter dem Namen »Front-view-Teleskop« bekannt ist, weil der Beobachter von vorn in das Instrument sieht, zulässig (vgl. Fig. 58). Bei kleinen Instrumenten würde der Kopf des Beobachters einen zu großen Teil des vom Objekt kommenden und vom Hohlspiegel zu sammelnden Lichtes fortnehmen.

4. In neuerer Zeit ist noch eine sehr vorteilhafte Kombination des Reflektors von Cassegrain mit dem von Newton in Anwendung gebracht worden, die in Fig. 52 dargestellt ist. Der Spiegel ist nicht durch-

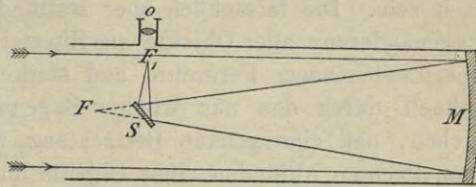


Fig. 51.

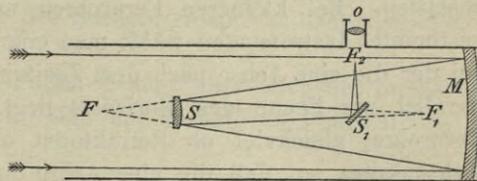


Fig. 52.

bohrt (Newton); vor dem Brennpunkt F ist ein Konvexspiegel S

*Mangelt
Linsbohrung*

*Ringige
Lins (mit),
Abwickelger-
geh.*

*Cassegrain-
Newton.*

(Cassegrain) angebracht, der die Brennweite des Spiegels M verlängert. Vor dem zweiten Vereinigungspunkt F_1 werden die Strahlen mit dem unter 45° gegen die Achse des Rohres geneigten kleinen Planspiegel S_1 (Newton) abgelenkt und in der Nähe der Wandung des Teleskoprohres in F_2 vereinigt. Das in dieser Brennebene entstehende Bild kann dann wieder durch eine im Rohre angebrachte Öffnung mit dem Okular o beobachtet werden.

4. Die Aufstellung des Fernrohres.

Drehte sich die Erde nicht um ihre Achse, und erschiene daher jeder Stern täglich und stündlich in derselben Richtung, so würde die Aufgabe, große Fernrohre zweckmäßig aufzustellen und zu gebrauchen, sehr einfach sein. Die tatsächlich aber stattfindende, gleichmäßig fortdauernde Lagenänderung aller Objekte am Himmel erschwert den Gebrauch, indem bei feststehendem Fernrohre und starker Vergrößerung die Gestirne so schnell durch das nur wenige Bogenminuten umfassende Gesichtsfeld ziehen, daß eine genaue Betrachtung unmöglich ist. Aber auch schon zum leichten Auffinden eines Objekts mit dem Fernrohre sind besondere Vorrichtungen erforderlich, da man sonst geraume Zeit verschwenden kann, ehe man selbst helle Gestirne im Gesichtsfelde hat, und schwache, dem bloßen Auge kaum oder gar nicht wahrnehmbare Objekte oft ganz vergebens suchen wird. Man begreift daher, daß zweierlei erforderlich ist, damit ein großes astronomisches Fernrohr brauchbar wird: erstens ein Mittel, das Fernrohr auf ein bestimmtes Objekt, gleichviel ob es dem bloßen Auge sichtbar ist oder nicht, genau einstellen zu können, und zweitens die Möglichkeit, mit dem Fernrohre dem Gestirn in seiner täglichen Bewegung folgen zu können, so daß man es dauernd im Gesichtsfelde behält.

Um den ersteren Zweck zu erreichen, haben fast alle Aufstellungen oder *Montierungen* von Fernrohren, die zum Aufsuchen und Beobachten zölestischer Objekte dienen sollen, die Eigentümlichkeit, daß sie eine Bewegung des Fernrohres um zwei aufeinander senkrecht stehende Achsen gestatten. Bei kleineren Fernrohren und für ganz besondere Zwecke bestimmten Instrumenten wählt man eine Orientierung des Achsenkreuzes, bei der die eine Achse nach dem Zenit gerichtet ist, während die andere parallel zur Ebene des Horizonts liegt. Bei der Aufstellung größerer Fernrohre, gleichviel ob Refraktoren oder Reflektoren, legt man das Achsenkreuz so, daß die eine Achse nach dem Pole zeigt. Ihre Lage wird daher für verschiedene Orte auf der Erde nicht die gleiche Neigung gegen den Horizont haben, für einen bestimmten Ort aber eine bleibende sein. Die zweite Achse liegt parallel zum Äquator. Man nennt diese

Anforderungen

1.

2.

Anforderungen ad 1.

Prinzip:

a.

Zenit-Horizont

b.

Pole, Äquator

Art der Aufstellung eine parallaktische oder äquatoriale Montierung. Sie bietet große Vorteile, die darin begründet sind, daß die scheinbare Bewegung der Gestirne infolge der täglichen Drehung der Erde ebenfalls um die Polachse stattfindet.

Die Art und Weise, wie diese Montierung praktisch zur Ausführung gebracht wird, ist sehr verschieden und läßt sich am besten an der Hand der folgenden schematischen Darstellungen Fig. 53 bis Fig. 57 erkennen. Wir beginnen mit der ältesten, in größerer Vollendung zuerst von Fraunhofer ausgeführten Konstruktion, die noch heute die am weitesten verbreitete ist. Das Fernrohr *Oo* (Fig. 53), dessen Objektiv *O*, dessen Okular *o* ist, sitzt rechtwinklig an der Deklinationsachse *AB* und ist mit derselben fest verbunden. Letztere wird durch zwei Lager *a* und *b* an dem Metallstücke *g* gehalten und ist in denselben drehbar; *g* ist wiederum fest mit der Rektaszensions- oder Stundenachse *CD* verbunden, die in den Lagern *c* und *d* drehbar ist. Die Lager befinden sich an dem Kopfstücke eines gemauerten, senkrecht aufgeführten Pfeilers oder einer Eisensäule *E*; dieses Kopfstück ist je nach der Polhöhe des Ortes, an dem die Aufstellung erfolgen soll, so geformt, daß die Stundenachse *CD* unter dem Polhöhenwinkel gegen den Horizont geneigt ist*). Um Objekte leichter zu finden, verbindet man mit größeren Fernrohren einen sogenannten Sucher (*S*, Fig. 53), d. h. ein am Okularende des großen Fernrohrs diesem parallel befestigtes, wesentlich kleineres Fernrohr mit schwacher Vergrößerung und großem Gesichtsfelde. Der Mitte des Gesichtsfeldes des Suchers entspricht dann das Gesichtsfeld des großen Fernrohrs.

In vielen, ja in den meisten Fällen genügt aber auch der Sucher nicht, um Objekte leicht zu finden. Man hat deshalb an Deklinations-

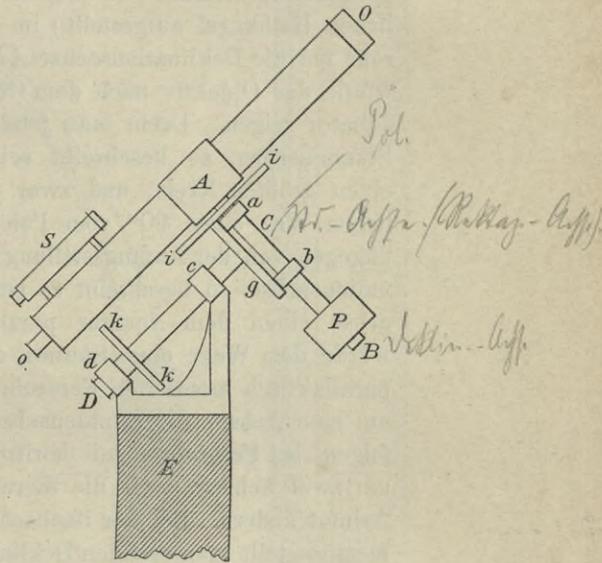


Fig. 53.

*) Das Metallstück *g*, welches die Lager *a* und *b* trägt, wird in neuerer Zeit meist als Büchse ausgebildet. Man spricht daher häufig von einer Deklinationsbüchse und eventuell auch von einer Rektaszensionsbüchse, wenn nämlich die Lager *c* und *d* sich ebenfalls in einer Büchse befinden.

und Stundenachse geteilte Kreise *ii* bzw. *kk* angebracht, die gleichsam Abbilder größter Kreise am Himmel sind (s. Kap. II), und mit deren Hilfe die aufzusuchenden Objekte direkt eingestellt werden können. Das erhebliche Gewicht der verschiedenen asymmetrisch liegenden Teile eines großen Fernrohrs erfordert zur Herstellung des Gleichgewichts eine Anzahl von Gegengewichten, von denen das hauptsächlichste, zur Balancierung des Tubus dienende (*P*), am freien Ende der Deklinationsachse sitzt.

In der Figur zeigt das Fernrohr, da es parallel der Stundenachse gestellt ist, nach dem Pole. Der Beschauer des in der Figur dargestellten Instruments befindet sich (angenommen, das Instrument sei auf der nördlichen Halbkugel aufgestellt,) im Osten. Denkt man sich nun das Fernrohr um die Deklinationsachse *AB* nach vorn genau um 90° gedreht, so würde das Objektiv nach dem Ostpunkte, also auch nach dem Himmelsäquator zeigen. Dreht man jetzt das Instrument allmählich nur um die Stundenachse, so beschreibt seine Visier- oder Absehnlinie am Himmel einen größten Kreis, und zwar den Äquator oder den scheinbaren täglichen Weg eines 90° vom Pole abstehenden Sternes. Drehen wir es dagegen von der Anfangsstellung aus um weniger als 90° um die Deklinationsachse, so beschreibt es bei nachheriger Bewegung um die Stundenachse einen dem Äquator parallelen kleineren oder Parallelkreis und würde dem Wege eines Sternes, der sich in diesem befindet, folgen. Bei parallaktisch montierten Fernrohren ist demnach immer nur die Drehung um eine Achse, die Stundenachse, erforderlich, um einen Stern zu verfolgen, bei Fernrohren mit horizontaler Montierung dagegen eine Drehung um zwei Achsen, weil die Sterne stets sowohl ihre Höhe als auch ihr Azimut ändern. Bei der Beobachtung an parallaktisch montierten Instrumenten stellt man erst den Deklinationskreis ein, in dem sich das Gestirn befindet, und bringt darauf das Fernrohr durch Bewegung um die Stundenachse in den richtigen Stundenwinkel, der durch die Zeit und die Rektaszension des Gestirnes bestimmt ist und sich mit ersterer gleichförmig ändert.

ad l. Um das zu beobachtende Objekt immer im Gesichtsfelde zu erhalten, also der zweiten der oben erwähnten Bedingungen zu genügen, sind größere Fernrohre in der Regel mit einem Uhrwerk versehen, welches an Stelle der Hand die Stundenachse mit gleichmäßiger Geschwindigkeit dreht, und zwar in 24 Stunden um 360° . Der Angriffspunkt für das Uhrwerk, ein gezahnter Kreis, liegt entweder in der Nähe des geteilten Kreises an der Stundenachse, ist wohl auch gleich mit demselben verbunden, oder oberhalb des Lagers *c* der Stundenachse, zwischen diesem und der Deklinationsbüchse.

Die Fraunhofersche oder *deutsche Montierung* besitzt nur den einzigen Übelstand, daß bei Beobachtungen in der Nähe des Zenits der Pfeiler oder die Säule, auf der das Achsenkreuz ruht, im Wege sein kann, so daß man gezwungen ist, die Beobachtungen zu unterbrechen, um nach Umlegung des Fernrohres auf die andere Seite der Säule weiter zu beobachten. Bei den meisten astrometrischen Beobachtungen hat das nicht viel mehr auf sich als einen kleinen Zeitverlust; wird das Fernrohr jedoch, wie das in neuerer Zeit vielfach der Fall ist, zu photographischen Auf-

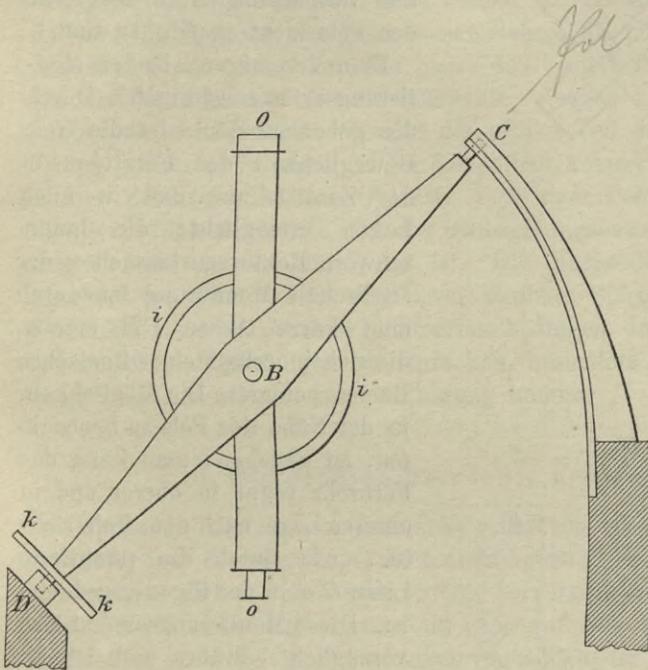


Fig. 54.

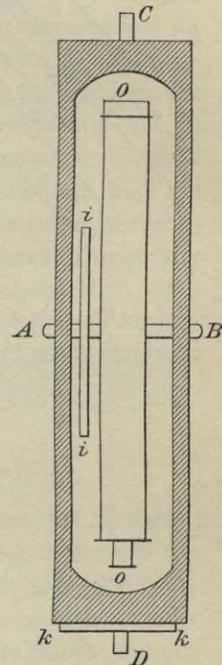


Fig. 55.

nahmen zölestischer Objekte gebraucht, so ist eine Unterbrechung der Beobachtung nicht zulässig. Da nun photographische Aufnahmen vorteilhafterweise in möglichst großen Höhen, also häufig in der Nähe des Zenits, vorgenommen werden und oft stundenlang dauern, ist man für Instrumente, die vorwiegend zu photographischen Zwecken dienen, auf eine ältere Form der äquatorialen Montierung, die in England früher vielfach in Gebrauch war (*englische Montierung*), zurückgegangen. Aus Fig. 54 ist die Anordnung ersichtlich. Die Rektaszensionsachse CD ist außerordentlich lang, länger als das Fernrohr; sie ist so durchbrochen, daß sie eine Art Rahmen bildet, in dem sich das Fernrohr in Deklination

bewegen kann (siehe Fig. 55). Nach der angegebenen Richtung hin bietet diese Anordnung Vorteile. Die Konstruktion der Rektaszensions-

achse in ausreichender Stabilität ist jedoch schwierig, und die zwei weit auseinanderstehenden Pfeiler bringen verschiedene Nachteile mit sich; der größte Nachteil dieser Montierung besteht aber darin, daß Beobachtungen in der Nähe des Pols nicht ausführbar sind.

Eine Vereinigung beider Montierungsarten zeigt Fig. 56. Durch die gebogene Säule ist die freie Beweglichkeit des Fernrohrs in der Zenitstellung und in allen Lagen ermöglicht; die lange, schwere Rektaszensionsachse der englischen Montierung ist durch eine kurze Achse CD ersetzt, die sich innerhalb einer konischen Büchse befindet. Die Möglichkeit, in der Nähe des Pols zu beobachten, ist gegeben; man kann das Fernrohr sogar in oberer und in unterer Lage nach dem Pole richten, wie durch die punktierte Linie $O'o'$ in der Figur angedeutet ist. Diese Montierungsart hat sich vorzüglich bewährt und ist für mittelgroße Instrumente bis zu 4 m Länge sehr zu empfehlen. Die punktierte Linie FF gibt die Lage des Fußbodens an.

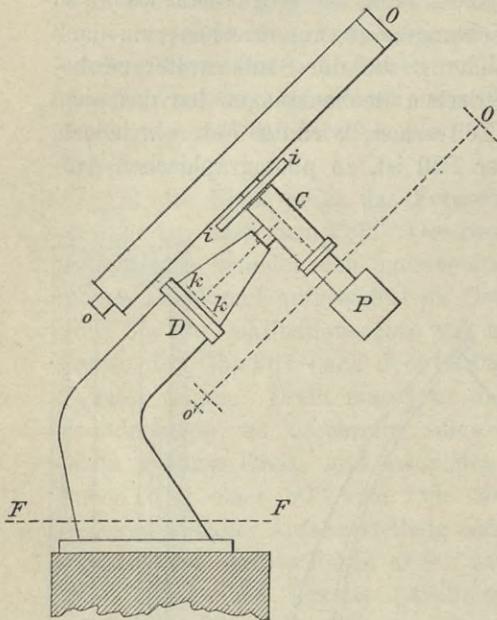


Fig. 56.

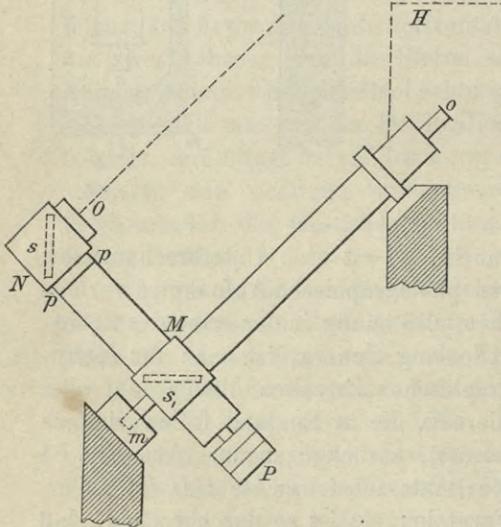


Fig. 57.

Fig. 57 endlich stellt eine ganz abweichende Form äquatorialer Montierung dar, die unter dem Namen Equatorial coudé bekannt ist. Das Rohrstück om bildet die in der Polrichtung gelegene Rektaszensionsachse. Der zweite Rohrteil steht senkrecht auf dem

ersten; das Verbindungsstück beider Rohre ist ein Hohlwürfel M . Am Ende des zweiten Rohrstückes befindet sich ein zweiter Hohlwürfel N , der das Objektiv O und einen unter 45° zur Rohrachse geneigten Spiegel s trägt. Bei p ist der Würfel N um die Achse des zweiten Rohres drehbar, und die Drehung entspricht der Deklinationsbewegung des Fernrohrs. Das Gewicht P balanciert das zweite Rohrstück bei der Drehung in Rektaszension um die Achse om aus. Die auf das Objektiv fallenden Lichtstrahlen werden von dem Spiegel s nach dem Spiegel s_1 reflektiert und gelangen von dort nach dem Okular o . Es ist leicht zu erkennen, daß bei der Drehung des gebrochenen Rohres das Okular unverändert an derselben Stelle bleibt, und das bietet den Vorteil, daß man den Okularteil des Fernrohrs mit einem Schutzhause versehen kann, in welchem der Beobachter sich aufhält, während der größte Teil des Fernrohrs sich im Freien befindet; ein kostspieliger Kuppelbau kommt demnach in Wegfall. In der Zeichnung ist das Objektiv nach dem Pole gerichtet, und die punktierte Linie deutet an, daß das Beobachtungshaus H bei den Beobachtungen nicht störend im Wege ist. Die Nachteile dieser Einrichtung bestehen vor allem darin, daß zwei kostbare Spiegel erforderlich sind, die einmal einen erheblichen Lichtverlust bedingen, dann aber auch häufige und mühsame Justierungen beanspruchen, besonders wenn das Instrument in großen Dimensionen zur Ausführung kommt.

5. Die größten Fernrohre neuerer Zeit.

Zwischen Refraktor und Reflektor hat von jeher eine Art Wettstreit stattgefunden, der auch heute noch nicht beendigt ist und fortdauernde Anstrengungen und entsprechende Erfolge hervorgerufen hat; jede Errungenschaft in einem Gebiete wurde bald auch auf dem anderen erreicht oder übertroffen, so daß wir abwechselnd von Zeiten der Refraktoren und von solchen der Reflektoren sprechen können.

Die Spiegelteleskope Newtons und seiner Zeitgenossen, mit Spiegeln von nur wenigen Zoll Durchmesser, leisteten kaum soviel als die durch ihre Länge freilich unbehilflichen Refraktoren, wie sie Huygens benutzte. Wäre die Kunst des Glasschmelzens weiter gediehen gewesen, so hätte man auch ein vollständiges Zurückdrängen der Reflektoren durch die späteren achromatischen Refraktoren erwarten können. Aber selbst zu Dollonds Zeiten (um 1750) war es unmöglich, Glasscheiben aus Flintglas von mehr als einigen Zoll Durchmesser rein und gleichförmig herzustellen. Ein guter farbenfreier Refraktor von mehr als 5 cm bis 6 cm Öffnung gehörte damals zu den Seltenheiten, und die Achromaten dieser Zeit übertrafen daher in ihren Leistungen die langen Fernrohre des 17. Jahrhunderts

nur sehr wenig. Da beim Schleifen der Metallspiegel nicht so große Schwierigkeiten zu überwinden waren, so mußte man, wo es sich um große Lichtstärke, also große Öffnungen handelte, auf den Reflektor zurückkommen. Indessen erst nach der Mitte des 18. Jahrhunderts gelang es dem Scharfsinn und der unermüdlichen Geduld eines Mannes, Reflektoren zu konstruieren, die hinsichtlich ihrer optischen Kraft auch die besten Dollond'schen Refraktoren weitaus übertrafen.

Wilhelm Herschel, damals Organist und Musiklehrer in Bath bei Bristol, kam um 1766 zufällig in den Besitz eines Gregory'schen Reflektors von nur zwei Fuß Länge. Der Anblick des Sternenhimmels, den ihm dieser gewährte, erregte in ihm den lebhaften Wunsch, ein ähnliches, aber noch größeres und besseres Instrument zu besitzen; die von den Londoner Optikern geforderten Preise überstiegen aber seine geringen Mittel sehr erheblich, und er entschloß sich deshalb, selbst eins zu verfertigen. Nach vielen vergeblichen Versuchen und Experimenten, um die bestreflektierenden Metallegierungen zu finden, und nach langen Anstrengungen gelang ihm endlich 1774 die Vollendung eines siebenfüßigen*) Reflektors Newton'scher Art. Hierbei beruhigte er sich aber nicht, und selbst ein 20füßiges Teleskop, das 1783 vollendet wurde, genügte ihm noch nicht; das größte und beste Spiegelteleskop, welches überhaupt möglich sei, wollte er anfertigen, und so schliff er, unterstützt von seinem Bruder Alexander, Spiegel in großer Zahl und von verschiedenster Brennweite**). Die Mehrzahl von diesen erwies sich zwar als unvollkommen; aber er ließ sich nicht abschrecken und schliff und polierte nur immer eifriger, und jeder Versuch führte ihn vorwärts. Die Munifizenz König Georgs III., der auf den Musiker-Astronomen aufmerksam geworden war, gewährte ihm jetzt durch ein Jahresgehalt von 200 £ die Mittel, sich dauernd der Astronomie zu widmen. Sie trieben ihn zu immer weiteren Anstrengungen und neuen Erfolgen, die in dem Bau des großen Teleskops von 39 engl. Fuß Länge mit vierfüßigem Spiegel (1785—1789) ihren Abschluß fanden.

Es zeigte sich, daß hiermit die Grenze praktischer Brauchbarkeit erreicht war. Der Beobachter mußte (vgl. Fig. 58), 10 m hoch und mehr, in freier Luft in einem Kasten schweben, welcher groß genug war, ihn sowie auch alle zu den Beobachtungen erforderlichen Hilfsinstrumente aufzunehmen; dieser Kasten mußte den Bewegungen des Teleskops folgen,

*) So gibt Herschel selbst an; nach anderem Bericht war sein erstes, 1774 verfertigtes Teleskop ein fünfzüßiges.

***) Nach eigener Aussage verfertigte er während der 15 Jahre seines Aufenthaltes in Bath 200 Spiegel von sieben, 150 von zehn und etwa 80 von zwanzig Fuß Brennweite.

die bei dem enormen Gewichte des Instruments nur durch mehrere Gehilfen ausgeführt und einigermaßen gleichmäßig erhalten werden konnten. Hierzu trat noch die Schwierigkeit, dem großen Spiegel die richtige Gestalt zu bewahren, da bereits die Temperaturänderungen während einer einzigen Nacht in dieser Hinsicht oft schädliche Wirkungen ausübten. So darf es nicht wundernehmen, daß Herschel sein größtes Teleskop nicht sehr viel benutzte und selbst bei der Untersuchung sehr schwieriger und schwacher Objekte (wie vieler Nebel) häufig 20füßige und selbst kleinere Instrumente

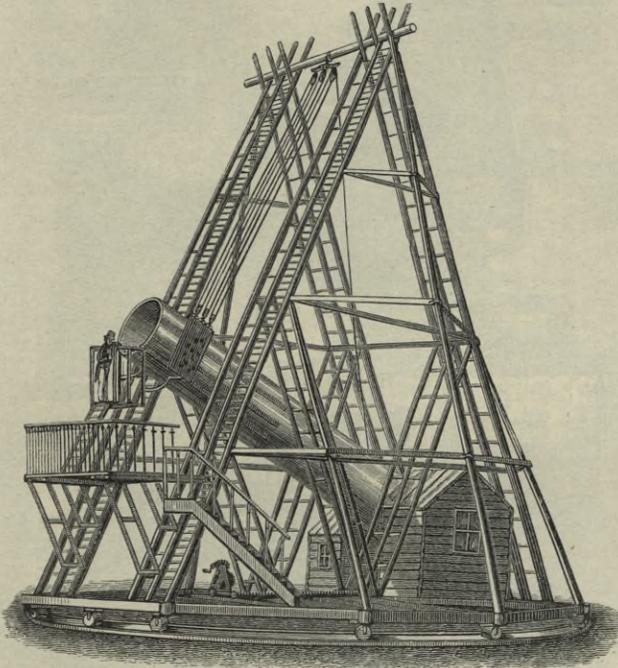


Fig. 58. Großes Teleskop von W. Herschel.

vorzog. Im Jahre 1839 wurde das Teleskop von Sir John Herschel, dem großen Sohne des großen Beobachters, auseinandergenommen und nach einer Familienfeier im Innern des Tubus für immer zur Ruhe gebracht. Der Spiegel, sowie Teile der Maschinerie und des Tubus sind noch jetzt in Slough, dem Stammsitze der Herschelschen Familie, zu sehen.

Der einzige unmittelbare Nachfolger Herschels in der Konstruktion großer Spiegelteleskope war sein Sohn, Sir John Herschel. Indessen verfertigte er nur wenige und darunter keins von mehr als 20 Fuß Länge; er hat aber mit einem solchen den größten Teil seiner zahlreichen und wertvollen Beobachtungen angestellt.

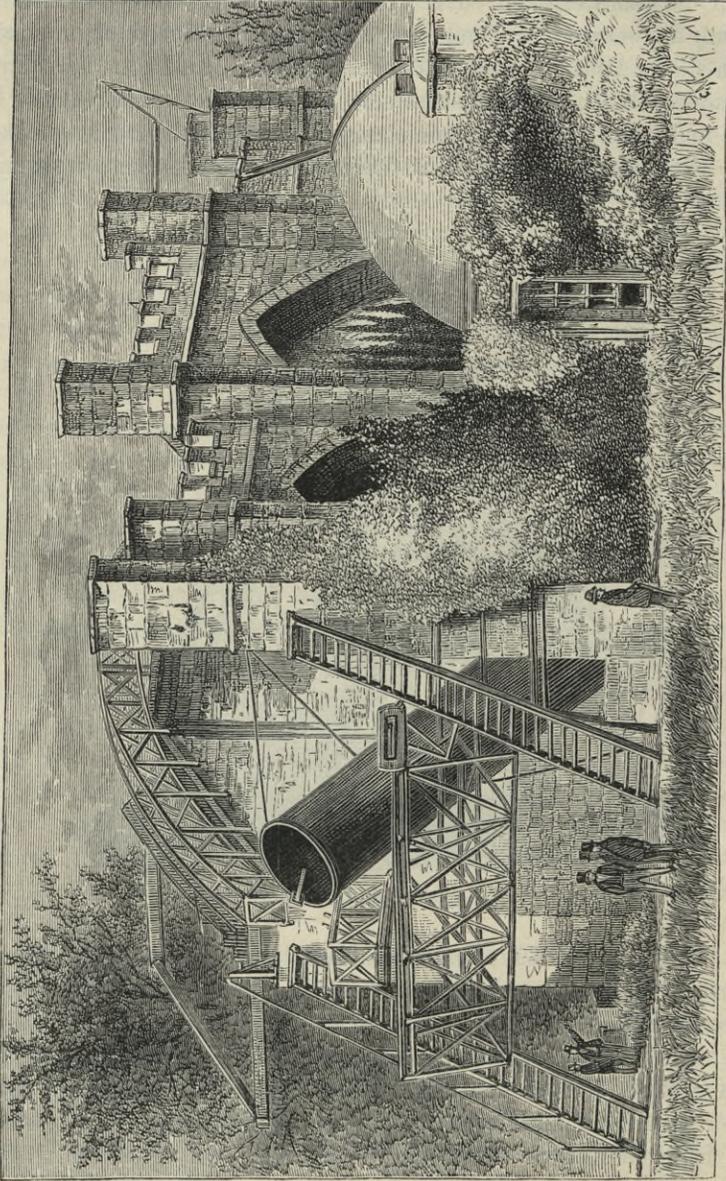


Fig. 59. Teleskop von Lord Rosse zu Parsonstown in Irland.

Bis gegen das Ende des 18. Jahrhunderts war, wie wir gesehen haben, die Herstellung großer, homogener Scheiben von Flintglas und damit diejenige größerer Achromaten unmöglich gewesen. Im Anfange des vorigen Jahrhunderts erfand nun aber der Schweizer Guinand eine Methode, nach der Flintglasscheiben von bisher unerreichter Größe und Reinheit hergestellt werden konnten. Auf Veranlassung Utzschneiders, des Begründers eines optischen Instituts in München, siedelte Guinand 1807 nach Benediktbeuren über und lieferte nun von dort das Rohmaterial an den jungen genialen Fraunhofer, welcher kurz zuvor als Gehilfe in das Institut eingetreten war. Die Verbindung dieser beiden Männer und vor allem die feinen Untersuchungen Fraunhofers auf dem Gebiete der theoretischen und der praktischen Optik inaugurierten eine neue Ära in der Konstruktion der Achromaten und verschafften dem Münchener Institut bald einen Weltruf. Selbst die kleineren Fernrohre übertrafen die Dollond'schen, welche bis dahin das Feld beherrscht hatten, erheblich, und die großen Refraktoren von 24 cm Öffnung und 4 m Brennweite, die das Institut 1824 für Dorpat, 1837 für Berlin lieferte, konnten hinsichtlich ihrer Lichtstärke selbst mit den Herschelschen Teleskopen mittlerer Größe recht gut verglichen werden. Durch ihre vorzügliche mechanische Einrichtung, ihre verhältnismäßige Kürze, ihre Festigkeit im Bau und durch die hier zum erstenmale versuchte Anwendung von Uhrwerken zum exakten Bewegen der Instrumente waren aber die Fraunhoferschen Refraktoren zur astronomischen Messung, die den Wert einer Beobachtung in erster Linie bedingt, so viel mehr geeignet, daß sie die Spiegelteleskope, zumal auf dem Kontinent, bald gänzlich verdrängten. Mit Fraunhofer und Utzschneider und deren Nachfolgern Merz und Mahler (Fraunhofer starb 1826) beginnt die Epoche der Refraktoren, die auch heute noch andauert, nur gelegentlich durch bedeutende Leistungen auf dem Gebiete der Reflektoren unterbrochen.

Während auf dem Kontinent und in Amerika der »Merzsche Refraktor« fast unumschränkt herrschte und selbst in England an öffentlichen Sternwarten Eingang fand, bemühten sich reiche und hochsinnige Privatmänner des meerbeherrschenden Inselreiches, die von den beiden Herschel begründeten Methoden des Spiegelschleifens und die Herstellung riesiger Spiegelteleskope weiter zu vervollkommen. Den größten Schritt tat hier (1845) Lord Rosse, Earl of Parsonstown, mit dem Bau eines Reflektors von 17 m Brennweite und 1.8 m Spiegeldurchmesser (Fig. 59), der auch heute noch in seinen Dimensionen unübertroffen dasteht. Die Montierung des mächtigen Instruments weicht sehr von der Herschelschen (Fig. 58) ab. Der Tubus steht zwischen zwei starken Mauern, die eine seitliche Bewegung von nur ca. 10° nach beiden Seiten

vom Meridian zulassen. Nach oben (Norden) und unten (Süden) kann er durch eine sinnreiche Kombination von Drahtseilen in jede beliebige Poldistanz gebracht werden. Ist das Teleskop dann auf ein Objekt eingestellt, so wird es von einem außerordentlich kräftigen Uhrwerk mittels einer langen Schraube stetig nach Westen weitergeführt. Gewöhnlich wird es als Newtonscher Reflektor gebraucht, indem der Beobachter nahe dem oberen Ende von einer beweglichen Plattform aus seitlich in den Tubus blickt (vgl. Fig. 59). Ist die Höhe des zu be-

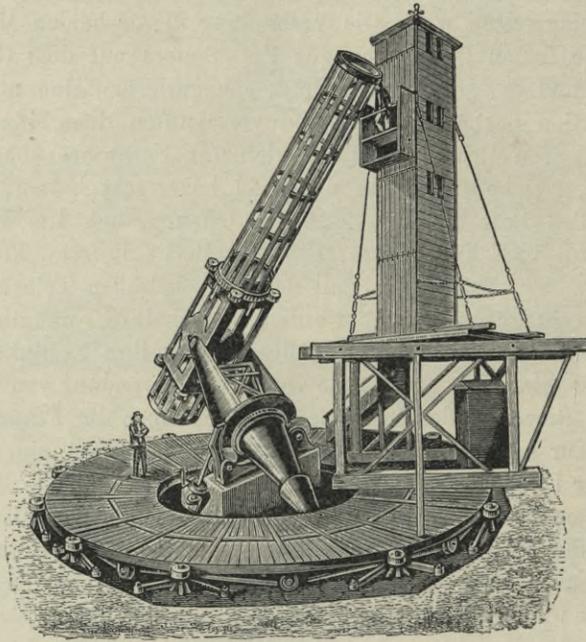


Fig. 60. Reflektor von Lassell.

trachtenden Gestirns, also die Neigung des Teleskops gegen den Horizont, größer als 45° , so besteigt der Beobachter von der Mauerkrone aus eine gebogene und nach der Öffnung des Tubus hin verschiebbare hölzerne Treppe. Dieses mächtige Instrument ist hauptsächlich zum Studium der Nebel, ferner für Zeichnungen der Planetenoberflächen und einzelner Mondlandschaften benutzt worden; eigentliche Messungen sind damit kaum möglich.

Von anderen großen, durch ihre Verfertiger wie durch ihre Leistungen und Entdeckungen bemerkenswerten Reflektoren verdienen vor allem die von William Lassell Erwähnung. Nahe zu gleicher Zeit mit Lord Rosse konstruierte er ein Teleskop mit einem zweifüßigen (61 cm) Spiegel von

großer Vollendung und entdeckte mit ihm zwei neue Satelliten des Uranus, die zu Zeiten allerdings auch von J. Herschel und O. Struve gesehen worden sein mögen. Ein später erbautes, größeres Teleskop, mit einem Spiegel von 1.2 m Öffnung, wurde 1863 auf Malta zu wertvollen Beobachtungen an Satelliten und Nebeln benutzt; seine in mancher Hinsicht eigentümliche Montierung zeigt Fig. 60. Leider hat der Besitzer das schöne Instrument kurz vor seinem Tode vernichtet.

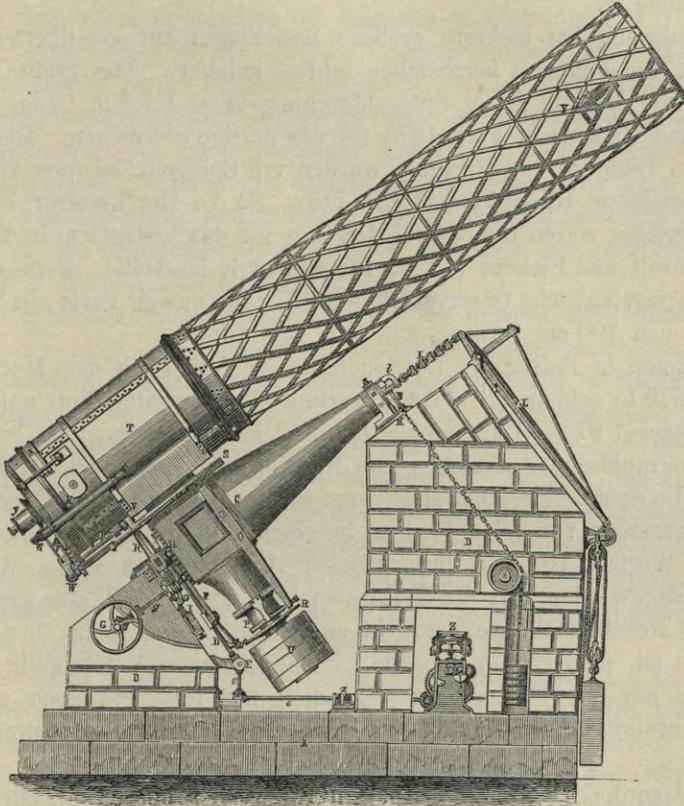


Fig. 61. Reflektor von Melbourne.

Die bisherigen großen Reflektoren hatten sämtlich das Okular am oberen Ende und erforderten daher, um einigermaßen benutzbar zu sein, einen komplizierten, schwerfälligen Apparat von Gerüsten und Treppen, dessen Handhabung und Benutzung ebenso unbequem als zeitraubend war. Diese Übelstände vermied Grubb in Dublin bei dem großen Reflektor von 1.2 m Spiegeldurchmesser, welchen er 1870 für die Sternwarte in Melbourne nach dem Cassegrainschen Prinzip erbaute. Die Fig. 61 gibt

eine Ansicht dieses durch vorzügliche mechanische Einrichtungen auch sonst ausgezeichneten Instrumentes in $\frac{1}{80}$ natürlicher Größe. Der Tubus T , dessen oberer, größerer Teil durchbrochen ist, enthält unten den großen Spiegel X , oben den kleinen, konvexen Spiegel Y , der die Lichtstrahlen zurück nach dem Okular y wirft. CN ist die Stundenachse, U das Gegengewicht am Ende der Deklinationsachse. Das Uhrwerk Z treibt das Teleskop mittels der Übertragungsstangen $xeeE$, des Kreissektors D und der Klemme F .

Frankreich hat mehrere größere Reflektoren mit versilberten Glasspiegeln, die Foucault herzustellen lehrte, geliefert. Das größte Instrument dieser Art von 1.2 m Spiegeldurchmesser und 7.3 m Länge bauten Martin und Eichens in Paris 1875 für die dortige Sternwarte. Die Sternwarten in Toulouse und Marseille wurden mit Spiegelteleskopen versehen, deren versilberte Glasspiegel 85 cm bzw. 80 cm Durchmesser besaßen; die Verfertiger waren Henry und Secretan für das Instrument in Toulouse und Foucault und Eichens für das Instrument in Marseille. Ferner erhielt das astrophysikalische Observatorium zu Meudon unweit Paris ein Spiegelteleskop von 100 cm Öffnung und 3 m Brennweite.

Common in Ealing bei London hatte im Verein mit dem Mechaniker Calver 1879 in seinem Privatobservatorium ein Spiegelteleskop aufgestellt, dessen Spiegel 91 cm Durchmesser hatte. Dieses Instrument ist besonders für photographische Aufnahmen von Nebelflecken verwendet worden, für welche die Spiegelteleskope sich vorzugsweise eignen infolge ihrer Eigenschaft, Strahlen von allen Farben in einem Punkte zu vereinigen, mit anderen Worten, frei von chromatischer Aberration zu sein. Wie wir später sehen werden, hat die Spektralanalyse gezeigt, daß eine große Anzahl von Nebeln nicht weißes Licht aussendet, in dem Licht aller Farben enthalten ist, sondern nur einzelne Lichtarten, deren Vereinigung in Refraktoren nur teilweise gelingt. Common hat 1891 ein noch größeres Instrument mit einem versilberten Glasspiegel von 152 cm Durchmesser errichtet.

In Amerika hat Henry Draper in Newyork größere Spiegelteleskope konstruiert. Das 1863 in seinem Privatobservatorium aufgestellte Instrument mit einem Silberglasspiegel von 40 cm Öffnung hat Berühmtheit erlangt durch die vorzüglichen Mondaufnahmen, die Draper damit ausgeführt hat. Ein 1872 vollendeter Reflektor hat einen Spiegel von 71 cm Durchmesser.

In neuester Zeit ist das vorher erwähnte Instrument von Common (Spiegel von 91 cm Öffnung und 5.3 m Brennweite), das in die Hände Crossleys gelangt war, dem Lickobservatorium auf dem Mount Hamilton in Kalifornien geschenkweise überwiesen worden. Von dem früheren

Direktor des Observatoriums James Keeler, der dem Spiegel eine sehr vorteilhafte Montierung gab und sich keine Mühe verdrießen ließ, eine möglichst sorgfältige Justierung des Instruments vorzunehmen, sind mit dem »Crossley-Reflektor« geradezu staunenswerte Erfolge auf dem Gebiete der zölestischen Photographie, speziell wieder von Nebelflecken und Sternhaufen, erzielt worden. Vor kurzem wurde von seiten der Licksternwarte ein von Brashear gebauter Reflektor mit Glassilberspiegel von 93 cm Öffnung und 5.3 m Brennweite bei Santiago in Chile aufgestellt.

Ein Spiegelteleskop mit einem Glasspiegel von 60 cm Öffnung und 2.4 m Brennweite besitzt das 1897 vollendete, am Lake Geneva nordwestlich von Chicago gelegene Yerkesobservatorium. Auch mit diesem Instrument sind bereits wertvolle photographische Aufnahmen hergestellt worden.

Deutschland, Rußland und Italien haben gegenwärtig kein Spiegelteleskop von Bedeutung aufzuweisen; für das astrophysikalische Observatorium auf dem Königstuhl bei Heidelberg ist jedoch ein größerer Spiegel bei Zeiß in Jena in Auftrag gegeben.

Von größeren Spiegelteleskopen, die aus neuerer Zeit stammen, ist noch zu erwähnen: ein Teleskop mit Glassilberspiegel von 91.5 cm Durchmesser, welches in Parsonstown, dem Besitze des Earl of Rosse, neben dem größten, oben besprochenen und in Fig. 59 dargestellten Spiegelteleskop in einer Kuppel seine Aufstellung gefunden hat und durch Untersuchungen über die Wärmeausstrahlung des Mondes, die damit angestellt wurden, bekannt geworden ist. Ferner besitzen Reflektoren: das Observatorium in Edinburg (Spiegel 61 cm Durchmesser, von Grubb in Dublin 1878 angefertigt), das Observatorium in Greenwich (Spiegel 76 cm Durchmesser) und das Observatorium in South Kensington (London) sogar zwei, mit Spiegeln von 91 cm und 76 cm Öffnung.

Ein wegen ausgezeichneter Leistungen bemerkenswertes Instrument ist das von Isaac Roberts, Starfield, Crowborough in der Grafschaft Sussex in England. Der Spiegel, von Grubb ausgeführt, hat 51 cm Öffnung und 2.5 m Brennweite. Infolge des Verhältnisses der Öffnung zur Brennweite von 1 : 5 ist der Spiegel außerordentlich lichtstark und zur Abbildung ausgedehnter, lichtschwacher Objekte (größerer Nebelflecke) besonders geeignet.

Es dürfte hier am Platze sein, hervorzuheben, daß für die Größe, die Mächtigkeit eines Refraktors oder Reflektors stets die Öffnung des Objektivs oder des Spiegels und nicht die Fokalweite entscheidend ist. Während bei Spiegeln für gewisse Beobachtungen sehr günstige, relativ geringe Fokalweiten möglich sind, kann man bei größeren Refraktoren mit Objektiven, die nur aus zwei Gläsern bestehen, nicht gut unter das Verhältnis von 1 : 15 für Öffnung zu Brennweite gehen; wir werden aus

den folgenden Mitteilungen über größere Refraktoren ersehen, daß in den meisten Fällen ein Verhältnis von 1 : 18, ja 1 : 20 gewählt worden ist. Bei großen dioptrischen Fernrohren ist eine Verkürzung der Brennweite relativ zur Öffnung nur durch Anwendung von Objektiven möglich, die aus mehr als zwei Linsen zusammengesetzt sind, und über die wir im Abschnitt »Photographie« zu sprechen Gelegenheit haben werden.

Mit den großen Refraktoren von 38 cm Öffnung, die Merz & Mahler 1840 für die Hauptsternwarte des russischen Reiches, Pulkowa bei St. Petersburg, sowie 1843 für die Sternwarte des Harvard College in Cambridge, Mass., anfertigten, schien im Bau der großen Achromaten das Äußerste erreicht. In der Tat beherrschte das berühmte Münchener Institut das Feld bis über die Mitte des vorigen Jahrhunderts hinaus. Um diese Zeit aber erstanden ihm zwei Rivalen, die bald Gleiches und, was die Dimensionen betrifft, selbst Größeres schufen. Der eine war Alvan Clark in Cambridgeport, Mass., der andere Cooke in York (England). Clarks kleinere Instrumente, von etwa 20 cm Objektivöffnung, wurden zuerst durch Dawes, einen der vorzüglichsten Liebhaberastronomen Englands, bekannt. Die ausgezeichneten Beobachtungen, die er damit anstellte, machten indessen bald die Landsleute Clarks auf diesen aufmerksam, und so erhielt er 1860 den Auftrag, für die Sternwarte der Mississippi-Universität einen großen Refraktor von 46 cm Öffnung zu bauen. Noch vor der Vollendung des Objektivs, das also die größten Merzchen um etwa 8 cm übertraf, gelang ihm mit diesem Instrumente die Entdeckung des von Bessel vorausgesagten Siriusbegleiters. Das Instrument, welches schließlich nicht in den Besitz der Mississippi-Universität, sondern in den der Universität von Chicago gelangte, zeichnet sich durch vorzügliche Bildschärfe aus und hat in den Händen Burnhams speziell unsere Kenntnis der Doppelsternwelt wesentlich bereichert.

Nicht lange sollte dieses Fernrohr den ersten Rang einnehmen. Im Jahre 1868 bauten Th. Cooke & Sons in York einen Refraktor von 63 cm Objektivöffnung, dessen Besitzer, Newall in Gateshead bei New Castle in Irland, in liberaler Weise die Benutzung durch andere, Astronomen von Fach wie Laien, gestattete. Gegenwärtig befindet sich das in den Besitz des Sohnes übergegangene Instrument in Cambridge (England) und wird besonders zu spektroskopischen Untersuchungen verwendet.

Aber auch der Cookesche Refraktor blieb nicht der größte. Die Herstellung homogener Flintglasscheiben von mehr als 60 cm Durchmesser war durch die Anstrengungen der Firma Chance Brothers & Co. in Birmingham sowie von Feil in Paris möglich geworden. Es machte nun aber auch die Herstellung größerer Scheiben des Crownlasses anfänglich Schwierigkeiten, die jedoch ebenfalls überwunden wurden, und so blieb

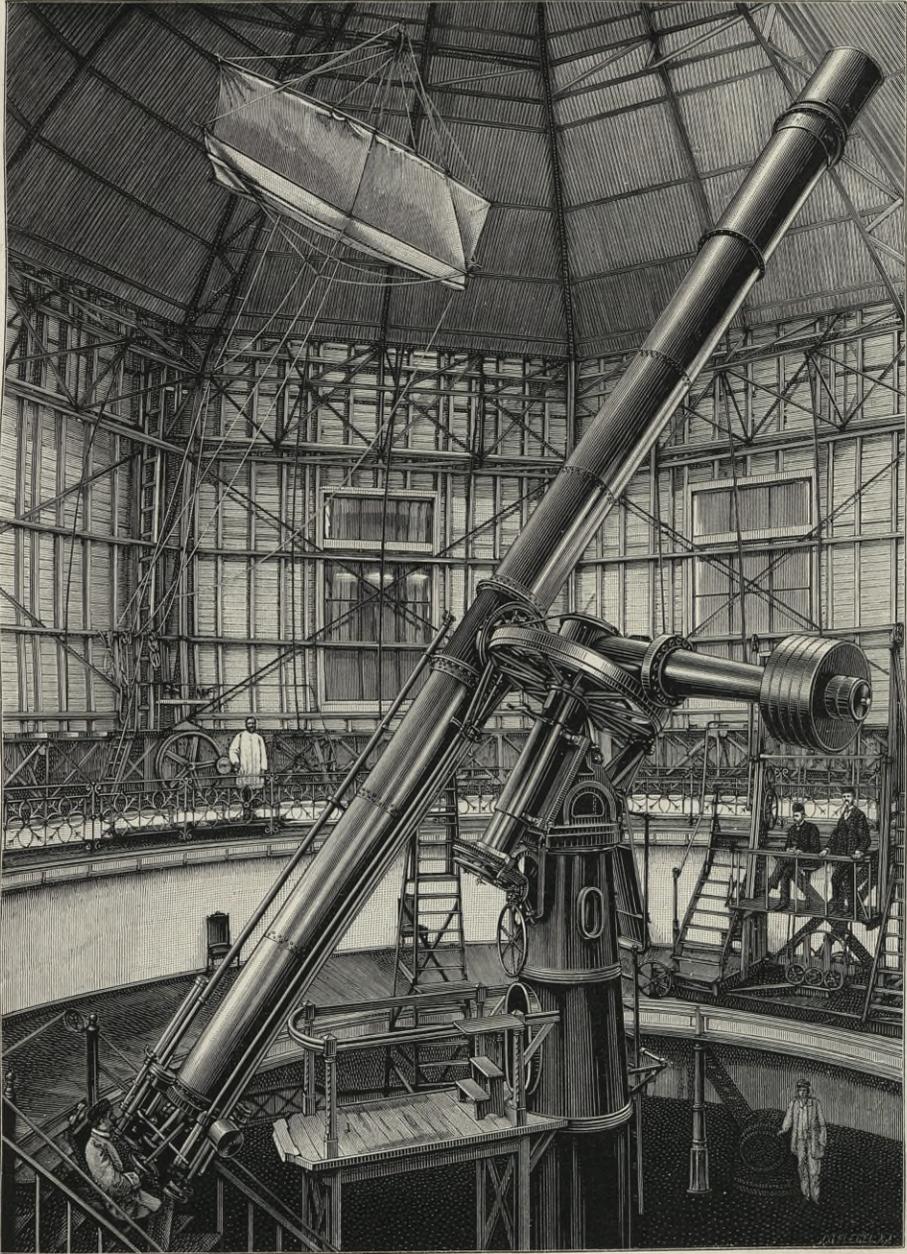


Fig. 62. Großer Refraktor der Sternwarte in Pulkowa.

es denn nur der Geschicklichkeit und Ausdauer der Optiker überlassen, den zentnerschweren Scheiben die zu einem achromatischen Objektiv erforderliche Gestalt zu geben. Während man bei der Herstellung eines Spiegels nur eine einzige Fläche möglichst richtig zu gestalten hat, sind bei einem Objektiv deren vier zu bearbeiten. Es ist erforderlich, vor der Anfertigung eines Objektivs sich erst eine genaue Kenntnis der Brechungsverhältnisse der Glassorten, die zur Verwendung kommen sollen, zu verschaffen; sodann sind selbst für eine erste Annäherung zeitraubende Berechnungen auszuführen, ehe an die Herstellung der Schalen, in welchen die Linsen geschliffen werden, gedacht werden kann. Nach Vollendung des Schliffes und der Politur kann dann weiter durch Prüfung an Sternen festgestellt werden, an welchen Teilen des Objektivs noch geringe Änderungen durch Nachpolieren, sogenanntes Retuschieren, vorgenommen werden müssen. Es hat sich nämlich herausgestellt, daß bei der Abkühlung großer Glasscheiben, wenn sie auch noch so langsam erfolgt, zwar sehr geringe, aber bei den großen Dimensionen der Linsen auf die Bilder stark wirkende Dichtigkeitsänderungen des Glases unvermeidlich sind. Bei den Retuschierarbeiten werden nun tatsächlich sehr große Anforderungen an die Ausdauer des ausführenden Künstlers gestellt, und langjährige Erfahrung ist erforderlich, um einen guten Erfolg zu verbürgen. Cooke in England hatte diese Aufgabe bereits gelöst; in noch vollkommenerer Weise ist es aber Clark in Amerika gelungen, allen Anforderungen, die im Bereiche des Möglichen lagen, gerecht zu werden, und zwar bei der Anfertigung eines Objektivs von 66 cm Öffnung für den Refraktor der Sternwarte zu Washington. Die Länge des Rohres dieses mächtigen Instruments beträgt 10 m, der Durchmesser des Drehturms, in dem es aufgestellt ist, über 12 m. Der Preis des Instrumentes mit allen Hilfsapparaten betrug 46000 Dollars oder 195000 Mark. Unter den großen Fernrohren der neuesten Zeit hat das zu Washington auf den verschiedensten Gebieten Erstaunliches geleistet, und durch die Entdeckung der Marsmonde durch Hall ist sein Ruhm auch in weitere Kreise gedrungen. Die Gestalt des Objektivs soll eine nahezu vollkommene sein, stören soll nur das bei so großen Refraktoren stärker bemerkbar werdende sekundäre Spektrum.

Einen Refraktor von gleicher Größe, wie der Washingtoner, hat Clark für McCormick in Chicago hergestellt, welcher das Instrument der Universität von Virginia geschenkt hat. Grubb in Dublin hat einen Refraktor von $68\frac{1}{2}$ cm für die Universitätssternwarte in Wien geliefert. Gleichfalls von Clark ist ein Objektiv von 76 cm Öffnung für die Pulkowaer Sternwarte mit einer Montierung von Repsold (Fig. 62) und ein zweites von $91\frac{1}{2}$ cm für das Lickobservatorium gefertigt worden. Beide Instrumente

haben sich bereits auf das vorzüglichste bewährt; besonders sind mit dem letzteren umfassende Ergebnisse auf dem Gebiete der Astrophysik erhalten worden.

Im letzten Jahrzehnt des verflossenen Jahrhunderts sind nun mehrere Sternwarten mit Instrumenten von ähnlichen und noch größeren Dimensionen, als die letzterwähnten, versehen worden. Obenan steht der Refraktor des nach seinem Stifter ernannten Yerkesobservatoriums in Nordamerika mit einem Objektiv von 102 cm Öffnung und einer Fokallänge von 19 m. Das Objektiv wurde von A. Clark, die Montierung von Warner und Swasey ausgeführt*). Das von Bischoffsheim gegründete Observatorium bei Nizza besitzt ein Fernrohr von 77 cm Öffnung und 16 m Brennweite, dessen Objektiv von den Gebrüdern Henry (Paris), dessen Montierung von Gautier (Paris) verfertigt worden ist. Auf dem Königlichen Observatorium zu Greenwich ist ein Fernrohr mit 71 cm Öffnung und 9 m Brennweite von H. Grubb in Dublin mit einer Montierung von Ransome & Simms aufgestellt worden. Dasselbe Observatorium hat noch ein zweites, für photographische Zwecke bestimmtes Instrument mit einem Objektiv von 66 cm Öffnung und 8 m Brennweite von Grubb erhalten.

Das Pariser Observatorium besitzt ein als Equatorial coudé montiertes Instrument mit einem Objektiv von 60 cm Öffnung und 18 m Brennweite, von Gautier und den Gebrüdern Henry angefertigt.

Anfang der achtziger Jahre des vorigen Jahrhunderts hatten die Gebrüder Henry in Paris ein Doppelfernrohr mittlerer Größe konstruiert, bei welchem das eine Objektiv für chemische, das andere für optische Strahlen achromatisiert worden war. Beide Fernrohre waren fest miteinander verbunden, und bei photographischen Aufnahmen diente das optische Rohr als Leitfernrohr, um während längerer Expositionen das Doppelrohr auf denselben Punkt des Himmels gerichtet halten zu können. Die schönen Erfolge, welche die Brüder Henry, namentlich bei photographischen Aufnahmen größerer Teile des Himmels, mit diesem Instrumente erzielten, gaben die Veranlassung zu einem jetzt in vollem Gange befindlichen internatio-

*) Auf der Pariser Weltausstellung 1900 ist ein noch größeres Fernrohr mit 125 cm großem Objektiv, das eine Brennweite von 60 m besitzt, von Gautier (Paris) ausgestellt gewesen. Das Rohr liegt horizontal, und das Licht der Gestirne wird durch einen großen Planspiegel auf das Objektiv geworfen. Was bisher über die Leistungen dieses Instruments bekannt geworden ist, läßt Zweifel an seiner wissenschaftlichen Verwendbarkeit auftreten. — Auch auf der Berliner Ausstellung von 1896 zu Treptow befand sich ein größeres Instrument mit 68 cm Objektivöffnung bei 21 m Brennweite und mit eigentümlicher Montierung, welches gegenwärtig dort noch aufgestellt ist und benutzt wird, weiteren Kreisen die Betrachtung zölestischer Objekte zu ermöglichen.

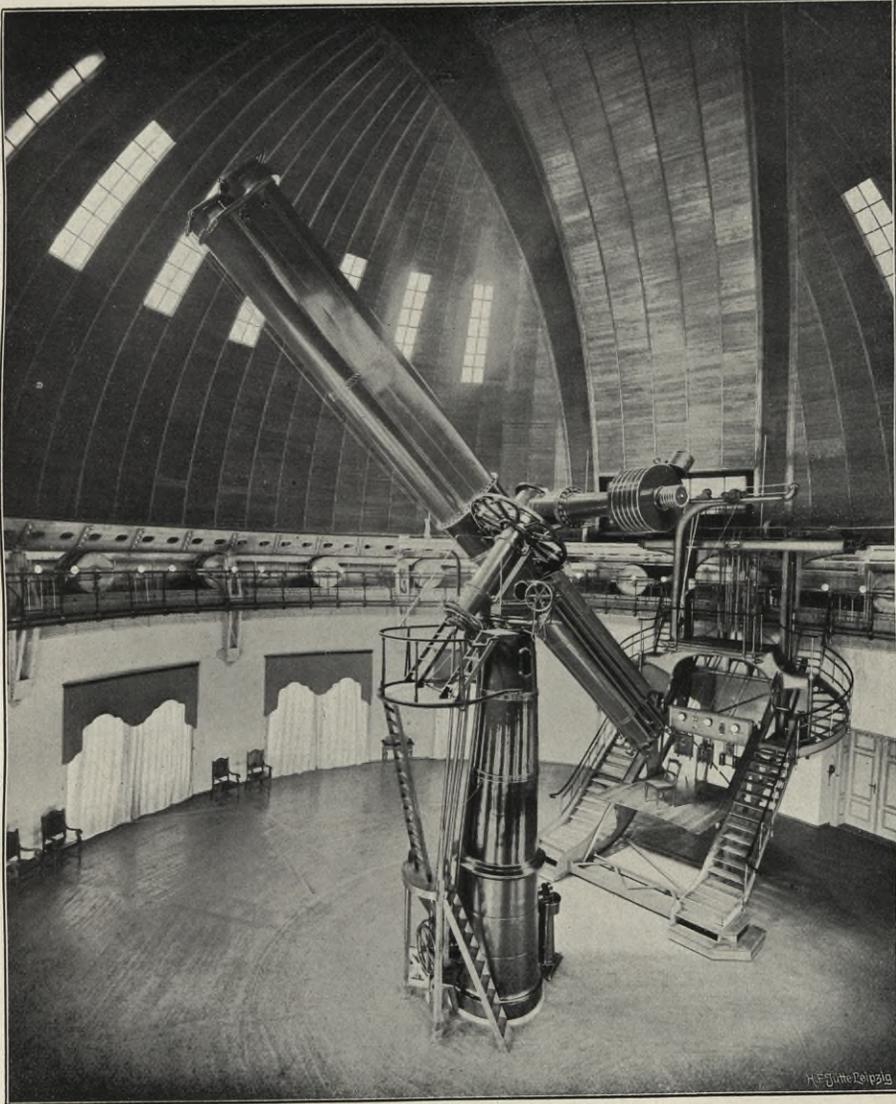


Fig. 63. Großer Refraktor des Astrophysikalischen Observatoriums in Potsdam.

nen Unternehmen, der Herstellung einer Himmelskarte und eines Sternkatalogs von sehr großem Umfange. Gegen zwanzig Sternwarten sind hieran beteiligt und zu dem Zwecke mit Doppelfernrohren versehen worden, bei denen das für die photographisch wirksamen Strahlen achromatisierte größere Objektiv 32 cm bis 34 cm Öffnung und 3.4 m Brennweite hat.

Die großen Vorteile, welche derartige Doppelfernrohre mit verschiedenen achromatisierten Objektiven in vielen Beziehungen bieten, führten auch zur Konstruktion größerer Instrumente dieser Art. Hier sind zu nennen die Doppelfernrohre für das Königliche Astrophysikalische Observatorium zu Potsdam, für das Observatorium zu Meudon und für die Königliche Sternwarte am Kap der Guten Hoffnung.

Das Fernrohr des erstgenannten Instituts hat ein photographisches Objektiv von 80 cm Öffnung und ein optisches von 50 cm Öffnung bei 12 m bzw. 12.5 m Brennweite. Beide Objektive sind von der Firma C. A. Steinheil Söhne (München) angefertigt worden; die großen Glasscheiben hierzu wurden aus dem Glaswerke von Schott & Gen. in Jena bezogen. Bei der Retusche des 80 cm-Objektivs kamen zum ersten Male bei einem so großen Objektiv die in Potsdam ersonnenen Methoden zur Prüfung von Objektiven in Anwendung. Durch dieselben werden für einzelne Zonen des Objektivs die Brennweiten so genau ermittelt, daß die Korrekturen danach sicher ausgeführt werden können, und die bisher im wesentlichen nur auf Erfahrung einiger weniger Optiker beruhenden, von Glücksumständen abhängenden Verbesserungen sind dadurch auf die sichere Basis exakter Beobachtung gestellt worden. Die Anforderungen, welche an die Geschicklichkeit des Optikers zu machen sind, werden zwar damit nicht im mindesten verringert; aber die schwierigen Korrektionsarbeiten können ganz schematisch an der Hand fortwährender Prüfungen, die nicht einmal ein Beobachten zölestischer Objekte erfordern, ausgeführt werden.

Die Montierung des in einer Kuppel von 21 m Durchmesser aufgestellten Potsdamer Instruments, das in nebenstehender Abbildung (Fig. 63) zur Darstellung gelangt ist, rührt von Repsold & Söhne (Hamburg) her. Wie wir oben (S. 135) die Kosten des Washingtoner Refraktors angeführt haben, so geben wir hier noch an, daß die optischen Teile des Potsdamer Doppelfernrohrs rund 110000 Mark, die Montierung und die Nebenapparate etwa 150000 Mark gekostet haben.

Das in Meudon aufgestellte Doppelfernrohr hat folgende Dimensionen: optisches Objektiv 83 cm Öffnung, photographisches Objektiv 62 cm Öffnung, Brennweite beider Objektive 16 m. Die optischen Teile sind von den Gebrüdern Henry, die Montierung von Gautier ausgeführt worden. Das Instrument für die Kapsternwarte hat ein photographisches Objektiv

von 61 cm, ein optisches Objektiv von 46 cm Öffnung, beide von 7 m Brennweite. Objektive sowie Montierung sind von H. Grubb.

Während noch bis in die Mitte des vorigen Jahrhunderts der von Fraunhofer gelieferte Dorpater Refraktor mit Objektiv von 24 cm Öffnung als ein Wunderwerk der Optik angestaunt wurde, würde es schwer halten, die Zahl der jetzt existierenden Instrumente von ähnlichen Dimensionen mit einiger Sicherheit festzustellen. Schon die Anzahl der Instrumente mit Objektiven von mehr als 30 cm Öffnung beträgt ungefähr 140, von denen etwa 25 Objektive mit mehr als 50 cm Öffnung besitzen.

6. Leistungen der Fernrohre.

Die Fragen, welche von beiden Arten, Refraktor oder Reflektor, mehr leiste, welches die Grenze für die Instrumente selbst, wie für ihre Vergrößerungen sei, und ähnliche, lassen sich allgemein nur schwer oder gar nicht beantworten; denn jede Klasse hat ihre besonderen Vorzüge und Nachteile. Über die Vergrößerungen insbesondere haben von jeher die unklarsten und übertriebensten Vorstellungen geherrscht; es wird daher nicht überflüssig sein, die verschiedenen Verhältnisse etwas näher zu betrachten, welche die Erfüllung kühner Ideen und Wünsche hindern, sowie die Bedingungen, von denen die Leistungen der Fernrohre abhängen, soweit letztere zum Sehen allein und nicht zum Messen dienen.

Sehen wir ohne Fernrohr nach einem leuchtenden Punkte, z. B. einem

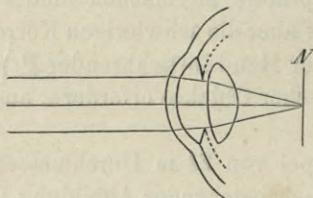


Fig. 64.

Sterne, so nehmen wir ihn dadurch wahr, daß das auf die Pupille fallende Licht nach Brechung in der Hornhaut, der Kristalllinse und den anderen Medien des Auges auf der Netzhaut (*N* Fig. 64) zur Vereinigung gelangt. Könnte man die Pupille nach Belieben erweitern (innerhalb enger Grenzen findet dies bekanntlich spontan statt), so würde je nach der

Pupillenöffnung mehr oder weniger Licht in das Auge fallen, und Sterne, die bei sehr kleiner Pupille verschwänden, würden bei sehr großer sichtbar sein. Wir können nun ein Fernrohr als ein großes künstliches Auge betrachten, dessen Pupille das Objektiv ist. Alles auf das Objektiv fallende Licht wird nach Vereinigung im Brennpunkt und nach dem Durchgange durch ein passendes Okular auf der Netzhaut des Auges zu einem Bilde vereinigt, dessen Helligkeit von dem Verhältnis der Objektivöffnung zur Pupillenöffnung abhängt, wenn wir von dem Lichtverlust in

A
Mängel.
I. bei vollen
Fremden.
Hauptgründe

den verschiedenen Gläsern absehen. Da sich nun die Lichtmengen, die auf kreisförmige Flächen fallen, wie die Quadrate der Durchmesser verhalten, und da die Pupille durchschnittlich etwa 5 mm im Durchmesser hat, so folgt, daß ein Fernrohr von 20 mm Objektivöffnung 16mal, eins von 150 mm Öffnung dagegen schon 900mal so viel Licht auffängt, als die Pupille. Die Lichtmengen, welche die Netzhaut tatsächlich empfängt, verhalten sich indessen etwa nur wie 13, bzw. 720 zu 1, da beim Durchgange des Lichtes durch die verschiedenen absorbierenden und reflektierenden Glasschichten etwa 20% verloren gehen. Ein durch ein Fernrohrobjektiv betrachteter Stern wird also nicht ganz in dem Verhältnis heller erscheinen, in welchem die Oberflächen von Objektiv und Pupille stehen; doch wollen wir im folgenden von diesem immerhin nicht sehr erheblichen Lichtverlust absehen.

Damit alles Licht, welches auf das Objektiv oder den Spiegel eines Fernrohres fällt, auch in die Pupille des Auges gelange, darf das aus dem Okular tretende Strahlenbündel im Durchmesser nicht größer sein als die Pupille; die Vergrößerung des Fernrohres muß daher wenigstens gleich dem Verhältnis des Objektivdurchmessers zum Pupillendurchmesser sein. Letzterer ist, wie erwähnt, etwa 5 mm; um also die volle Lichtmenge zu erhalten und den größtmöglichen Vorteil vom Objektiv zu ziehen, muß für jedes Zentimeter Öffnung die Vergrößerung wenigstens 2 sein. Nehmen wir z. B. ein Fernrohr von 10 cm Objektivöffnung, so ist 20 die Minimalvergrößerung, bei der noch alles von einem leuchtenden Punkte (Fixstern) ausgehende Licht in die Pupille gelangt; bei geringerer Vergrößerung würde das austretende Strahlenbüschel einen größeren Durchmesser als die Pupille haben, es würde also ein Lichtverlust eintreten. Hat das Objektiv $1\frac{1}{2}$ m Brennweite, so entspricht einer 20fachen Vergrößerung eine Okularbrennweite von $7\frac{1}{2}$ cm; diese oder eine geringere muß man daher nehmen, um alles Licht mit dem Auge aufzufangen.

Ist das Objekt jedoch kein leuchtender Punkt, wie ein Fixstern, der auch bei den stärksten Vergrößerungen wegen seines verschwindend kleinen scheinbaren Durchmessers im wesentlichen immer als Punkt erscheint, sondern von merklicher Ausdehnung, wie die Scheibe eines großen Planeten oder ein Nebelfleck, so kehren sich die Verhältnisse teilweise um. Das Objekt erscheint dann nahezu gleich hell mit allen Vergrößerungen, die weniger als 2 für jedes Zentimeter Objektivöffnung betragen, wird aber allmählich scheinbar schwächer, wenn wir diese Grenze überschreiten. Der Grund davon ist, daß bei steigender Vergrößerung das Licht über eine größere Oberfläche auf der Netzhaut ausgebreitet und deshalb geschwächt wird. So lange die Vergrößerung unter der oben genannten Grenze bleibt, kompensiert die vermehrte Lichtmenge, welche

Verhältnis

a) bei Fixstern

Vergrößerung

150:20 = 7 1/2 cm

b) bei Fixstern

*bei Vergrößerung
von 20 bis 100
gleichfalls von
größeren, aber
kleineren*

bei zunehmender Vergrößerung in die Pupille fällt, ziemlich vollständig die aus der Ausbreitung des Bildes auf eine größere Fläche sich ergebende Schwächung, so daß die scheinbare Helligkeit fast konstant bleibt. Überschreitet man aber die erwähnte Grenze, so nimmt nur die Oberfläche, über welche sich das Licht ausbreitet, oder die scheinbare Größe des Objekts zu, nicht aber die Lichtmenge; das Objekt erscheint also schwächer. Die scheinbare Helligkeit eines Flächenelementes (eines sehr kleinen Oberflächenteiles des Objekts) auf der Netzhaut verhält sich dann, wie leicht einzusehen ist, umgekehrt wie die Oberfläche, auf welche das Licht ausgebreitet wird, oder umgekehrt wie das Quadrat der Vergrößerung.

Bei sehr hellen Objekten, wie Sonne, Mond, Venus, stört diese Verminderung der scheinbaren Helligkeit durch stärkere Vergrößerung nicht; aber bei schwächeren Objekten, wie bei den Planeten Uranus und Neptun und den meisten Nebeln und Kometen, wird die Sichtbarkeit wesentlich erschwert, und es ist daher unvorteilhaft, auf sie Vergrößerungen anzuwenden, welche die genannte Größe irgend beträchtlich überschreiten. Um schwache und dabei ziemlich ausgedehnte Objekte leicht zu finden, verwendet man am besten Fernrohre von mäßiger Öffnung (ca. 10 cm bis 15 cm), großem Gesichtsfeld und schwacher Vergrößerung, sogenannte *Kometensucher*.

Solge
Es mag paradox erscheinen, daß der Grad der Helligkeit, von dem wir jetzt sprechen, niemals durch das Fernrohr vermehrt werden kann, sondern im günstigsten Falle unverändert bleibt. Da aber stets etwas Licht beim Passieren des Fernrohres verloren geht, ist in der Tat diese Helligkeit oder die Erleuchtung eines Flächenelements beim Fernrohre stets kleiner. Bei den besten Metallspiegeln der Reflektoren wird die Helligkeit auf etwa 3 Viertel reduziert oder selbst auf weniger, wenn die Politur unvollkommen ist; auch bei dem Durchgange durch die verschiedenen Glaslinsen der Refraktoren wird sie auf 7 bis 8 Zehntel reduziert. So kann z. B. der Himmelsgrund im Fernrohre niemals so hell erscheinen, als dem bloßen Auge; wie groß auch Objektiv oder Spiegel sein mag, es wird immer die Fläche, die auf der Netzhaut ausgebreitet erscheint, nur sehr klein sein gegenüber der mit freiem Auge betrachteten, und der Himmel wird im Fernrohre verhältnismäßig dunkel erscheinen, um so dunkler, je stärker die Vergrößerung ist. Da nun aber durch Vergrößerung der Objektivöffnung die Helligkeit punktförmiger Objekte für das Auge gesteigert werden kann (S. 139), so ist es möglich, hellere Sterne am Tage im Fernrohre zu sehen, während sie dem freien Auge unsichtbar bleiben.

Diffraction.
Eine weitere Ursache, die neben mangelnder Achromasie sowie schließlicher Lichtschwäche ausgedehnter Objekte den Leistungen der Fernrohre eine Grenze setzt, ist die *Diffraction*. Ist der austretende Strahlenkegel

auf weniger als 0.6 mm reduziert, d. h. ist die Vergrößerung mehr als 20 für jedes Zentimeter Objektivöffnung, so werden die Umrisse des Bildes verwaschen und unbestimmt, die Helligkeit des Gegenstandes und die Vollkommenheit des Objektivs mögen so groß sein, als sie wollen. Es rührt dies von der Beugung des Lichtes (Diffraktion) am Rande des Objektivglases oder des Spiegels her, die mit wachsender Vergrößerung so auffällig wird, daß, wenn letztere über 40 auf 1 cm Öffnung beträgt, der Gewinn infolge stärkerer Vergrößerung vollständig durch die größere Undeutlichkeit des Bildes kompensiert wird. Hellere Sterne werden dann zu Scheibchen von nicht unbeträchtlichem Durchmesser, und diese »falschen Durchmesser« haben früher zu sehr irrigen Vermutungen über die wirklichen Durchmesser geführt.

Die unter Berücksichtigung der Diffraktion noch statthafte äußerste Vergrößerung findet man nach dem voranstehenden durch Multiplikation der in Zentimetern angegebenen Objektivöffnung mit 40; indessen ist es zweifelhaft, ob, außer bei Doppelsternbeobachtungen, noch ein wirklicher Vorteil bei mehr als 24 bis 28 erreicht werden kann. Bei einem Fernrohre von 60 cm Öffnung würde die stärkste noch zulässige Vergrößerung also 2400 sein, ein irgend erheblicher Vorteil aber schon bei mehr als 1500facher Vergrößerung nicht mehr erreicht werden. Ebenso wird man bei einem Refraktor von 10 cm Öffnung eine stärkere Vergrößerung als 300 kaum mehr mit Erfolg anwenden können. Da die Vergrößerung eines Fernrohres, wie wir früher sahen, gleich der Brennweite des Objektivs dividiert durch die des Okulars ist, letztere aber nicht wohl kleiner als 0.5 cm genommen werden kann, so erhalten wir als Vergrößerungsgrenze beiläufig auch die doppelte Objektivbrennweite, diese in Zentimetern ausgedrückt. Das Verhältnis der Brennweite zur Öffnung des Objektivs schwankt bei größeren Fernrohren zwischen 15 und 18 und ist nur bei Kometensuchern wesentlich kleiner; letztere vertragen auch keine so starken Vergrößerungen als die Refraktoren von gleicher Öffnung aber größerer Brennweite.

Diese Bemerkungen gelten für die vollkommensten Fernrohre und die günstigsten äußeren Bedingungen. Aber auch das beste Fernrohr hat Mängel, welche die Anwendung der stärksten Vergrößerung meistens verhindern. Beim Refraktor besteht der Hauptmangel im sekundären Spektrum (vgl. S. 115), welches, durch die dem Glase unveränderlich anhaftenden Eigenschaften bedingt, auch bei vollendetster Ausführung nicht völlig beseitigt werden kann. Beim Reflektor liegt ein Hauptübelstand in der Schwierigkeit, dem Spiegel in allen Lagen die Vollkommenheit seiner Gestalt zu bewahren. Wenn das Teleskop bewegt wird, biegt sich der schwere Spiegel infolge seines Gewichts und vermöge seiner Elastizität

II. Das Spektrum

J. J. J. J.

zuweilen in solchem Maße, daß die Schärfe des Fokalbildes nicht unbedeutend leidet.

Man kann also das vorher Gesagte dahin zusammenfassen, daß ein Vergleich der relativen Leistungen von Refraktoren und Reflektoren sich heutzutage nicht ausführen läßt, da beide Gattungen von Instrumenten in letzter Zeit in sehr hoher Vollkommenheit hergestellt worden sind und in der Hand geschickter und guter Beobachter Vorzügliches geleistet haben und noch leisten. Man braucht zum Beispiel nur an die Arbeiten und Entdeckungen zu erinnern, die sowohl mit dem großen Refraktor, als auch mit dem Crossley-Reflektor des Lickobservatoriums in den letzten Jahren gemacht worden sind.

W. Aufmann
 Der größte Feind der astronomischen Beobachtung, an den der Laie selten denkt, ist die Atmosphäre. Blicken wir an einem heißen Sommertage nach einem entfernten niedrigen Gegenstande, so bemerken wir leicht ein gewisses Zittern, Wogen und Wallen seiner Umrisse. Sehen wir durch ein Fernrohr, so erscheint dieses Wallen und Zittern zugleich mit dem Gegenstande vergrößert und häufig so stark, daß wir selbst mit dem stärksten Fernrohre nicht viel mehr als mit freiem Auge wahrnehmen. Der Grund dieser Erscheinung liegt darin, daß die warme Luft am Erdboden sich mit der kühleren in den darüber liegenden Schichten mischt und hierdurch eine unregelmäßige und beständig wechselnde Brechung der diese Luft durchsetzenden Lichtstrahlen verursacht wird. Aber nicht nur bei Sonnenschein, sondern auch in der Nacht ist eine derartige Luftunruhe immer vorhanden, wenn Luftströmungen verschiedener Temperatur sich durchkreuzen und mischen. Die ganze Erscheinung ist stets in hohem Grade durch örtliche Einflüsse bedingt. Es gibt Gegenden, wo bei Tage, besonders in der Dämmerung, die Luft sehr ruhig ist, während nachts Beobachtungen mit starker Vergrößerung kaum ausführbar sind. In anderen Gegenden sind dagegen die Nächte günstiger. Das Funkeln oder *Szintillieren* der Sterne entsteht ebenfalls durch solche Strömungen, und man kann als Regel annehmen, daß bei starkem Funkeln der Sterne eine gute Beobachtung mit starker Vergrößerung nicht angestellt werden kann. Ein Stern erscheint dann nicht mehr als scharfer, ruhiger Punkt, sondern unruhig, verwaschen und oft wie eine kleine flammende Nebelmasse. Der Betrag dieser atmosphärischen Störungen wechselt von Stelle zu Stelle und von Nacht zu Nacht, verschwindet aber nie gänzlich. Wird bei einem größeren Fernrohre von etwa 25 cm Öffnung mit 500facher Vergrößerung eine beständige Störung der Bilder nicht wahrgenommen, so darf die Nacht für eine sehr gute gelten; Nächte aber, wo sich Vergrößerungen bis 800 und darüber mit Vorteil benutzen lassen, gehören — wenigstens in unseren Klimaten — zu den sehr seltenen. Erfahrungs-

Zittern.

Aufmann 18

gemäß ist bei gleicher wirklicher Vergrößerung die Unruhe der Luft bei einer größeren Objektivöffnung von schädlicherer Wirkung als bei einer kleineren.

Häufig wird der praktische Wert sehr starker Vergrößerungen beträchtlich überschätzt. Man hat mitunter gesagt, W. Herschel habe mit seinen großen Teleskopen Vergrößerungen bis zu 6000 benutzt und infolgedessen z. B. den Mond scheinbar bis auf eine Entfernung von nur 65 km nahe bringen können. Wenn wirklich je eine solche Vergrößerung auf den Mond angewandt wurde, so ist er zwar in einer scheinbaren Entfernung von 65 km gesehen worden, aber das Bild war im höchsten Grade undeutlich und verwaschen; denn es kann ein optisches System unter diesen Bedingungen nicht mehr gute Bilder geben, auch wird der Einfluß der Luftunruhe auf das Bild mit der Vergrößerung übermäßig gewachsen sein. Es ist zweifelhaft, ob der Mond mit einem Fernrohr jemals so gut und scharf gesehen worden ist, als er mit freiem Auge in einer Entfernung von 500 km gesehen werden könnte; war dies der Fall, so hat die Vergrößerung sicher nicht über 1000 betragen.

Für die meisten astronomischen Forschungen ist eine besonders starke Vergrößerung nicht erforderlich, und zwar glücklicherweise; denn sonst würden durch den eben besprochenen Einfluß der Luftunruhe auf das astronomische Sehen die meisten Beobachtungen vereitelt werden. Bei einer ganzen Klasse von Beobachtungen ist aber möglichste Ruhe der Luft unerläßliche Bedingung, z. B. bei der Beobachtung der Oberflächenbeschaffenheit der Planeten, bei direkten spektroskopischen Untersuchungen usw. Hierfür passende Luftverhältnisse findet man nur in besonders begünstigten Gegenden, entfernt von den großen Verkehrszentren und in beträchtlichen Höhen über dem Niveau der Umgebung. In neuerer Zeit hat man daher bei der Anlage von Sternwarten hierauf Rücksicht genommen, z. B. bei dem Lickobservatorium auf dem Mount Hamilton in Kalifornien. Für diejenigen Sternwarten, denen eine so günstige Lage nicht beschieden ist, mag die Erfahrung einen Trost gewähren, daß nicht die von einem reinen, ewig klaren Himmel begünstigten südlichen Länder und Nationen das meiste geleistet haben, sondern wir nördlichen Völker, denen der Himmel nur selten ein freundliches Antlitz zeigt, und die wir, wie um andere, so auch um die Güter des Sternenhimmels mit einer rauhen, widerwilligen Natur kämpfen müssen.

Schließlich mögen noch für diejenigen, welche sich der Astronomie auch praktisch widmen wollen, einige Bemerkungen über die Prüfung der Fernrohre in betreff ihrer für den Laien allein in Frage kommenden optischen Leistungsfähigkeit Erwähnung finden.

Zur Prüfung der Fernrohre benutzt man am besten Doppelsterne,

B.
Prüfung d.
F. Fernrohre

2, schwache Sterne und Nebel, erstere hauptsächlich für die Bildschärfe und trennende Kraft, die anderen für die Lichtstärke oder raumdurchdringende Kraft. Es sind im folgenden stets die günstigsten atmosphärischen Bedingungen vorausgesetzt: größte Ruhe und größte Durchsichtigkeit der Luft; über die letztere freilich läßt sich ein sicheres Urteil nur schwer bilden, und man muß daher namentlich Nebel häufiger beobachten.

Leistung. 1.
 Bildschärfe ist neben Achromasie das erste, was man von einem guten Fernrohre fordert. Sehr helle Fixsterne sollen kleine, strahlenfreie Scheibchen, umgeben von zwei bis drei regelmäßigen Beugungsringen und einem violetten Schimmer, schwächere Sterne aber einfache Punkte ohne Farben bilden; die Planeten, speziell Jupiter und Saturn, müssen als scharfbegrenzte Scheiben erscheinen. Je kleiner unter sonst gleichen Umständen die Sternscheibchen sind, desto vollkommener ist die Bildschärfe und desto größer die trennende Kraft des Fernrohres. Beim Aus- und Einschoben des Okulars sollen die wachsenden Scheibchen eine regelmäßig kreisförmige Figur bewahren und gleichmäßig farbige Säume zeigen. Punktförmige Objekte werden mit bloßem Auge noch getrennt wahrgenommen, wenn ihr Winkelabstand etwa $150''$ beträgt; die trennende Kraft würde also genähert gleich $150''$ dividiert durch die Vergrößerung sein. Ein Fernrohr, welches zehnmal vergrößert, müßte Doppelsterne von $15''$ Distanz, ein solches mit 100maliger Vergrößerung Doppelsterne von $1{'}5$ Distanz trennen. Doch sind in der Tat die Grenzen etwas weitere, da die Sterne nie als vollkommene Punkte erscheinen. Wie wir früher sahen (S. 110), ist die Vergrößerung eines Fernrohres gleich der Brennweite des Objektivs dividiert durch die des Okulars; setzen wir gleiche Okulare voraus, so wird demnach die Vergrößerung und damit auch die trennende Kraft eines Fernrohres von seiner Brennweite und, da diese in gewissem Verhältnisse zur Öffnung steht (S. 141), auch von letzterer abhängen. Beiläufig kann man die stärkste, noch gut verwendbare Vergrößerung zu 26mal der Objektivöffnung, in Zentimetern ausgedrückt, annehmen. Ferner läßt sich genähert sagen, daß die kleinste noch wahrnehmbare Distanz der Komponenten eines Doppelsternes, welche den besten Maßstab für die trennende Kraft eines Fernrohres bildet, gefunden wird, wenn man $11''$ durch die Öffnung des Objektivs, in Zentimetern ausgedrückt, dividiert. So würde z. B. ein Fernrohr von 11 cm Öffnung Doppelsterne von $1''$, ein solches von 22 cm Öffnung Doppelsterne von $\frac{1}{2}''$ Distanz trennen. Indessen ist dies, wie gesagt, nur beiläufig richtig; Fernrohre mit größerer Brennweite trennen mehr als solche gleicher Öffnung mit geringerer Brennweite, weil erstere bei gleichem Okular eine stärkere Vergrößerung geben. Auch die trennende Kraft der Augen selbst, sowie ihre Lichtempfindlichkeit ist nicht bei allen Menschen dieselbe, und

verschiedene Beobachter werden daher selbst bei einem und demselben Fernrohre nicht gleich viel sehen.

Zur Beurteilung der Lichtstärke eines Fernrohres sind nicht zu enge, schwache Doppelsterne geeignete Objekte, ebenso die schwächeren Sterne in zerstreuten Sternhaufen, wie z. B. in den Plejaden (vgl. IV. Teil, Kap. I); eine andere gute Prüfung gewähren die Nebel und teleskopischen Kometen. Die Durchsichtigkeit der Luft spielt aber hier fast eine noch größere Rolle, als die Ruhe bei der Trennung enger Doppelsterne. Im allgemeinen kann man sagen, daß unter den günstigsten atmosphärischen Bedingungen gesehen werden: die schwächeren Messierschen Nebel*) und die Sterne $10^m 0$ bei 8 cm Öffnung; die Nebel der 1. Herschelschen Klasse und die Sterne $10^m 8$ bei 11 cm Öffnung; die helleren Nebel der Herschelschen 2. Klasse und die Sterne $11^m 5$ bei 14 cm Öffnung; die schwächeren Nebel der 2. Klasse, die hellsten Nebel der 3. Klasse und die Sterne $12^m 0$ bei 17 cm Öffnung. Kometensucher werden zahlreichere Nebel zeigen als Refraktoren gleicher Öffnung, weil infolge der kürzeren Brennweite das Nebellicht auf eine kleinere Fläche ausgebreitet wird und sich vom Himmelsgrunde besser abhebt.

Nachstehend geben wir ein kleines Verzeichnis der hellsten Doppelsterne, welche Fernrohre von der beigesetzten Öffnung bequem trennen, oder deren Begleiter sie zeigen sollen; die Reihenfolge gibt beiläufig die Leichtigkeit der Sichtbarkeit an. Die angeführten Vergrößerungen sind die stärksten, die noch mit Erfolg benutzt werden können. Die Fixsterne vertragen stärkere Vergrößerungen als die Planeten; zur Trennung heller Doppelsterne kann man die stärksten anwenden. Schwache, nicht zu enge Doppelsterne lassen sich in der Regel mit schwächeren Vergrößerungen deutlicher als solche erkennen.

Öffnung 3 cm, Vergrößerung 80.

ζ Ursae majoris	2^m u. 4^m	14"	γ Arietis	4^m u. 4^m	9"
12 Canum venat.	3	6	γ Andromedae (A, B)	2	5
γ Delphini	4	6	ε Equulei (A, C)	5	7
		11			11

Öffnung 5 cm, Vergrößerung 130.

θ Orionis (Trapez) (A, B)	5^m u. 6^m	13"	γ Virginis	3^m u. 3^m	6"
(C, D)	7	8	α Herculis	3	6
ξ Librae (A, C)	5	7	ζ Aquarii	4	4
π Bootis	5	6	δ Serpentis	4	5
α Geminorum	2	3	σ Coronae	6	7
ζ Coronae	4	6	α Ursae minoris	2	9
ζ Cancri (A, C)	5	6			18
		5.5			

*) Siehe das Kapitel über Sternhaufen und Nebelflecke im IV. Teil und den Anhang.

Öffnung 10 cm, Vergrößerung 250.

σ Orionis (A, B)	4 ^m u. 10 ^m	11"	β Orionis	1 ^m u. 8 ^m	10"
β Serpentis	3	9 30	12 Lyncis (A, B)	5	6 1.5
β Cephei	3	8 14	σ_2 Cancri	6	6 1.4
γ Leonis	2	4 4	ε Hydrae	4	7 3.5
ε Lyrae	6	7 3.2	ζ Orionis	2	6 2.5
δ Lyrae	6	6 2.4	γ Ceti	3	7 2.9
ε Bootis	3	6 3	ζ Geminorum (A, C)	4	10 65
η Cassiopejae	4	8 4.4	α Lyrae	1	10 43
μ Draconis	5	5 2.4	α Tauri	1	11 115
δ Geminorum	3	8 7.0			

Öffnung 15 cm, Vergrößerung 400.

ε Arietis	6 ^m u. 6 ^m	1".1	49 Cephei	5 ^m u. 6 ^m	0".9
ι Leonis	4	7 2.2	84 Ceti	6	9 4.7
ψ Cassiopejae (B, C)	9	9 3.0	ι Ursae majoris	3	10 8
θ Orionis (Trapez, 5. Stern)	11	— —	15 Monocerotis (A, B)	6	9 2.9
2 Camelopardalis	5	7 1.6	η Orionis	4	6 1.1
ι Cassiopejae	4	7 1.9			

Öffnung 20 cm, Vergrößerung 500.

ζ Herculis	3 ^m u. 6 ^m	11"	ε Delphini	5 ^m u. 11 ^m	1".5
δ Aurigae	6	10 3.0	δ Cygni	3	8 1.7
θ Aurigae	3	7 2.5	25 Canum venat.	6	8 1.3
45 Geminorum	5	11 4.0	λ Cygni	5	6 0.7

Die in der vorstehenden Liste gegebenen Distanzen entsprechen ungefähr der Jetztzeit.

Wer über stärkere optische Mittel verfügt, wird in dem im Anhang gegebenen Verzeichnisse von Doppelsternen leicht geeignete Prüfungsobjekte finden.

Kapitel II.

Astronomische Messungen und Meßinstrumente.

1. Kreise der Himmelskugel. Koordinaten der Gestirne.

Im ersten Kapitel dieses Buches (S. 6 ff.) wurde gezeigt, daß alle Himmelskörper an der Oberfläche einer Sphäre, in deren Mittelpunkt sich Erde und Beobachter befinden, zu liegen und sich zu bewegen scheinen. Die Aufgaben der Astrometrie bestehen hauptsächlich in der Bestimmung

der scheinbaren Örter der Himmelskörper an dieser Sphäre. Es gibt nun drei Systeme von größten Kreisen, auf welche man die Örter beziehen kann: das des Horizonts, das des Äquators und das der Ekliptik. Die beiden ersten sind heute allein im Gebrauch, das der Ekliptik verschwand für die beobachtende, aber nicht für die rechnende Astronomie mit der Einführung des Fernrohrs.

Das System des Horizonts ist das in der Natur zunächst gegebene und demzufolge auch geschichtlich das älteste. Die beiden Ebenen oder größten Kreise der Himmelskugel, auf die man hier die Örter der Gestirne oder deren Koordinaten bezieht, sind der Horizont und der Meridian. Der *scheinbare Horizont* ist derjenige größte Kreis, in welchem die durch den Standpunkt des Beobachters an die Erdkugel gelegte Tangentialebene die Himmelskugel schneidet; der *wahre Horizont* geht dem scheinbaren parallel durch den Erdmittelpunkt. Die Ebene des Horizonts läßt sich künstlich leicht herstellen, da sie durch jede ruhige, nur der Anziehungskraft der Erde ausgesetzte Flüssigkeitsoberfläche (Niveaufläche), z. B. von Wasser oder Quecksilber, gegeben wird. Der *Meridian* ist die Ebene, welche durch den Nord- und Südpunkt geht und rechtwinklig auf dem Horizont steht. Der sichtbare Pol des letzteren, der von allen Punkten des Horizonts gleichweit (90°) absteht und also im Meridian liegt, heißt der Scheitelpunkt oder das *Zenit*; ihm diametral gegenüber liegt der unsichtbare Pol, der Fußpunkt oder der *Nadir*. Größte Kreise senkrecht auf dem Horizont, also durch das Zenit gehend, heißen *Höhen-* oder *Vertikalkreise*, Kreise parallel zum Horizont *Azimutalkreise* oder *Almukantarate*. Die beiden Koordinaten, durch welche der Ort eines Gestirns in diesem System gegeben wird, sind die *Höhe* und das *Azimut*; erstere wird vom Horizont nach dem Zenit, also bis 90° gezählt, letzteres vom Südpunkte des Meridians durch Westen, Norden, Osten bis wieder Süden von 0° bis 360° ; oder auch westlich vom Meridian positiv, östlich negativ, jedesmal bis 180° . Statt der Höhe benutzt man auch häufig die *Zenitdistanz*; beide ergänzen sich zu 90° . In diesem System ändern sich beide Koordinaten, Höhe wie Azimut, kontinuierlich mit der Zeit.

Im zweiten System, dem des Äquators, entsprechen die Koordinaten eines Gestirnes fast vollkommen den geographischen Längen und Breiten eines Ortes auf der Erde. Die beiden Grundebenen sind hier der Himmelsäquator (der an die Sphäre übertragene Erdäquator) und ein erster Meridian, wofür man den größten Kreis genommen hat, der durch die beiden Himmelspole und die Nachtgleichenpunkte geht. Größte Kreise senkrecht zum Äquator, die also auch durch die Pole gehen, heißen *Deklinations-* oder *Stundenkreise*, Kreise parallel dem Äquator, die also nach den

Polen zu immer kleiner werden, *Parallelkreise*. Der senkrechte Abstand eines Gestirnes (SS' , Fig. 65, S. 149) vom Äquator heißt *Abweichung* oder *Deklination* und entspricht der Höhe im Horizontalsystem; der Abstand vom ersten Meridian, und zwar von dem Halbkreise aus gezählt, der durch die Pole und den Frühlingsnachtgleichen- oder Widderpunkt (γ) geht, wird die *Gerade Aufsteigung* oder *Rektaszension* genannt (gewöhnlich kurz mit AR bezeichnet). Die Deklination wird bis 90° gezählt, und zwar nach dem Nordpol zu positiv, nach dem Südpol negativ; die Rektaszension dagegen durch den ganzen Umkreis hindurch bis 360° , und zwar von Westen nach Osten. Statt der Deklination nimmt man auch mitunter die *Poldistanz* (ähnlich wie beim Horizontalsystem die Zenitdistanz) und rechnet diese vom Nordpol an bis 180° , vermeidet also dabei positive und negative Vorzeichen. Die Rektaszension gibt man aus einem gleich zu erwähnenden Grunde häufiger in Stunden, Zeitminuten und Zeitsekunden an, als in Graden, Bogenminuten und Bogensekunden.

Im dritten System, dem der Ekliptik, tritt an die Stelle des Äquators die Ekliptik, und an die Stelle der Himmelspole treten die Pole der Ekliptik. Der Deklination entspricht hier die *Breite*, der Rektaszension die *Länge*; beide Koordinaten werden in gleicher Weise gezählt, die Länge von demselben größten Kreise an, wie im System des Äquators. In der beobachtenden Astronomie kommt aber, wie schon erwähnt, dieses System in neuerer Zeit nicht mehr zur Anwendung.

2. Zeit und Stundenwinkel.

Wir sahen früher, daß infolge der Umdrehung der Erde um ihre Achse sämtliche Gestirne im Laufe von 24 Stunden den Meridian eines Ortes passieren. Die Zeit, die zwischen zwei aufeinander folgenden oberen oder unteren Kulminationen eines unbeweglichen Gestirnes, eines sogenannten Fixsternes, verfließt, und die etwa vier Minuten weniger beträgt, als die Zeit zwischen zwei Meridiandurchgängen der Sonne, nennen wir einen *Sterntag* und teilen ihn, wie den mittleren Sonnentag, in 24 Stunden, jede Stunde in 60 Minuten, jede (Zeit-)Minute in 60 (Zeit-)Sekunden; der Sterntag ist die wahre Umdrehungszeit der Erde. Die Sternzeit wird zu zählen angefangen, wenn der Frühlingsnachtgleichenpunkt den Meridian eines Ortes passiert; es ist dann $0^h 0^m 0^s$ Sternzeit. Da die Gestirne infolge der Erdrotation von Osten nach Westen fortücken, die Rektaszensionen aber in der Richtung von Westen nach Osten gezählt werden, so wird nach Verlauf einer Stunde Sternzeit der Stundenkreis, dessen Rektaszension $\frac{1}{24}$ des Umkreises oder 15° beträgt, in den Meridian des Beobachtungsortes gerückt sein; andererseits wird der

Sterntag =

24 22 - 4 Min

||

||

Frühlingspunkt und der Stundenkreis $0^{\circ} \frac{1}{24}$ Umdrehung oder 1^h Sternzeit westlich vom Meridian stehen. Zählen wir 2^h Sternzeit, so passieren die Gestirne, deren Rektaszension 30° ist, den Meridian, und der Stundenkreis 0° und mit ihm der Frühlingspunkt steht $\frac{2}{24}$ Umdrehungszeit oder 2^h westlich vom Meridian; die Gestirne des Stundenkreises 15° dagegen werden $\frac{1}{24}$ Umkreis oder 1^h westlich vom Meridian stehen. Jeder Stunde Sternzeit entsprechen also 15° Rektaszension; teilen wir demnach den Umkreis nicht in 360° , sondern der Umdrehungszeit gemäß in 24^h , so wird im Meridian die Rektaszension, in Zeit ausgedrückt, unmittelbar gleich der Sternzeit sein, und umgekehrt ergibt letztere, mit 15 multipliziert, die Rektaszension in Bogenmaß.

Der Abstand eines Stundenkreises vom Meridian heißt der *Stundenwinkel* (t Fig. 65); er wird nach Westen und gewöhnlich bis 360° oder 24^h durchgezählt, oder nach Westen bis 12^h positiv, nach Osten, gleichfalls bis 12^h , negativ. Aus dem vorangehenden sieht man sofort, daß für einen gegebenen Ort der Stundenwinkel des Frühlingspunktes gleich der Sternzeit des Ortes ist. Ferner ist offenbar die Summe von Rektaszension und Stundenwinkel gleich der Sternzeit. Sind daher zwei dieser Größen gegeben, so kann man immer die dritte durch einfache

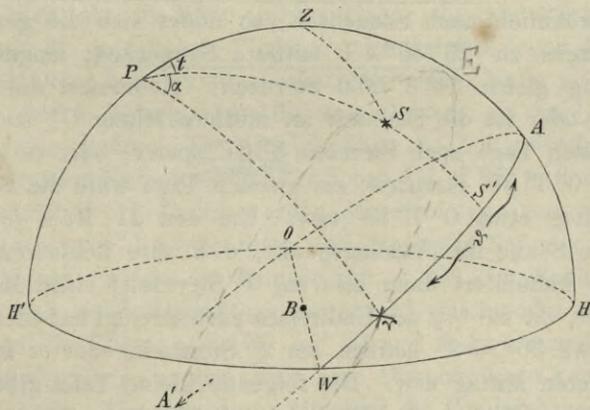


Fig 65.

Addition oder Subtraktion finden. Aus der Fig. 65 ersieht man am leichtesten die Beziehungen zwischen diesen verschiedenen Größen. Im Mittelpunkte der unendlich großen Sphäre ist die Erde mit dem Beobachter B . HH' ist der Horizont, AA' der Äquator, W der Westpunkt, O der Ostpunkt, Z das Zenit, P der (Nord-)Pol, S ein Stern, dessen Deklination durch den Bogen SS' gemessen wird. Der Meridian des Ortes B

geht durch *HAZPH*. *H* ist der Südpunkt, *H'* der Nordpunkt. In \mathcal{V} stehe zu einer bestimmten Sternzeit ϑ der Frühlingspunkt. Rektaszension α und Stundenwinkel t sind dann durch die Bogen $S'\mathcal{V}$ und AS' oder durch die ihnen entsprechenden Winkel am Pole gegeben. Da die Zeit ϑ immer durch eine Uhr und die Rektaszension α meist in Zeit angegeben wird, so findet man den Stundenwinkel t auch zunächst und für gewöhnlich in Zeit; er läßt sich aber sehr einfach in Bogen verwandeln, da $1^h = 15^\circ$, $1^m = 15'$, $1^s = 15''$ ist; nach dem vorangehenden ist er gleich der Sternzeit weniger der Rektaszension.

Für die Zwecke des bürgerlichen Lebens, das von dem Tagesgestirn, der Sonne, beherrscht und reguliert wird, würde die Rechnung nach Sternzeit höchst un bequem sein. Man rechnet daher für gewöhnlich und selbst in der Astronomie nach *Sonnenzeit*. Wir sahen schon früher (S. 13), daß infolge der Bewegung der Sonne unter den Gestirnen nach Osten der Zeitraum zwischen zwei Meridiandurchgängen der Sonne größer sein muß, als der zwischen zwei Durchgängen eines Sternes. Im Laufe eines Jahres hat die Sonne einen ganzen Umlauf unter den Sternen gemacht, ein Stern also, wenn man nach Sonnenzeit rechnet, gleichsam einen Umlauf gewonnen; es ergibt sich somit, daß ein Sonnentag größer ist als ein Sterntag, und zwar sind $365\frac{1}{4}$ Sonnentage gleich $366\frac{1}{4}$ Sterntagen. Rechnen wir wie gewöhnlich nach Sonnenzeit, so findet sich die genaue Dauer eines Sterntages zu $23^h 56^m 4^s.1$ mittlere Sonnenzeit; umgekehrt wäre ein Sonnentag gleich $24^h 3^m 56^s.6$ Sternzeit. Kulminiert die Sonne um 0^h Sternzeit, oder ist die Sternzeit im mittlern Mittag 0^h , so kulminiert sie am nächsten Tage nach Sternzeit $3^m 57^s$ später, oder es ist im mittlern Mittag $0^h 3^m 57^s$ Sternzeit; am zweiten Tage wäre die Sternzeit im mittleren Mittag etwa $0^h 7^m 53^s$ usw. Um den 21. März jedes Jahres steht nun die Sonne im Frühlingspunkt, d. h. ihre Rektaszension ist 0° oder 0^h , sie kulminiert dann also um 0^h Sternzeit; einen Monat später kulminiert sie, da sie $\frac{1}{12}$ des Umkreises zurückgelegt hat oder ihre Rektaszension etwa $30^\circ = 2^h$ beträgt, um 2^h Sternzeit, oder es ist 2^h Sternzeit im mittleren Mittag usw. Die folgende kleine Tafel gibt die Sternzeit im mittleren Mittag oder die Rektaszension der mittleren Sonne im gewöhnlichen Jahre für Berlin genähert an:

3 am 55,90
 Kl. all. Sonnentag
 Montag =
 23 h 56 m 4 s.1
 Sonnentag
 Dienstag =
 24 h 3 m 56 s.6
 Sterntag

Monat. 2. H.
 später
 (nach Sonnentag)

Januar 1	18 ^h 40 ^m	Juli 1	6 ^h 34 ^m
Februar 1	20 42	August 1	8 36
März 1	22 33	September 1	10 38
April 1	0 35	Oktober 1	12 37
Mai 1	2 33	November 1	14 39
Juni 1	4 36	Dezember 1	16 37

Es läßt sich daraus bis auf einige Minuten genau die einer beliebigen mittleren Zeit entsprechende Sternzeit für jeden Jahrestag leicht finden. Um eine genauere Bestimmung der Sternzeit zu ermöglichen, sind in den astronomischen Jahrbüchern von Tag zu Tag die Sternzeiten im mittleren Mittag sowie Reduktionstabellen angegeben.

Bewegte sich die Sonne stets mit gleichförmiger Geschwindigkeit nach Osten, so würde der eben erwähnte mittlere Mittag stets mit dem wahren zusammenfallen und die mittlere Sonnenzeit gleich der wahren sein. Aus zwei Gründen ist dies aber nicht der Fall. Erstens ist wegen der Exzentrizität der Erdbahn, wie wir früher sahen, die Winkelgeschwindigkeit der Erde um die Sonne, also auch die scheinbare Geschwindigkeit der Sonne, deren Bewegung ja nur das Spiegelbild der Erdbewegung ist, eine verschiedene: am schnellsten im Dezember, wo die Erde der Sonne am nächsten ist, am langsamsten im Juni, wo sie am weitesten absteht. Die Hauptursache für die Abweichung der wahren von der mittleren Sonnenzeit liegt aber darin, daß die Sonne sich nicht im Äquator oder in einem Parallelkreise, sondern in der Ekliptik bewegt. Nahe den Äquinoktien ist diese und damit die Richtung der Sonnenbewegung unter einem Winkel von $23\frac{1}{2}^\circ$ gegen den Äquator oder gegen die Richtung der täglichen Bewegung geneigt. Infolgedessen sind zu diesen Zeiten, also im März und September, die Sonnentage kürzer als im Mittel, und die umgekehrte Wirkung wird zu den Zeiten der Solstitien, im Juni und Dezember, hervorgebracht. Im ersten Falle ist die auf den Äquator projizierte Bewegungsgröße eine kleinere als im Durchschnitte, im zweiten eine größere. Im Mittel beträgt die Zeit zwischen zwei aufeinander folgenden Kulminationen der Sonne $24^h 3^m 57^s$ in Sternzeit, durch die Exzentrizität der Erdbahn werden Abweichungen von diesem Werte im Betrage von $\pm 8^s$ hervorgerufen und durch die Neigung der Ekliptik gegen den Äquator solche im Betrage von $\pm 20^s$. Im Maximum können sich daher zwei wahre Sonnentage um fast 1^m voneinander unterscheiden.

So lange die Uhren noch bis auf 20 und mehr Sekunden in einem Tage fehlerhaft gingen, verursachten diese Abweichungen keine ernstliche Unbequemlichkeit. Als aber durch Huygens die Pendeluhr in Gebrauch kamen und die Einteilung und Abmessung der Zeit dadurch eine wesentlich genauere wurde, mußte die ungleichförmige Bewegung der Sonne auffallen und stören. Wollte man die Uhren nach dem wirklichen Sonnenlaufe richten, so mußten sie bald rascher gehen, wenn sich die Sonne (im Juni und Dezember) schneller, bald langsamer, wenn sie sich (im März und September) langsamer bewegt. Damit hätte man aber den größten Vorzug der vollkommeneren Uhren, die Regelmäßigkeit und Gleichförmigkeit des Ganges, opfern müssen, und es blieb daher nichts weiter übrig,

als von der wahren Sonnenbewegung abzuweichen und der Zeitmessung eine *mittlere* Sonne zu Grunde zu legen, die der wirklichen Sonne bald vorausseilt, bald hinter ihr zurückbleibt. Man rechnet also jetzt allgemein die *mittlere Zeit* nach einer fingierten Sonne, die man sich im Äquator und mit gleichförmiger Geschwindigkeit — dem Mittel aus allen Geschwindigkeiten der wahren Sonne — bewegt denkt. Es ist mittlerer Mittag oder $0^h 0^m 0^s$ mittlere Zeit, wenn diese gedachte Sonne den Meridian in der oberen Kulmination passiert, 12^h , wenn sie in der unteren Kulmination ist, also am tiefsten steht. Der Astronom zählt dann weiter 13^h , 14^h bis 24^h oder 0^h , abweichend vom bürgerlichen Leben, wo zweimal von 0^h bis 12^h gerechnet wird und deshalb die Bezeichnung Vormittag oder Nachmittag hinzugefügt werden muß. Ein weiterer Unterschied zwischen der astronomischen und bürgerlichen Zählweise besteht darin, daß der Astronom den Tag nicht um Mitternacht, sondern erst mittags beginnt, so daß in den Vormittagsstunden das bürgerliche Datum dem astronomischen um einen Tag voraus ist.

Die von der Bewegung der wirklichen Sonne abhängende Zeit heißt die *wahre Sonnenzeit*; sie wird nur durch die Sonnenuhren direkt angegeben. Der Unterschied zwischen der wahren und der mittleren Zeit heißt die *Zeitgleichung*. Ist die wahre Sonne hinter der mittleren zurückgeblieben, passiert sie also den Meridian erst nach dem mittleren Mittag, so ist die Zeitgleichung positiv und eine gewöhnliche Uhr ist einer Sonnenuhr voraus und umgekehrt. In der folgenden Tafel ist der Betrag der Zeitgleichung für den ersten und fünfzehnten Tag eines jeden Monats angegeben:

Datum	Zeitgleichung	Datum	Zeitgleichung
Januar 1	+ 3 ^m	Juli 1	+ 3 ^m
» 15	+ 9	» 15	+ 6
Februar 1	+ 14	August 1	+ 6
» 15	+ 14	» 15	+ 4
März 1	+ 13	September 1	0
» 15	+ 9	» 15	— 5
April 1	+ 4	Oktober 1	— 10
» 15	0	» 15	— 14
Mai 1	— 3	November 1	— 16
» 15	— 4	» 15	— 15
Juni 1	— 2	Dezember 1	— 11
» 15	0	» 15	— 5

Eine der Wirkungen dieses Unterschieds zwischen wahrer und mittlerer Zeit, die oft mißverstanden wird, zeigt sich darin, daß das Intervall

von Sonnenaufgang bis Mittag, wie es aus dem Kalender folgt, nicht das gleiche ist, wie zwischen Mittag und Sonnenuntergang, daß also die Vormittage länger oder kürzer sind als die Nachmittage. Es liegt dies einfach daran, daß für den Aufgang und den Untergang der Sonne die wirkliche Sonne in Betracht kommt, der Mittag aber nach der fingierten mittleren bestimmt wird. Verstünden wir unter Mittag den Meridiandurchgang der wahren Sonne, so würde kein merklicher Unterschied zwischen Vormittags- und Nachmittagsdauer sein; der Mittag unserer Uhren ist aber dem wahren Mittage bald voraus, bald folgt er ihm, und so kann ersterer dem Sonnenaufgang bis zu einer halben Stunde näher liegen, als dem Sonnenuntergang und umgekehrt. Im Februar sind die Nachmittage etwa eine halbe Stunde länger als die Vormittage und im November findet das Umgekehrte statt*). Für die Sonnenuhren sind dagegen Vor- und Nachmittage immer gleich lang, wenn wir von der geringfügigen, durch die tägliche Änderung der Deklination der Sonne hervorgebrachten Abweichung absehen.

3. Meßinstrumente und Sternwarten.

Mit dem Fernrohre läßt sich nur sehen; die Hauptaufgabe der Astro-^{1. Arbeit der}metrie besteht aber im Messen, in der Bestimmung der Abstände unbekannter Punkte der Sphäre von anderen, ihrer Lage nach bekannten Punkten derselben. Zu diesem Zwecke muß das Fernrohr mit eigens dazu konstruierten Meßapparaten verbunden sein, welche die genaue Festlegung des Ortes eines Gestirnes ermöglichen. ^{Messung}

Man unterscheidet nun zwei Hauptarten astronomischer Meßinstrumente: solche, mit denen man den absoluten Ort eines Gestirnes festlegen kann, und solche, die den Abstand von einem benachbarten Sterne, also den relativen Ort, ergeben. Bei den Instrumenten der ersten Art, deren Hauptvertreter der Meridiankreis, das Universalinstrument und das Äquatorial sind, werden die Koordinaten des Gestirnes auf eines der oben ^a

*) Durch die in vielen Ländern neuerdings eingeführte Einheitszeit (Näheres siehe Abschnitt »Geographische Ortsbestimmungen«) ist das Auffallende der oben besprochenen Erscheinung noch wesentlich verstärkt worden, da an allen Orten, welche von dem gewählten Nullmeridian etwas weiter nach Osten oder Westen abliegen, eine merkliche Differenz zwischen der Uhrzeit und der mittleren Sonnenzeit (Ortszeit) besteht. In Deutschland z. B., wo nach Mitteleuropäischer Zeit gerechnet wird, weicht im äußersten Osten und Westen des Reiches die Uhrzeit um mehr als 30^m von der Ortszeit ab. Nach der Uhr ist daher für diese Gegenden der Vormittag stets um eine volle Stunde kürzer oder länger als der Nachmittag und durch das Hinzutreten der Zeitgleichung wächst dieser Betrag im Februar oder im November bis auf 1½ Stunden.

(S. 147 f.) genannten Koordinatensysteme bezogen, beim Universalinstrument auf das horizontale, beim Äquatorial auf das äquatoriale, beim Meridiankreis auf eine Verbindung dieser beiden Systeme. Das Fernrohr tritt hier mehr in den Hintergrund und dient nur zum scharfen Sehen und Visieren; das Wesentliche sind die Hilfsmittel zur Winkelmessung: Kreise, die in Grade und deren Unterabteilungen eingeteilt sind und gleichsam Abbilder der größten Kreise der Sphäre darstellen, auf welche die Koordinaten des Gestirnes bezogen werden sollen. Fernrohr und Kreise sind fest miteinander verbunden und um Achsen drehbar, die den Hauptachsen der Koordinatensysteme entsprechen.

Die zur Bestimmung des relativen Ortes dienenden mikrometrischen Apparate sind in der Regel am Okular des Fernrohres angebracht. Man bestimmt durch sie Abstand und Richtung zweier einander naher Punkte, und zwar im allgemeinen um so genauer, je stärker die Vergrößerung ist. Das Fernrohr und seine optische Kraft ist hier also von größerer Bedeutung, als bei den obengenannten, zur Messung absoluter Sternörter dienenden Instrumenten.

Zu jeder astronomischen Messung ist auch eine Zeitangabe erforderlich, denn die Lage der Gestirne am Himmel ändert sich stetig; die Bestimmung der einer gewissen Beobachtung entsprechenden Zeit ist daher eine wichtige Aufgabe der praktischen Astronomie, und sie kann unter Umständen (wie bei Ermittlung der Rektaszensionen von Sternen und bei Längenbestimmungen) selbst zur Hauptaufgabe werden. Auf Sternwarten sind die Hauptzeitmesser immer Pendeluhrn; doch können auch hier tragbare Uhren (Chronometer) nicht entbehrt werden.

Die allmähliche Vervollkommnung der astronomischen Meßinstrumente und ihre Ausbildung von den einfachsten Anfängen bis zur heutigen Vollendung ist eine stetigere und mit der Entwicklung der Astronomie selbst inniger zusammenhängende gewesen, als die des Fernrohres. Wie die Tochter des Zeus trat das die Ferne naherückende Instrument unvermittelt und mit einem Schlage in die Erscheinung; die Idee dagegen und selbst die Ausführung einfacher astronomischer Meßwerkzeuge verstanden und kannten, wie wir wissen, schon die Alten (vgl. S. 104). Zur Begründung der Fundamentallehren der Astronomie waren selbst die ungefügigen Maschinen der Araber und des Tycho mit ihren Dioptern und rohen Kreisen wichtiger und notwendiger als das Fernrohr, das erst ein halbes Jahrhundert nach dem Tode des Kopernikus erfunden wurde. Die Bedeutung dieses wundervollen Apparates soll damit keineswegs geschmälert werden; es ist ja zu bekannt, daß die Astronomie erst durch das Fernrohr und mit dessen Vervollkommnung zu der Höhe gelangen konnte, auf der sie sich zur Zeit befindet. Aber wir dürfen auch nicht den Wert

2. Zubeh. d.
Meßappar.

der nur messenden Werkzeuge unterschätzen, und vielleicht ist die Behauptung nicht ungerechtfertigt, daß das Fernrohr aus dem Anfang des 18. Jahrhunderts in Verbindung mit den Kreisen und Mikrometern eines Repsold mehr für die Wissenschaft leisten würde, als selbst das größte und lichtstärkste Teleskop mit der Montierung und den messenden Hilfsmitteln der Zeit vor Herschel. Jedenfalls ist die Verbindung des Fernrohres mit den Meßapparaten das Fundament unserer modernen praktischen Astronomie geworden, und die Fortschritte im rein optischen Gebiet haben zum Teil die im mechanischen mit bedingt.

Wie aber die höhere Vollendung in der Konstruktion der Objektive und Spiegel durch die theoretischen Untersuchungen der Physiker, so und noch mehr wurde die Vervollkommnung der mechanischen Teile des Fernrohres und der Meßapparate durch die Ideen und Arbeiten der Astronomen gefördert und häufig sogar angeregt. Ohne das innige Zusammenwirken von Astronomen wie Bessel und Struve mit mechanischen Künstlern wie Reichenbach, Ertel und vor allen Repsold hätten speziell die deutschen astronomischen Meßwerkzeuge schwerlich die Stufe hoher Vollendung erreicht, welche sie auch heute noch auszeichnet.

Den ersten Schritt, das Fernrohr zum Messen einzurichten, tat der englische Astronom Gascoigne (etwa 1640) dadurch, daß er ein Fadenkreuz im Brennpunkte des Objektivs anbrachte und so zuerst die genaue Anvisierung eines Objekts ermöglichte; auch konstruierte er das erste Fadenmikrometer. Die Verbindung mit Kreisen erfolgte dann sehr bald, hauptsächlich durch Auzout und Picard (1667). Aber erst gegen Ende des 18. Jahrhunderts gelang es Ramsden, Des Chaulnes u. a., der Teilung dieser Kreise, die bis dahin ziemlich rohe Handarbeit war, mittels Teilmaschinen die zu schärferen Messungen erforderliche und der verfeinerten Wahrnehmung entsprechende Genauigkeit zu geben. Der *Vernier* oder *Nonius*, 1631 von P. Vernier nach einer älteren Idee des Portugiesen Nuñez oder Nonius ersonnen*), hatte schon früher die genauere Ablesung

*) Den *Nonius* scheint zwar Chr. Clavius aus Bamberg schon 20 Jahre vor Vernier angewandt zu haben; letzterer brachte ihn indessen zuerst an dem beweglichen Arm, der Alhidade, an. Das Prinzip des Nonius beruht einfach darauf, daß einer gewissen Anzahl von Intervallen des Kreises (Limbus *L*, Fig. 66) auf einem mit ihm konzentrischen Hilfsbogen *N* eine um eins größere Zahl von Intervallen entspricht; die Ziffer des mit einem Teilstrich koinzidierenden Noniusstriches gibt dann unmittelbar die gesuchte Lage des Nullpunktes des Nonius an. So sind z. B. in Fig. 66 9° des Kreises *L* auf dem Nonius *N* in 10 Teile geteilt (man kann also unmittelbar Zehntelgrade ablesen), und da der sechste Noniusstrich mit dem Kreisstriche zusammenfällt, so steht der Nullpunkt des Nonius auf 10.6 .

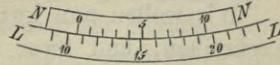


Fig. 66. Nonius.

der Winkel mittels einer Hilfstheilung ermöglicht und die von Tycho eingeführten Transversalen verdrängt, welche gleichfalls die unmittelbare Teilung der Bogen in Unterabteilungen ergeben (vgl. Fig. 37, S. 105). Erst gegen Mitte des 19. Jahrhunderts wich dann der Nonius dem Ablesemikroskop. Seit jener Zeit haben die stetigen Fortschritte der Technik, geleitet durch die Ideen erfindungsreicher Mechaniker, Astronomen und Physiker, die astronomischen Instrumente zu einem bewundernswerten Grade der Vollendung geführt; und so verdienen Mechaniker wie Gambey, Eichens und Gautier in Frankreich, Ramsden, Cary, Troughton & Simms und Grubb in England, Warner & Swasey in Amerika, vor allen aber deutsche Künstler, wie Fraunhofer, Reichenbach, Ertel, Pistor & Martins und die Repsolds als Förderer der praktischen Astronomie neben den großen Astronomen der letzten hundert Jahre mit Ehren genannt zu werden.

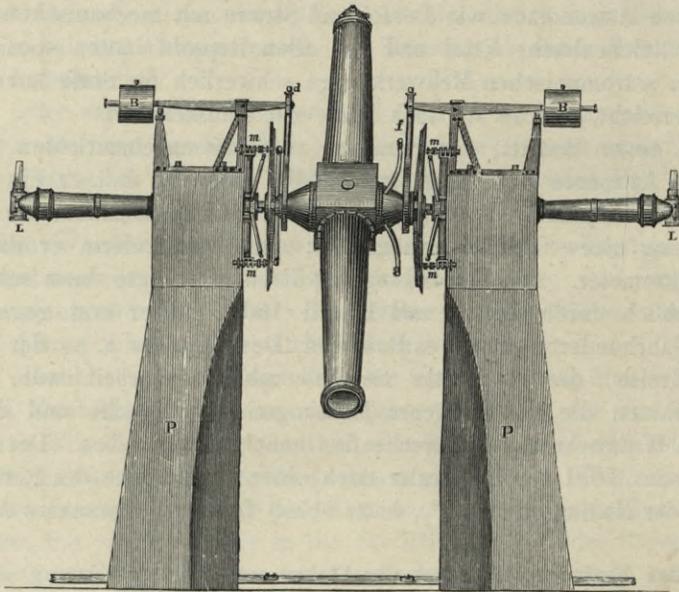


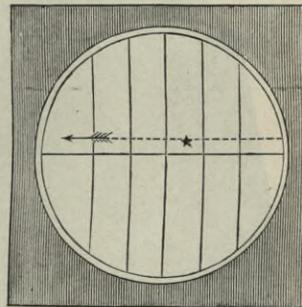
Fig. 67. Meridiankreis von Pistor & Martins (etwas schematisch).

Wir wollen nun kurz die Hauptinstrumente der heutigen Astrometrie beschreiben, und zwar zuerst die zu absoluten Messungen dienenden. Die erste Bedingung zum Gelingen feinerer Beobachtungen überhaupt ist die möglichst feste Aufstellung der Instrumente. Sie stehen daher meist auf niedrigen Stein Pfeilern, die selbst, vom Fußboden und umgebenden Gemäuer vollständig isoliert, auf massiven, in die Erde gemauerten Fundamenten ruhen.

at
Abt. Jansen
3. L. mäßig
1/2 mäß. - J.
a. Meridiankr.
J. Jansen

Das wichtigste der zu absoluten Bestimmungen dienenden Instrumente ist der *Meridiankreis*. Es ist dies ein mit einem oder zwei fein getheilten Kreisen versehenes, mäßig großes Fernrohr; die Achse, welche das Fernrohr und die Kreise trägt, liegt horizontal in der Richtung West-Ost auf zwei soliden Steinpfeilern (*P*, Fig. 67) oder eisernen, auf Pfeilern ruhenden Trägern (Fig. 69). Bei der Drehung beschreibt also das Fernrohr einen Vertikalkreis, und zwar den Meridian. Die Pfeiler tragen, außer den Lagern für die Zapfen der Achse, mehrere (jeder gewöhnlich vier) Mikroskope (*m*, Fig. 67), die eine oft bis auf ein Zehntel Bogensekunde genaue Ablesung der direkt in 5' oder 2' getheilten, vor ihnen befindlichen Kreise gestatten. Um die sehr sorgfältig gearbeiteten Zapfen der Achse bei der häufigen Drehung in ihren Lagern nicht abzunutzen und ihre zylindrische Gestalt nicht zu verändern, wird der größte Teil des Gewichtes von Fernrohr, Achse und Kreisen durch Gegengewichte (*B*) getragen, die durch eine Aufhängevorrichtung (*d*) mit der Achse in Verbindung stehen. Möglichst weit von Fernrohr, Kreisen und Mikroskopen abstehende Lampen (*L*) werfen ihr Licht durch die durchbrochenen Pfeiler und die hohle Achse in das Innere des Fernrohres und zugleich mittels einer besonderen Vorrichtung auf die Kreisteilung. Das Licht im Inneren des Fernrohres kann je nach Bedarf dazu verwendet werden, das Gesichtsfeld oder die Fäden zu erleuchten. Das Instrument dient dazu, die Zeiten zu beobachten, zu denen Sterne den Meridian passieren, und ihre Zenitdistanz in diesem Momente zu bestimmen. Um diesen Beobachtungen größere Genauigkeit zu verleihen, begnügt man sich nicht mit einem einfachen Fadenkreuz im Brennpunkte des Fernrohres, sondern verwendet ein ganzes System von Fäden (Fig. 68). An den vertikalen werden

beim Durchgang eines Sternes durch das Gesichtsfeld die Antritte nach der Sternzeituhr beobachtet; gleichzeitig wird der Stern auf den horizontalen Faden eingestellt. Reduziert man dann die an den Seitenfäden beobachteten Zeiten auf den die optische Achse und die Meridianebene darstellenden Mittelfaden, so erhält man die Durchgangszeit durch den Meridian; die Verbindung der Kreisablesung mit derjenigen bei genau vertikaler oder horizontaler Lage des Fernrohres gibt ferner die Zenitdistanz oder die Höhe des Gestirnes. Sind dann die Fehler des Instrumentes sowie die Polhöhe des Beobachtungsortes bekannt, so folgen daraus sofort Rektaszension und Deklination; umgekehrt kann man dem-



L. Jansen

Fig. 68.

nach auch, bei bekannter Rektaszension und Deklination, die Uhrkorrektion und die Polhöhe bestimmen.

Fehlen die feingeteilten Kreise, lassen sich also nur Durchgangszeiten (oder Rektaszensionen) bestimmen, so erhalten wir das einfachere *Durchgangs-* oder *Passageninstrument*, welches von dem Dänen Olaus Römer (1689) herrührt. Von demselben genialen Astronomen ist auch die Ver-

b. Kaffagn
Luppr.

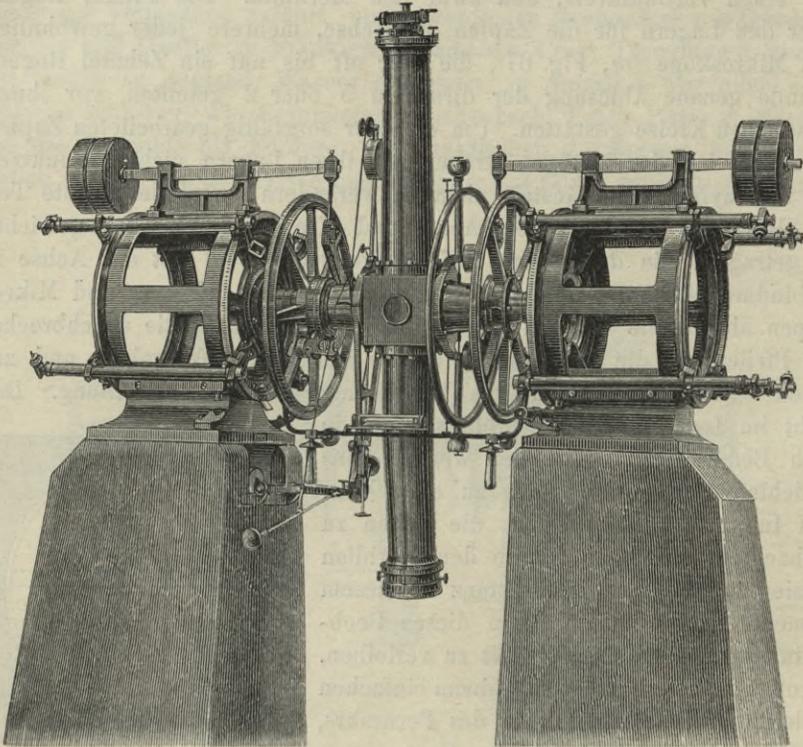


Fig. 69. Repsold'scher Meridiankreis.

bindung dieses Instruments mit einem genau geteilten Kreise bereits vorgeschlagen und in Anwendung gebracht worden; allgemein eingeführt wurde jedoch der Meridiankreis erst durch J. G. Repsold und Reichenbach zu Anfang des 19. Jahrhunderts*).

* Die kleineren Passageninstrumente werden häufig tragbar gemacht und sind dann gewöhnlich mit einem gebrochenen Fernrohre versehen. Bei dieser Einrichtung werden die vom Objektiv nach dem Okular gehenden Strahlen von einem total reflektierenden Prisma aufgefangen und seitlich reflektiert; der untere Teil des Tubus bildet zugleich die eine Hälfte der horizontalen Achse, und das Okular bezw. das Auge des

Die heutigen Formen der Meridiankreise sind im einzelnen oft sehr verschieden; doch entsprechen sie im allgemeinen und wesentlichen dem oben beschriebenen und in Fig. 67 dargestellten Instrument. Bei den Repsoldschen Meridiankreisen (vergl. die detaillierte Abbildung Fig. 69) sind, abgesehen von anderen nicht unwesentlichen Abweichungen, die

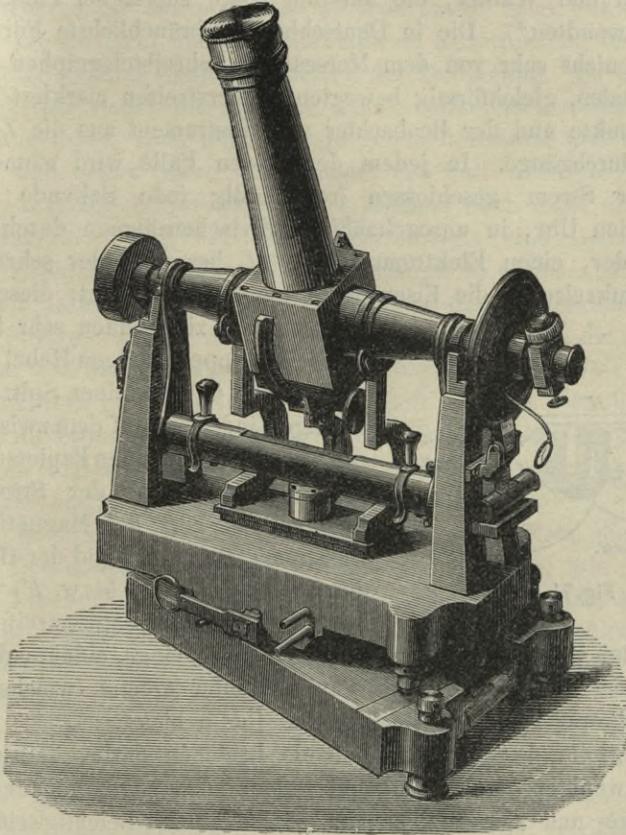


Fig. 70. Tragbares Passageninstrument.

oberen Teile der Steinfeiler durch starke eiserne Köpfe ersetzt, an denen sich, konzentrisch zu den feingeteilten Kreisen, die Mikroskopträger-trommeln befinden. *Repsold'sche*

Früher mußte der Astronom die Durchgangszeiten der Sterne beobachten, indem er, die Sekundenschläge seiner Uhr zählend, die Zehntel

Beobachters befindet sich infolgedessen immer in gleicher Höhe, was die Beobachtungen wesentlich erleichtert. In Fig. 70 ist ein solches tragbares Passageninstrument mit gebrochenem Fernrohr dargestellt.

der Sekunde schätzte, zu denen der Stern die Fäden kreuzte. Diese sogenannte »Auge- und- Ohr-Methode« ist seit längerer Zeit vielfach durch die der »Registrierung« mit Hilfe des galvanischen Stromes ersetzt worden. Das Verdienst, den *Elektro-Chronographen* oder *Registrierapparat* in die messende Astronomie eingeführt zu haben, gebührt den Amerikanern W. C. Bond und Walker, die ihn (um 1848) zuerst bei Längenbestimmungen anwandten*). Die in Deutschland gebräuchlichste Form weicht im ganzen nicht sehr von dem Morseschen Schreibtelegraphen ab. Auf einem schmalen, gleichförmig bewegten Papierstreifen markiert eine Uhr Sekundenpunkte und der Beobachter vom Instrument aus die Zeitpunkte der Fadendurchgänge. In jedem der beiden Fälle wird momentan ein galvanischer Strom geschlossen (regelmäßig jede Sekunde von der registrierenden Uhr, in unregelmäßigen Zwischenräumen durch den Beobachter), der, einen Elektromagneten (M' bzw. M der schematischen Fig. 71) umkreisend, die Eisenstücke magnetisch macht; dieser Augen-

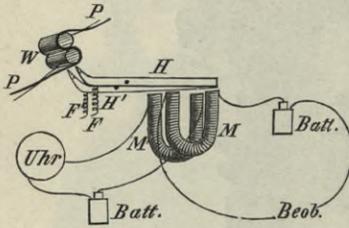


Fig. 71.

blicksmagnet zieht einen sehr leicht beweglichen doppelarmigen Hebel (H' bzw. H) an, der mittels feiner Spitzen punktförmige Eindrücke auf dem zwischen Walzen (W) durchlaufenden Papierstreifen (P) hervorbringt. Wird der Strom unterbrochen, so hört der Magnetismus des Elektromagneten auf, und der Hebel wird durch eine Feder (F' bzw. F) vom Magneten und damit vom Papierstreifen zurück-

gezogen. Bei vielen Registrierapparaten ist der lange, ablaufende Papierstreifen durch einen rotierenden Papierzylinder ersetzt, welcher für die Signale mehrerer Stunden hinreichenden Raum bietet.

Die Vorteile der Registriermethode bestehen darin, daß die Beobachtungen weniger anstrengend und zudem noch etwas genauer sind als bei der Auge- und- Ohr-Methode, und daß sich mit Leichtigkeit eine viel größere Anzahl von einzelnen Durchgängen beobachten läßt. Vor allem aber sind die Beobachtungen auf dem Registrierstreifen dauernd fixiert; sie können daher zu jeder Zeit abgelesen werden, und die Ablesung kann erforderlichenfalls zur Kontrolle oder zur Aufklärung von Irrtümern auch später nach Bedarf wiederholt werden. Einen Nachteil besitzt die Methode in der durch die Instandhaltung der Batterien und des Registrierapparates, sowie besonders durch die Ablesung der Signale von den Streifen vermehrten Arbeit.

*) Wheatstone hatte ihn allerdings schon einige Jahre früher vorgeschlagen. Einen nichtelektrischen Registrierapparat hatte J. G. Repsold bereits 1828 hergestellt.

Wir haben im vorstehenden nur ganz kurz die wesentlichsten Bestandteile des Meridiankreises und die Hauptoperationen an demselben beschrieben. Die genaue Bestimmung einer Sternposition, wie sie ein erfahrener Beobachter auszuführen vermag, ist eine schwierige und komplizierte Aufgabe. Jedes Werk von Menschenhand ist unvollkommen, und auch das bestgearbeitete astronomische Meßinstrument zeigt Fehler, teils beständige infolge nicht absolut vollkommener Konstruktion, teils veränderliche infolge äußerer Einflüsse, speziell der Temperatur. So ist z. B. beim Meridiankreise weder die optische Achse vollkommen rechtwinklig zur Umdrehungsachse, noch liegt letztere genau horizontal und im richtigen Azimut; und selbst wenn dies einmal der Fall wäre, so würde doch solch ein mathematisch vollkommener Zustand auch nicht einen einzigen Tag andauern. Wird bei den Beobachtungen eine Genauigkeit von wenigen Zehnteln der Bogensekunde verlangt, so wachsen die Schwierigkeiten mit jedem Schritt. Die Wirkungen der Temperaturänderungen und der Schwere auf Fernrohr, Kreise und Mikroskope, die Bewegungen der Pfeiler und der Fundamente des Instruments, die Einflüsse der Wärme, der Dichtigkeit und Feuchtigkeit der Luft auf die Uhr bringen rordauernde Änderungen hervor; jede astronomische Beobachtung muß daher erst wegen dieser Instrumentalfehler verbessert werden, ehe man ein brauchbares und genaues Resultat erwarten darf.

Die Auseinandersetzung der Methoden, durch welche dies geschieht, und die Beschreibung der dazu nötigen Hilfsapparate, wie Wasserwage (Niveau, Libelle), Quecksilberhorizont, Kollimatoren, würde hier zu weit führen; es genüge die Bemerkung, daß eine solche Fehlerbestimmung gewöhnlich die umständlichste und lästigste Operation in der praktischen Astronomie ist.

Eine Fehlerquelle aber, die bei den meisten Beobachtungen und speziell bei allen Höhenmessungen berücksichtigt werden muß, darf nicht unerwähnt bleiben; dies ist die *astronomische Strahlenbrechung* oder *Refraktion*. Beim Durchgang durch die Atmosphäre erleidet ein Lichtstrahl nach den Gesetzen der Brechung eine Ablenkung von seiner geradlinigen Richtung. Nur im Zenit, wo der Strahl die Atmosphäre senkrecht trifft, geht er ungebrochen weiter, es findet keine Refraktion statt; andernfalls wird er von seiner ursprünglichen Richtung abgelenkt, und zwar um so mehr, je größer die Zenitdistanz wird. Die Ablenkung ist angenähert der Tangente der Zenitdistanz proportional und beträgt im Horizont mehr als einen halben Grad. Aus dem folgenden Täfelchen geht hervor, wie merklich selbst schon in kleineren Zenitabständen die Refraktion ist:

Zenitdistanz	Refraktion	Zenitdistanz	Refraktion
0°	0' 0"	65°	2' 3"
20	0 21	70	2 37
30	0 33	75	3 32
40	0 48	80	5 16
50	1 9	85	9 46
60	1 40	90	34 54

Horizont 23°

Da die Größe der Ablenkung, abgesehen von der Zenitdistanz, auch von der Dichte der durchsetzten Luftschichten abhängt, diese aber mit der Wärme und dem Luftdruck veränderlich ist, so muß bei allen feineren

Höhenmessungen auf Thermometer- und Barometerstand Rücksicht genommen werden. Mit steigendem Thermometer und fallendem Barometer wird die Luft dünner und leichter, die Refraktion also kleiner als die mittlere; mit fallendem Thermometer und steigendem Barometer wird sie dichter und schwerer und die Refraktion damit größer.

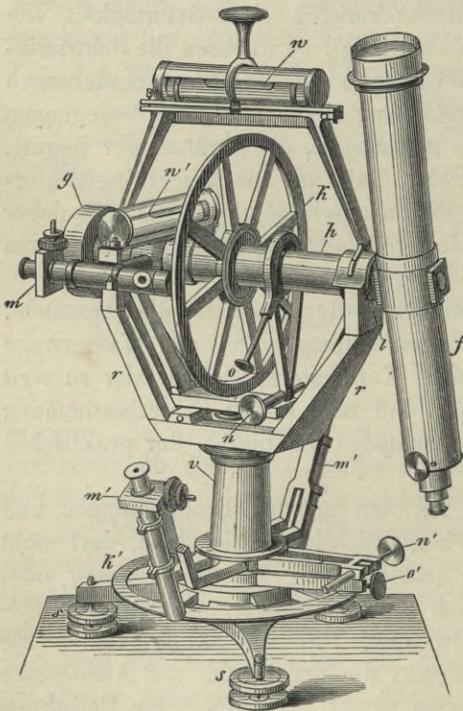


Fig. 72. Universalinstrument von Repsold.

Lagern l ruht, welche durch einen Rahmen r mit der vertikalen, freibeweglichen Hauptachse v fest verbunden sind. Fernrohr und Kreis drehen sich also zunächst, wie beim Meridiankreis, mit der horizontalen Achse in den Lagern und diese selbst wieder mit der vertikalen Säule, so daß das Fernrohr auf jeden beliebigen Punkt eingestellt werden kann.

Bei dem Universalinstrument (Altaximut) werden die Beobachtungen auf das System des Horizonts bezogen. Die beiden Hauptachsen stehen hier vertikal und horizontal. Das Fernrohr f (Fig. 72) sitzt bei dem hier dargestellten Instrument an dem einen Ende, der feingeteilte Höhenkreis k in der Mitte, ein Gegengewicht g am anderen Ende der horizontalen Achse h , die in den

*Universalinstrument
a. Altaximut
mit*

Das eine Kreislager trägt zwei 180° voneinander abstehende Mikroskope m , die zur Ablesung des Höhenkreises dienen (in der Figur nur das eine sichtbar); ähnliche, an der Vertikalachse drehbar befestigte Mikroskope m' lassen den festen, horizontalen Azimutalkreis k' ablesen. Mit Hilfe der Stellerschrauben s und des Niveaus (Wasserwage) w bringt man die Kreise k' und k und die ihnen der Richtung nach entsprechenden Achsen h und v in die richtige, horizontale bzw. vertikale Lage. Auch die Mikroskope m können mittels einer in der Figur nicht gezeichneten Vorrichtung genau in die Ebene des Horizonts gebracht und ihre Abweichungen durch das Niveau w' kontrolliert werden. Auf Horizontal- und Vertikalachse wirkende Mikrometerschrauben (n und n') bringen feine Verstellungen des Fernrohrs in Höhe und Azimut hervor, nachdem Horizontal- und Vertikalachse mittels der Klemmen o und o' festgestellt sind*). Fehlt der Azimutalkreis k' , oder ist nur ein Einstellungskreis da, lassen sich also nur Höhen messen, so erhalten wir den Vertikalkreis.

Kleine Universalinstrumente und Vertikal-
 kreise werden neuerdings häufig und mit
 Vorteil auf Reisen zu geographischen Orts-
 bestimmungen benutzt. Geeigneter aber für
 solche Zwecke sind leichte, bequem zu trans-
 portierende und zu handhabende Spiegelin-
 strumente, der Spiegelsextant und der Prismen-
 kreis. Der erstere besteht aus einem geteilten
 Sechstelkreis (Fig. 73), einem kleinen Fern-
 rohr f und zwei Spiegeln s und s' , von
 denen der erste aber nur in der unteren
 Hälfte belegt ist. Fernrohr und Spiegel s
 sind auf je einem Radius des Gradbogens
 befestigt, s' dagegen ist um den Mittel-
 punkt der Teilung drehbar. Durch
 den unbelegten Teil von s sieht man direkt
 einen Stern S und zugleich

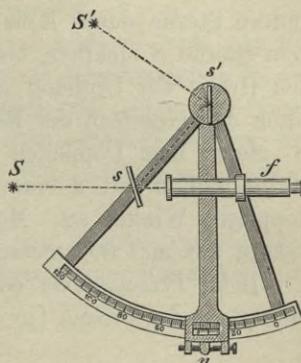


Fig. 73. Spiegelsextant.

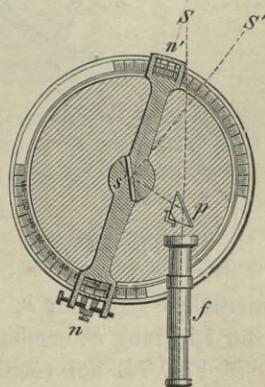


Fig. 74. Prismenkreis.

*) Um die Figur nicht zu komplizieren, sind Vorrichtungen, um Instrument und Niveau in den Lagern umzukehren, und anderes Unwesentlichere weggelassen worden. — Die Universalinstrumente werden ebenfalls häufig mit gebrochenem Fernrohre (S. 158) versehen; auch in anderen Einzelheiten weichen die Instrumente verschiedener Mechaniker von dem in Fig. 72 dargestellten Typus mitunter ab.

das zweimal, an s' und dem unteren Teil von s , reflektierte Bild des Sternes S' . Stehen s und s' parallel, so zeigt der Nonius n der mit s' verbundenen Schiene auf 0° , und man sieht das direkte und das reflektierte Bild des Sternes S ; dreht man die Schiene und damit s' , so werden andere Sterne durch Reflexion an der unteren Hälfte von s zugleich mit dem Sterne S sichtbar, bis bei einer gewissen, am Gradbogen abzulesenden Größe der Drehung das Bild des Sternes S' mit S zusammenfällt. Nach den Gesetzen der Reflexion ist der Winkelabstand zwischen S und S' gleich dem Doppelten des Drehungswinkels von s' ; damit aber die Multiplikation mit 2 vermieden wird, gibt der Gradbogen gleich diesen doppelten Winkel an. Man kann also mit dem Sextanten Winkel von nahezu zweimal 60° messen.

Beim *Prismenkreis* oder *Reflexionskreis* (Fig. 74) vertritt ein total-reflektierendes Prisma (p) die Stelle des Spiegels s beim Sextanten; statt eines Teiles des Kreisumfanges ($\frac{1}{6}$ beim Sextanten, $\frac{1}{8}$ beim Oktanten) benutzt man einen Vollkreis, der mittels der beiden Nonien n und n' eine genauere Ablesung der Teilung gestattet, besonders aber einen Hauptfehler bei allen geteilten Kreisen und Kreisbögen, die Exzentrizität*), unschädlich macht.

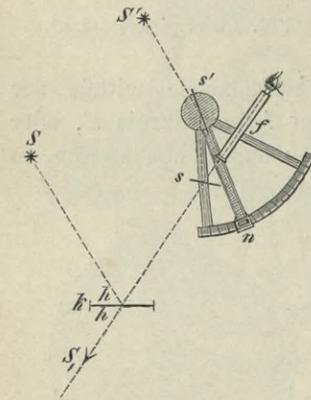


Fig. 75.

Direkt mißt man mit diesen Spiegelinstrumenten Winkelabstände; will man Höhen beobachten, so bedient man sich eines künstlichen kleinen Glas- oder Quecksilberhorizonts und findet durch Reflexion des Sternbildes an diesem die doppelte Höhe. Fig. 75 zeigt schematisch die Art der Beobachtung. Man blickt durch das Fernrohr f nach dem künstlichen Horizont k , in welchem sich der Stern S spiegelt, so daß er in der Richtung S , erscheint, und dreht nun die Nonienschiene ($s'n$ Fig. 75, $n s' n'$ Fig. 74) bei vertikaler Haltung des Instruments so lange, bis das direkt gesehene Bild S , und das an den Spiegeln (Prismen) reflektierte S' einander decken; die Ablesung gibt dann die doppelte Höhe h .

Zu den Instrumenten, welche die Bestimmung absoluter Örter gestatten, kann auch der Refraktor gehören, wenn nämlich alle seine mechanischen Teile mit besonderer Sorgfalt gearbeitet sind und der Stundenkreis sowohl als der Deklinationskreis mit feiner, mikroskopisch ablesbarer Teilung versehen ist. Ein derartig ausgestatteter Refraktor

*) Der Exzentrizitätsfehler rührt davon her, daß die Mittelpunkte der Teilung (Teilkreis) und der Drehung (Nonienkreis) nicht zusammenfallen.

heißt ein Äquatorial, und man erhält mit demselben unmittelbar Deklination und Stundenwinkel. Da aber diese Instrumente nicht im entferntesten eine ähnliche Genauigkeit erreichen lassen, wie das Meridianinstrument, so werden Äquatoriale kaum noch gebaut und die wenigen vorhandenen ausschließlich als Refraktoren verwendet.

Äquatorial.

Um einen Refraktor zum Messen benutzen zu können, muß man ihn mit einem Mikrometer versehen; er dient dann zur Bestimmung relativer Sternörter. Die Mikrometer dienen ausschließlich, wie schon der Name sagt, zur Messung kleiner Winkel, zu Differentialbestimmungen; sie besitzen sehr verschiedene Konstruktionen und ihre wichtigsten Formen sollen hier besprochen werden.

B
Relativ. Öfter

Das einfachste der Konstruktion nach ist das Kreismikrometer oder Ringmikrometer. Es besteht aus einem einfachen, in der Fokalebene des

Mikrometer

1. Strahl. u.
Ringmikr.

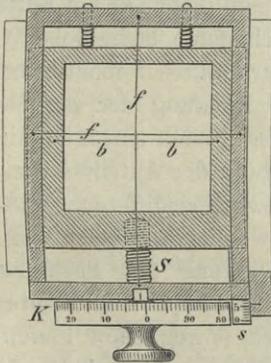


Fig. 76. Einrichtung des Fadenmikrometers. (Schematisch.)

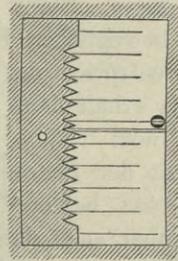


Fig. 77. Teilung, beweglicher Faden und Skala im Gesichtsfelde eines Ablesemikroskops. (Schematisch.)

Objektivs angebrachten Stahlring, an welchem bei unbewegtem Fernrohr die Antritts- und Austrittszeiten zweier Objekte — eines bekannten und eines unbekanntes Sternes — beobachtet werden. Aus diesen Zeiten erhält man durch Rechnung die Rektaszensions- und Deklinationsdifferenz der beiden Gestirne; letztere darf begreiflicherweise nicht größer sein als der Ringdurchmesser. Der Ring ist stets, auch bei dunkelstem Himmel, deutlich sichtbar, braucht also nicht, wie die zarten Fäden im Fadenmikrometer, künstlich beleuchtet zu werden. Das Fernrohr selbst bedarf keiner parallaktischen Aufstellung und muß nur während der Zeit des Durchgangs der Gestirne unverrückt stehen. Das Ringmikrometer wird deshalb vorwiegend bei kleineren Refraktoren oder zur Beobachtung lichtschwacher Objekte (Nebel, Kometen) angewandt.

Das Fadenmikrometer hat dem Kreismikrometer gegenüber den Nachteil, daß es einer künstlichen Beleuchtung bedarf, um die Fäden sichtbar

2. Farbring-
Kreismikr.

zu machen, und daß es nur in Verbindung mit einem parallaktisch aufgestellten Instrument verwendbar ist. Diesen Nachteilen stehen aber so entschiedene Vorzüge beim Gebrauch und bei der Reduktion der Beobachtungen gegenüber, daß das Fadenmikrometer heute das gebräuchlichste und bei den verschiedensten Instrumenten angewandte Mikrometer ist. In der Fokalebene des betreffenden Objektivs sind hier rechtwinklig gegeneinander Spinnenfäden (Fig. 76) aufgespannt, von denen einer (*b*) mit dem Rahmen, auf dem er befestigt ist, durch eine feine Schraube (*S*) fortbewegt werden kann; die Größe der Bewegung in Schraubenteilen liest man an der Skala *s* und dem geteilten Schraubenkopf *K* ab. Die Schraubenumdrehungen werden leicht in Winkel verwandelt, wenn man weiß, wieviel eine Umdrehung in Bogenmaß beträgt.

Bei Refraktoren ist das Fadenmikrometer gewöhnlich drehbar und mit einem *Positionskreise* verbunden, so daß man nicht nur die Entfernung, sondern auch die Richtung zweier im Gesichtsfelde befindlicher Objekte bestimmen kann. Stellt man bei einem parallaktisch montierten Fernrohr den beweglichen Faden parallel zur Richtung der täglichen Bewegung, so entspricht der dazu senkrechte feste Faden einem Deklinationskreise; man erhält dann durch die Beobachtung der Antrittszeiten zweier Sterne an dem festen Faden die Rektaszensionsdifferenz und durch Messung mit der Schraube mittels des beweglichen Fadens die Deklinationsdifferenz beider Objekte. Durch Drehung des Positionskreises kann man aber auch den genannten festen Faden in die Richtung der beiden Sterne bringen und dann durch den beweglichen Faden deren Abstand oder *Distanz* finden. So verfährt man z. B. bei Doppelsternmessungen. Die Richtung der Komponenten von Doppelsternen oder ihr *Positionswinkel* wird meistens von Norden aus (0°), durch Osten (90°), Süden (180°) und Westen (270°) gezählt, im Fernrohr also von unten durch rechts, oben, links. Die Methode der Positionswinkel und Distanzen gibt, wenigstens wenn das Fernrohr durch ein Uhrwerk getrieben wird, die genauesten Resultate in raschster und einfachster Weise; sie kann aber nur bei verhältnismäßig geringen, den Durchmesser des Gesichtsfeldes nicht übersteigenden Distanzen angewandt werden. Die Bestimmungen von Rektaszensionsdifferenzen, bei denen das Fernrohr stillsteht und die Sterne durch die tägliche Bewegung an dem Faden vorübergeführt werden, unterliegen dieser Beschränkung nicht, sind aber etwas weniger genau.

Das Fadenmikrometer findet sich außer an Refraktoren auch an Meridian- und Universalinstrumenten, besonders aber auch an den Mikroskopen, die zur Ablesung der feingeteilten Kreise dienen; in letzterer Hinsicht, als Mikroskopmikrometer, hat es den früher gebräuchlichen Nonius fast gänzlich verdrängt. Bei den Ablesemikroskopen vertritt eine

in der Fokalebene seitlich angebrachte gezahnte Platte (Fig. 77) die Skala s ; der Abstand zweier Zähne ist in der Regel gleich einer Umdrehung des Schraubenkopfes. Das feste Fadensystem fällt hier weg, und statt des beweglichen einfachen Fadens benutzt man zur Einstellung auf die Teilstriche des Kreises meist einen Doppelfaden.

Die bisher besprochenen Mikrometer, denen wir noch das Netz- oder Rautenmikrometer und das Lamellenmikrometer hinzufügen könnten, sind sämtlich Okularmikrometer, also in der Bildebene des Objektivs angebracht. Auch das Wellmannsche und das Airysche *Doppelbildmikrometer* gehören noch zu ihnen. Das Prinzip aber, welches letzterem zugrunde liegt, das der Verdoppelung des Bildes durch Durchschneidung einer Linse, ist zur vollkommensten Anwendung und Ausbildung im Objektiv-Doppelbildmikrometer oder *Heliometer* gelangt. Die ursprüngliche Idee Savarys und Bouguers, durch zwei nebeneinander befindliche und gegeneinander bewegliche Objektive doppelte Bilder zu erzeugen, modifizierte J. Dollond, indem er 1753 statt der zwei Objektive ein einziges, aber durchschnittenen verwandte. Erst der Kunst Fraunhofers gelang es, mit der Konstruktion neuer Heliometer, namentlich des großen Königsberger Instrumentes (1826), einen Mikrometerapparat zu liefern, der nicht nur die älteren Dollondschen Instrumente weitaus übertraf, sondern selbst mit dem Fadenmikrometer an Genauigkeit wetteiferte und dieses in der Anwendbarkeit bedeutend überbot. Während

nämlich das Fadenmikrometer Distanzen von mehr als 12' bis 15' kaum zu messen gestattet, kann man mit dem Heliometer bequem bis zu 1° und darüber gehen. Das Prinzip der Beobachtung ist das folgende: Man stellt zuerst die Schnittlinie des Objektivs in den Positionswinkel der beiden Gestirne S und S' , deren Distanz und Richtung gemessen werden soll, und schraubt nun die beiden Objektivhälften (Fig. 78), die bei beliebiger Stellung die Bilder S_1 und S_1' (Hälfte I) und S_2 und S_2' (Hälfte II) liefern, so weit auseinander, bis S_2 mit S_1' (oder bei umgekehrter Schraubrichtung S_2' mit S_1) zusammenfällt. Der an einer Skala abzulesende Unterschied der beiden Stellungen (Deckung der Bilder S_1 und S_2 , bzw. S_1' und S_2' und Deckung von S_2 und S_1' oder S_1 und S_2') gibt die Entfernung der beiden Gestirne S und S' in Skalenteilen, die ebenso wie beim Fadenmikrometer in Bogenmaß verwandelt wird. Ferner findet sich die Richtung der Gestirne (der Positionswinkel) aus der Ablesung des Positionskreises. So einfach danach die Bestimmung der Distanz zweier selbst 1° und mehr entfernter Gestirne durch das Heliometer zu

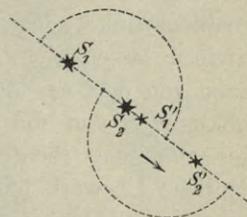


Fig. 78.

3. Helium
Anz.

sein scheint, so verwickelt wird diese Aufgabe in der Praxis. Es bietet dieses feinste Meßinstrument daher dem Astronomen wie dem Mechaniker zwar besonders lockende Probleme, aber die Schwierigkeit ihrer Lösung hat auch abschreckend gewirkt: die Fortschritte in der Konstruktion des Heliometers seit Fraunhofers Zeit gingen nur von den Repsolds aus, und der Mühseligkeit der Untersuchung und Umständlichkeit der Berechnung haben sich anfänglich nur deutsche Astronomen unterzogen. Die Fig. 79 zeigt ein Repsoldsches Heliometer, welches 1894 für die v. Kuffnersche Sternwarte in Wien angefertigt wurde. Das Objektiv dieses größten und vollkommensten der zur Zeit existierenden Heliometer hat $21\frac{1}{2}$ cm Öffnung und 3 m Brennweite. Die Abbildung gibt zugleich einen Begriff von der einfachen und gefälligen Art der Montierung, die Repsolds kleineren Instrumenten eigen ist. Die Montierung von Instrumenten, die zu den größten der Jetztzeit gehören, haben wir aus den Abbildungen Fig. 62 (Pulkowa) und Fig. 63 (Potsdam) bereits kennen gelernt. Die Bewegungen der Objektivhälften des Heliometers, die Drehungen des Fernrohres im Positionswinkel, sowie die erforderlichen Ablesungen an Skalen und Kreisen lassen sich vom Okularende aus bewerkstelligen. Desgleichen kann von dort aus die Klemmung des Instruments in Rektaszension und Deklination und die Feinbewegung mittels Schlüssel erfolgen. Das auf der Abbildung rechts von der Instrumentsäule auf dem Fußboden befindliche Uhrwerk besorgt die stetige Bewegung des Instruments in Rektaszension. Der einfache und den Anforderungen gut entsprechende, ebenfalls von Repsold konstruierte Beobachtungsstuhl läßt sich auf kreisförmigen Eisenschienen um die Säule des Fernrohres herumbewegen, der Beobachter kann sich, auf demselben sitzend, je nach der Stellung des Okulars heben oder senken.

Wien
 Schon oben erwähnten wir die Uhren als unentbehrliche Hilfsmittel bei astronomischen Beobachtungen, sowie daß man zwei Hauptarten, die Pendeluhr und die Chronometer, unterscheidet. Die feststehende *Pendeluhr**) in Verbindung mit einem im Meridian aufgestellten Passageninstrument ist der Hauptzeitmesser auf einer Sternwarte. Die treibende Kraft dieser Uhr ist die Schwere eines Gewichtes, die regulierende meistens ein Sekundenpendel. Das Räderwerk der Uhr wird durch das Gewicht in Umdrehung versetzt und würde, sich selbst

*) Die Pendeluhr, deren Erfindung gewöhnlich Galilei zugeschrieben wird, wurde durch Huygens 1656 in die Praxis eingeführt. Galilei erdachte bloß das Zählwerk mit dem Pendel, welches von seinem Sohne Vincenzo 1649 ausgeführt wurde. Die Entdeckung des Isochronismus, welcher die Zeitmessung durch das Pendel erst ermöglicht, scheint dem Schweizer Bürgi mit fast gleichem Rechte wie Galilei zugeschrieben werden zu dürfen.

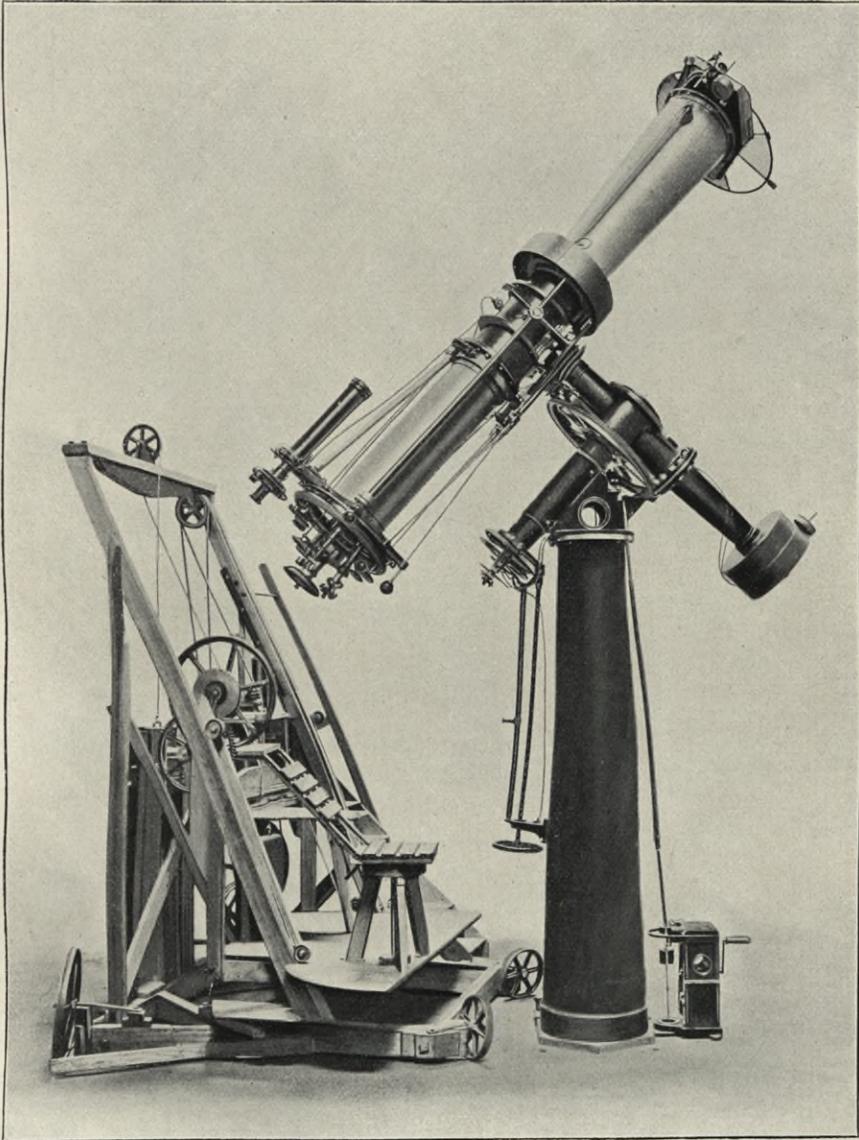


Fig. 79. Repsold'sches Heliometer.

überlassen, in immer beschleunigterem Tempo ablaufen; das schwingende Pendel hält jedoch durch die sogenannte Hemmung (Echappement), einen in die Zähne des Steigrades eingreifenden Anker, in bestimmten Intervallen (Sekunden) die Umdrehung der Welle auf und macht sie zwar diskontinuierlich, aber gleichförmig. Die großen, auf Sternwarten gebrauchten Pendeluhren sind meist auf Sternzeit reguliert. Soll die Uhr immer genau Sekunden angeben, so muß das Pendel mit einer Kompensationsvorrichtung versehen sein, welche die Wirkung der Temperaturänderungen ausgleicht. Bei zunehmender Wärme wird die Pendelstange länger und das Pendel schwingt langsamer: die Uhr geht nach; bei abnehmender Temperatur zieht sich das Pendel zusammen und schwingt schneller: die Uhr geht vor. Um nun diese Änderungen auszugleichen, ist die Metallscheibe der gewöhnlichen Pendeluhren beim *Quecksilberpendel* durch ein mit Quecksilber nahezu gefülltes, zylindrisch ausgeschliffenes Glasgefäß ersetzt; nimmt die Wärme zu, so wird zwar die Pendelstange länger, aber auch die Quecksilbermasse dehnt sich aus. Die Ausdehnung der letzteren wird hauptsächlich nach oben erfolgen, da die Veränderung des Glases durch Wärme viel geringer ist als die des Quecksilbers, und damit ist eine Verschiebung des Schwerpunkts gegen den Aufhängepunkt des Pendels bedingt. Durch passende Wahl des zylindrischen Gefäßes läßt es sich daher erreichen, daß die Senkung oder Hebung des Schwerpunkts durch die Ausdehnung oder Zusammenziehung der Pendelstange infolge der Zunahme oder Abnahme der Temperatur vollkommen kompensiert wird durch die Hebung oder Senkung des Schwerpunkts infolge der Ausdehnung oder Zusammenziehung des Quecksilbers. Beim *Rostpendel* besteht die Pendelstange aus mehreren Stäben von Metallen, die verschieden stark durch Temperaturänderungen beeinflußt werden (Stahl und Zink) und so miteinander verbunden sind, daß ihre Veränderungen durch die Wärme sich aufheben, und daß der Schwerpunkt der an dem mittelsten Stabe hängenden schweren Metallinse des Pendels stets dieselbe Entfernung vom Aufhängungspunkte behält. Die Kompensation durch das Rostpendel wurde zuerst von Graham (um 1722) ausgeführt.

Quecksilberpendel und Rostpendel sind die beiden gebräuchlichsten Arten der Kompensation gegen Wärme. Den mit der Zeit gewachsenen Anforderungen der Genauigkeit genügt aber die Berücksichtigung der Temperatur allein nicht; es muß auch noch die Ungleichheit des Luftdrucks in Rücksicht gezogen werden. Der Gang einer guten astronomischen Uhr ist nämlich auch vom Barometerstand abhängig, da in dichter Luft das Pendel langsamer schwingt als in dünnerer Luft. Unter gewöhnlichen Verhältnissen entspricht einem Steigen des Barometers um 1 mm eine Verlangsamung des Ganges der Uhr um 0^s.01 in einem Tage.

M

Zur Kompensation dieses Einflusses sind verschiedene Vorrichtungen er-
 sonnen worden; die einfachste ist die, in das Quecksilbergefäß des
 Quecksilberpendels ein Barometerrohr eintauchen zu lassen, dessen Rohr-
 weite so bemessen ist, daß das bei höherem Druck in dem Barometerrohr
 aufsteigende Quecksilber eine geringe Verschiebung des Schwerpunkts
 hervorbringt, die der Verlangsamung der Schwingungen des Pendels ent-
 gegenwirkt. Ein anderes, etwas kostspieligeres Verfahren, den Einfluß
 der Schwankungen des Luftdruckes auf den Gang der Uhr unschädlich
 zu machen, ist das, daß man die ganze Uhr mit einem dicht schließenden
 Glaszylinder umgibt, aus dem man die Luft zum Teil auspumpt, und in
 welchem man stets den gleichen Grad der Verdünnung zu erhalten sucht.

In den tragbaren Uhren, den sogenannten *Chronometern*, vertritt eine
 starke Feder die Stelle des Gewichtes der Pendeluhr, und die Unruhe,
 ein kleines Schwungrad, nebst der Spiralfeder vertritt die Stelle des
 Pendels; hier ist also, statt der Schwere, die Elastizität sowohl die trei-
 bende als auch die regulierende Kraft. Am Ende jeder Schwingung der
 Unruhe erfolgt ein Eingriff in das durch die Feder bewegte Räderwerk
 der Uhr, entsprechend der Hemmung bei der Pendeluhr, zugleich aber
 auch ein leichter Anstoß, der der Unruhe die durch Reibung und Luft-
 widerstand zum Teil verloren gegangene Schwungkraft wieder ersetzt.
 Je nach der Art der Hemmung unterscheidet man Spindel-, Zylinder-,
 Ankeruhren und die eigentlichen Chronometer mit Chronometerechappe-
 ment. Die Wärmekompensation wird bei besseren Uhren und bei
 Chronometern dadurch bewirkt, daß der Radreifen der Unruhe an zwei
 Stellen aufgeschnitten ist und aus zwei Metallen von verschiedenem
 Ausdehnungsvermögen besteht, wodurch eine geringe Ausdehnung oder
 Zusammenziehung des Radreifens bedingt wird. Die englischen Uhr-
 macher Sully und Harrison brachten zuerst (um 1730) diese Vorrichtung
 bei Taschenuhren an, und sie sind aus diesem Grunde als die eigent-
 lichen Erfinder des Chronometers zu betrachten, welches bei seinem kom-
 pendösen Bau weit empfindlicher gegen alle Störungen und besonders
 gegen Temperaturänderungen ist, als die große, feststehende und relativ
 einfache Pendeluhr.

Hat es sich in vorstehenden um die wichtigsten astronomischen Meß-
 werkzeuge gehandelt, so dürfen auch noch einige Worte über die Orte,
 an denen sie sich aufgestellt finden, über die Sternwarten, nicht fehlen.
 Die erste Bedingung zum Gelingen astronomischer Beobachtungen ist die
 ruhige, geschützte Lage einer Sternwarte; dann erst läßt sich die feste
 Aufstellung aller Hauptinstrumente vollständig verwerten. Ein vollkommen
 freier Horizont ist weniger wichtig, da wegen der Unregelmäßigkeiten der
 Refraktion feinere Messungen in Höhen von weniger als 5° kaum mehr

Sternwar-
 ten.

gelingen; man vermeidet daher schon seit Anfang des vorigen Jahrhunderts hohe Türme, stellt vielmehr die Hauptinstrumente, vor allem den Meridiankreis, ziemlich tief. Nicht unwesentlich ferner ist die Dunkelheit; von allen künstlichen Lichtquellen (Straßenlaternen z. B.) muß eine Sternwarte möglichst entfernt liegen. Diesen Bedingungen kann in unseren großen Städten nur selten genügt werden, und man hat daher bedeutende Institute (Pulkowa, Potsdam, Lickobservatorium u. a. m.) weit außerhalb einer Stadt errichtet.

Als Beobachtungsräume, bezw. Instrumente gehören zu einer Sternwarte mittleren Ranges: ein Turm mit drehbarer Kuppel für den Refraktor, ein Zimmer mit Durchschnit von Norden nach Süden für den Meridiankreis, ein nach Süden gelegener Raum für gelegentliche Beobachtungen mit kleineren Instrumenten aus den Fenstern, und außerdem ein Raum mit einem Durchschnit von Osten nach Westen für ein Passageninstrument im *ersten Vertikal*. Außer der Hauptuhr, die in einem Raume von möglichst unveränderlicher Temperatur aufzustellen ist, müssen Chronometer vorhanden sein; erwünscht sind Pendeluhren im Meridianzimmer und im Turm. Zum Meridiankreis ist zweckmäßig ein Registrierapparat (Chronograph) zu gesellen. Überdies sind erforderlich: kleinere Instrumente, insbesondere auch ein Kometensucher, für gelegentliche Beobachtungen, Thermometer und Barometer zur genauen Berechnung der Refraktion, von literarischen Hilfsmitteln hauptsächlich Sternkataloge und Sternkarten. Je nach Bedürfnis und Zweck wird dies oder jenes in den Vordergrund treten. Soll die Sternwarte mehr zu astrophysikalischen Untersuchungen dienen, so gehören Spektralapparate, photometrische und photographische Instrumente, sowie Laboratorien, in denen photographische und physikalische Untersuchungen ausgeführt werden können, zur notwendigen Ausrüstung, während ein Durchgangsinstrument im ersten Vertikal in Wegfall kommen kann und auch an Stelle eines Meridiankreises ein einfaches Passageninstrument genügt. Für die Drehtürme hat man vielfach eine Kombination eines Zylinders mit einem flachen Kegel in Anwendung gebracht (Trommeldach), doch wird in neuerer Zeit die etwas kostspieligere, aber Vorteile bietende Kugelform (Kuppel) vorwiegend benutzt. Man verband häufig die Wohnungen des Direktors und der Assistenten mit der Sternwarte und verlegte das Wohnhaus nach Norden von der Kuppel für das große Fernrohr, sich dadurch für die Beobachtungen wichtigsten, südlichen Teil des Himmels freihaltend. Mehr und mehr ist man aber davon abgekommen, die Wohnhäuser mit der eigentlichen Sternwarte zu verbinden wegen des nicht ausbleibenden störenden Einflusses, den bewohnte Gebäude infolge ihrer Wärmeausstrahlung auf die Beobachtungen ausüben. In dem großartigen

Observatorium auf dem Mont Gros bei Nizza ist das Prinzip der Detachierung möglichst durchgeführt. Es bringt aber auch gewisse Nachteile mit sich, besonders bei Instituten, bei denen mehr Beobachtungen nach der physikalischen Seite hin angestellt werden. Hier ist eine Verschmelzung der Laboratorien mit der Kuppel recht erwünscht; die Wohnhäuser sind aber stets in größerer Entfernung von den Beobachtungsräumen zu errichten. In den Figuren 80 und 81 sind die beiden größten deutschen Institute zur Anschauung gebracht worden: die Universitätssternwarte zu Straßburg und das Astrophysikalische Observatorium bei Potsdam.

Die Straßburger Sternwarte besteht aus drei völlig getrennten Gebäuden: dem Refraktorbau etwas links von der Mitte des Bildes (Fig. 80),

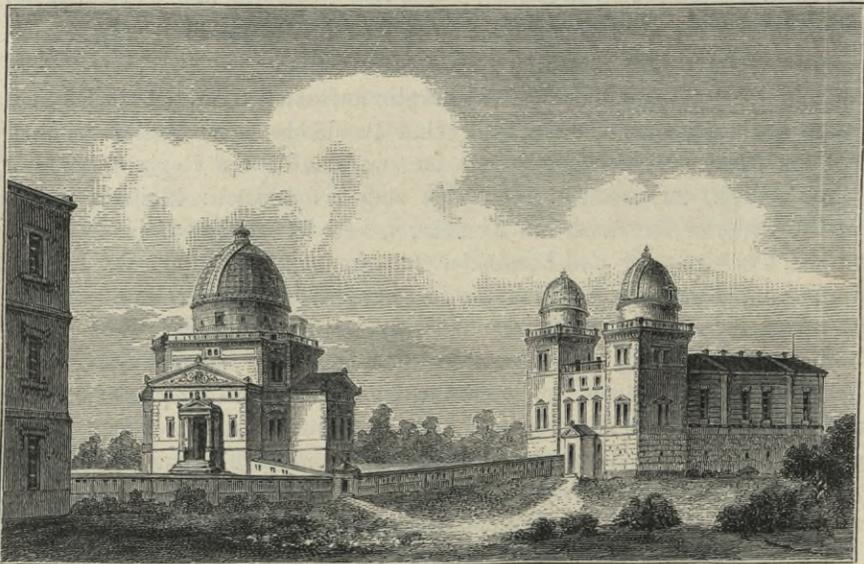


Fig. 80. Kaiserliche Universitätssternwarte zu Straßburg.

dem Meridianbau rechts und dem Beamtenwohnhaus links, die unter sich durch einen Gang in Verbindung stehen. Der Refraktorbau enthält in einer Kuppel von 11 m Durchmesser einen Refraktor von $48\frac{1}{2}$ cm Öffnung und 7 m Brennweite, dessen Objektiv Merz, dessen Montierung Repsold geliefert haben. Unter der Kuppel, im ersten Stock und im Untergeschoß liegen abgeschlossene Räume von sehr konstanter Temperatur, welche u. a. die Hauptuhren enthalten. Von den vier vorspringenden Anbauten im Erdgeschoß dienen drei meist Unterrichtszwecken; der vierte bildet den Haupteingang. Eine die Kuppel umgebende, von

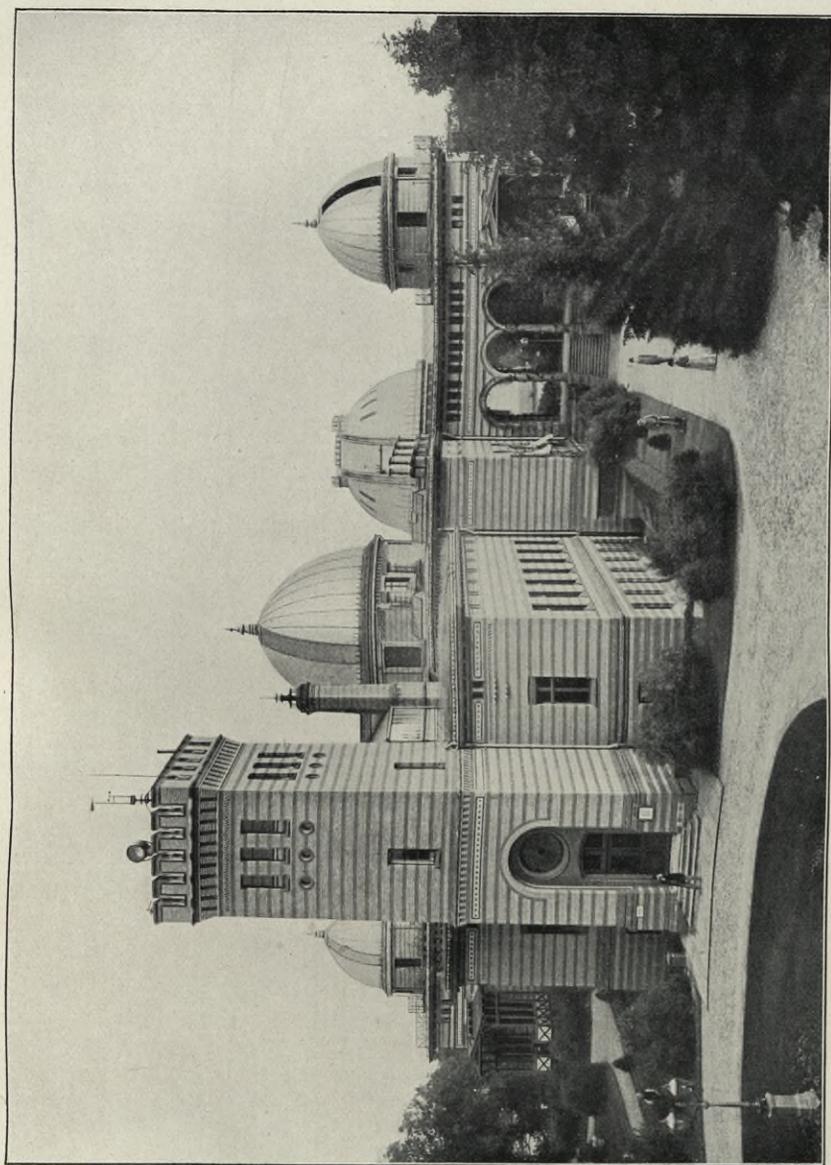


Fig. 81. Astrophysikalisches Observatorium zu Potsdam.

außen zugängliche Plattform gestattet Beobachtungen im Freien. Der Meridianbau, vom Refraktorbau südöstlich über 50 m, vom Wohnhaus nordöstlich über 60 m entfernt, bietet in getrennten Abteilungen Raum für vier größere Instrumente. In dem nördlichen Turme ist das große Repsoldsche Altazimut von eigenartiger Konstruktion mit Fernrohr von $13\frac{1}{2}$ cm Öffnung und 1.6 m Brennweite und Kreisen von 0.65 m Durchmesser untergebracht. Im südlichen Turme steht der sogenannte Bahnsucher von Reinfelder & Hertel und Repsold, ein Refraktor mit 16 cm Öffnung und 2.6 m Brennweite, dessen Konstruktion die Drehung um drei Achsen gestattet: um die Deklinations- und die Stundenachse wie gewöhnlich, sowie um eine durch die Lage der Bahn eines Kometen am Himmel bestimmte Achse. Erheblich tiefer als diese beiden nach allen Himmelsgegenden hin zu verwendenden Instrumente, aber doch nicht ganz zu ebener Erde befinden sich in zwei großen Sälen ein Passageninstrument von Cauchoix und ein großer Repsoldscher Meridiankreis mit Merzschem Objektiv von 16 cm Öffnung und 1.9 m Brennweite und Kreisen von 0.65 m Durchmesser. Unter den Türmen liegen Arbeitszimmer für Assistenten, eine mechanische Werkstätte u. a.; Galerien und Plattform für Beobachtungen im Freien verbinden und umgeben die Türme. Im Garten der Sternwarte befinden sich noch ein Drehturm mit einem Helio-meter von 8 cm Öffnung, sowie Hilfsapparate (Miren) für Meridiankreis und Altazimut.

Die Straßburger Sternwarte verfolgt in erster Linie den Zweck, die Örter der Gestirne mit möglichst großer Genauigkeit zu bestimmen, hat also wesentlich Aufgaben der Astrometrie zu lösen. Diesem Plane dienen alle Einrichtungen instrumenteller wie baulicher Natur in vollkommenster Weise. Die zweite, noch großartiger angelegte und ausgerüstete Anstalt, das Astrophysikalische Observatorium zu Potsdam, hat es der Hauptsache nach mit der Erforschung der chemischen und physikalischen Natur der Himmelskörper zu tun; es bildet gleichsam ein großes Laboratorium, dessen Untersuchungsobjekte durch die unermessliche Fülle der Gestirne gegeben sind. Diesem Zweck entsprechend, ist Anlage, Einrichtung und Ausrüstung eine andere als in Straßburg.

In Waldeseinsamkeit auf der Höhe des flachen, ausgedehnten Telegraphenberges, südlich von dem anmutigen Potsdam, umschließt das Gebiet des Observatoriums einen weiten Raum von 18 ha. Nahe in der Mitte, auf dem vom Walde freien höchsten Punkte (65 m über dem Havelspiegel), liegt das Hauptgebäude des Observatoriums selbst, nördlich und nordöstlich davon in Entfernungen von 60 m bis 100 m liegen die Wohnhäuser des Direktors und einiger der wissenschaftlichen Beamten, etwa 250 m weiter im Walde herab am Eingange zu dem Gebiete des Observatoriums

Maschinenhaus, Brunnen, Maschinistenhaus, Wirtschaftshof und Pfortnerhaus. Das Observatorium, dessen Ansicht nahezu von Norden Fig. 81, dessen Grundriß Fig. 82 zeigt, ist ein dreiflügeliges, geschmackvoll in verschiedenfarbig verkleidetem Backstein ausgeführtes Gebäude. Im erhöhten Erdgeschoß des nördlichen Flügels, zu welchem der Haupteingang *E* (Fig. 82) führt, liegen die Arbeitszimmer der verschiedenen Astronomen, Bibliothek, Sammlungen und Laboratorien für spektroskopische und photographische

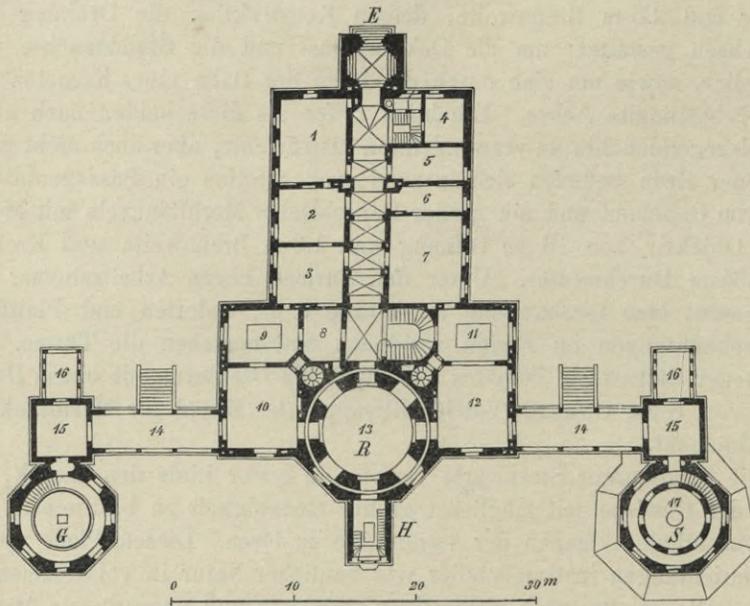


Fig. 82. Grundriß des Hauptgebäudes des Astrophysikalischen Observatoriums (Erdgeschoß).

1, 2, 3, 5 und 6 Arbeitszimmer der Observatoren. 4 Raum zum Messen und Aufbewahren der photographischen Platten. 7 Arbeitszimmer des Direktors. 8 Dunkelkammer. 9 Raum für photographische, 10, 11 und 12 für physikalische Untersuchungen. 13, 15 (rechts) und 17 Bibliothek und Sammlungen. 14 Verbindungshallen. 15 (links) Barometerraum. 16 Holzvorbauten für Aufstellung meteorologischer Instrumente. — *E* Haupteingang. *R* Schröderscher Refraktor. *G* Grubbscher Refraktor. *H* Heliograph. *S* Steinheil'sches Fernrohr.

Untersuchungen und Experimente, sowie am Ende, von der größten, mittleren Kuppel überwölbt, eine Rotunde, die zugleich den Mittelpunkt des südlichen Flügels bildet. Über dem Eingang, am nördlichen Ende, erhebt sich der Wasserturm mit einem großen, vom Brunnen gespeisten Reservoir. Zwei offene Arkaden stellen die Verbindung des östlichen und des westlichen Turmes mit dem Mittelbau her, an den sich südlich noch ein für den Heliographen bestimmter Raum (*H*) anschließt.

Die unteren Räume enthalten, neben der Wohnung des Kastellans und Werkstätten verschiedener Art, einen Gasmotor, der eine dynamoelektrische Maschine treibt.

Die eigentlichen, in dem Hauptgebäude aufgestellten astronomischen Beobachtungsinstrumente sind ein Refraktor von 29.8 cm Öffnung und 5.4 m Brennweite, mit Schröderschem Objektiv und Repsoldscher Montierung in der Mittelkuppel; der Grubbsche Refraktor von 20 cm Öffnung und 3.2 m Brennweite in der westlichen, und ein älteres Steinheilsches Fernrohr von 13.5 cm Öffnung in der östlichen Kuppel. In dem Anbau *H* ist ein Photoheliograph mit Steinheilschem Objektiv von 16 cm Öffnung und 4 m Brennweite und Repsoldscher Montierung aufgestellt, mit welchem bei jeder günstigen Gelegenheit Sonnenaufnahmen hergestellt werden. Auf einem kleinen Hügel etwa 40 m westlich vom Hauptgebäude befindet sich in einer Kuppel von 6 m Durchmesser, an die eine Dunkelkammer angebaut ist, ein photographischer Refraktor von 32.5 cm Öffnung und 3.4 m Brennweite mit einem Leitfernrohr von 23 cm Öffnung und ebenfalls 3.4 m Brennweite, der in erster Linie zur Herstellung der Aufnahmen für die Himmelskarte des auf S. 137 erwähnten internationalen Unternehmens bestimmt ist (eine Abbildung dieses Instruments mit eigenartiger Montierung findet sich im Abschnitte »Photographie«). Außerdem ist auf dem erwähnten Hügel ein kleines Häuschen errichtet, in welchem ein Passageninstrument mit gebrochenem Fernrohr aufgestellt ist, mit dem regelmäßig Zeitbestimmungen zur Kontrollierung des Ganges der in den verschiedenen Räumen des Observatoriums verteilten Pendeluhrn und Chronometer angestellt werden.

Südlich vom Hauptgebäude, in einer Entfernung von 90 m von seiner Mittelkuppel, ist auf einer größeren Bodenerhebung die Kuppel für das größte Instrument des Instituts errichtet worden. Einen Einblick in die Kuppel von 21 m lichter Weite und 18 m Höhe hat uns schon die Abbildung Fig. 63 gewährt; auch sind dort bereits Angaben über das große Doppelfernrohr von 80 cm und 50 cm Objektivöffnung gemacht worden. Es erübrigt noch, auf die elegante Bauart, welche die Firma A. Repsold & Söhne selbst einem so großen Instrumente zu geben versteht, hinzuweisen und weiter die Aufmerksamkeit des Beschauers auf den eigenartigen, mit der Kuppel verbundenen Beobachtungsstuhl mit elektrischem Betriebe zu lenken, der wie die Hauptteile der Kuppel, besonders auch deren Bewegungsmechanismus, von der Firma C. Hoppe in Berlin ausgeführt worden ist. Auf dem Fahrstuhle können mehrere Personen bei den verschiedensten Lagen des Fernrohres leicht zu den Okularteilen des Instruments gelangen. Der bewegliche Teil der großen Kuppel mit Fahrstuhl hat das ansehnliche Gewicht von 200 000 kg. Die Kuppel wird

elektrisch bewegt, und es erfolgt eine Umdrehung in fünf Minuten. Ebenso wird der 3.8 m breite Spaltverschluß der Kuppel elektrisch bewegt. Das Gewicht des Instruments beträgt rund 20000 kg; der mit Handrädern, die an der Instrumentensäule angebracht sind, vom Fußboden der Kuppel aus leicht zu dirigierende bewegliche Teil des Instruments wiegt 7000 kg. Unter der eigentlichen Kuppel befindet sich noch eine Anzahl von Räumen, die als Laboratorien, Werkstätten und Arbeitszimmer für die wissenschaftlichen Beamten Verwendung finden.

Westlich von der großen Kuppel liegt in etwa 30 m Abstand ein niedrig gehaltenes Wohnhaus für einen Observator, sowie für den Kastellan und den Maschinisten dieser Abteilung des Observatoriums. Nordwestlich von dem Kuppelgebäude befindet sich ein kleines Haus, in dem ein 12pferdiger Gasmotor für den Betrieb einer dynamoelektrischen Maschine und eine Akkumulatorenbatterie von 60 großen Zellen aufgestellt sind.

Am Schluß dieses Abschnitts möge noch für diejenigen Leser, die sich speziell für astronomische Instrumente, Kuppelbau und sonstige Sternwarteneinrichtungen mehr technischer Art interessieren, darauf hingewiesen werden, daß alle Angaben hierüber in »Ambrom, Handbuch der astronomischen Instrumentenkunde« (Berlin, Springer, 1899) und in »Konkoly, Anleitung zur Anstellung astronomischer Beobachtungen« (Braunschweig, Vieweg, 1884) zu finden sind.

4. Geographische Ortsbestimmungen.

Die geographische Lage eines Ortes auf der Erdoberfläche, seine Länge und Breite, läßt sich im allgemeinen ohne Zuhilfenahme astronomischer Beobachtungen nicht finden; wenn der Seefahrer, der Reisende genau wissen will, wo er sich befindet, muß er stets den Himmel zu Rate ziehen, und ebenso beruhen in kultivierten Ländern die zahlreichen in Karten und Verzeichnissen niedergelegten Daten schließlich immer auf astronomischen Messungen. Das Problem der geographischen Ortsbestimmung ist demnach ein wesentlich astronomisches, und es mag daher bei seiner großen praktischen Bedeutung und den einfachen Beziehungen zu rein astronomischen Ortsbestimmungen hier in aller Kürze dargestellt werden.

Es ist bereits früher (S. 147) auseinandergesetzt worden, daß die geographische Länge und Breite den im System des Äquators gebräuchlichen Koordinaten Rektaszension und Deklination entsprechen. Die Länge wird dabei von einem ersten, an sich willkürlichen Meridian abgezählt. Die geographische Breite eines Ortes ist gleich der Deklination des Zenits des Beobachters und auch gleich der Höhe des Pols über dem

Horizont. Man sagt daher statt geographische Breite auch häufig und kürzer Polhöhe.

Die Deklination des Zenits kann man nicht direkt messen, weil dasselbe als ein gedachter Punkt selten mit einem wirklichen, d. h. einem Sterne, zusammenfallen wird. Kennt man aber die Deklination eines Sternes (aus den Sternkatalogen) und mißt seine Zenitdistanz im Meridian, so folgt hieraus sofort die Deklination des Zenits, also die Polhöhe, durch Addition (wenn der Stern südlich) oder Subtraktion (wenn der Stern nördlich vom Zenit) der Zenitdistanz zu oder von der Deklination. Ist die Zenitdistanz bzw. Höhe des Sternes nicht im Meridian gemessen worden, so erhält man die Polhöhe durch einfache Rechnung aus dem sphärischen Dreieck zwischen Pol, Zenit und Stern. Hat man keinen Stern von bekannter Deklination zur Verfügung, so mißt man die Höhe irgend eines dem Pole nahen Sternes bei seiner oberen und unteren Kulmination (Seite 9); das Mittel aus beiden Höhen ist dann die Polhöhe des Ortes.

Von der geographischen Breite ist die *geozentrische* zu unterscheiden; diese ist gleich dem Winkel φ' (Fig. 83), welchen der Radiusvektor, d. h. die Linie vom Erdmittelpunkte M nach dem Beobachtungsorte E , mit dem Äquator bildet, erstere dagegen gleich dem Winkel φ zwischen der Richtung EF der Schwere im Beobachtungsorte und dem Äquator. Wäre die Erde eine Kugel, ein Meridianschnitt also ein Kreis, so fiel F mit M zusammen; die geographische Breite wäre also auch die geozentrische. Wegen der Abplattung der Erde ist aber φ von φ' verschieden, und zwar ist die geographische Breite stets größer als die geozentrische, im Maximum (bei 45° Breite) um $11\frac{1}{2}'$. Durch die Beobachtung kann nur die geographische Breite bestimmt werden.

Weniger einfach und rasch als die Breite oder Polhöhe ist die Länge eines Ortes zu bestimmen. Zunächst ist schon die Definition der geographischen Länge keine so unzweideutige als die der Breite. Der Äquator, auf den letztere bezogen wird, ist nur einmal vorhanden; von den Erdmeridianen dagegen, die ihn senkrecht schneiden, hat jeder an und für sich gleiches Recht, als Anfangspunkt der Zählung für die Längen genommen zu werden. In der Tat hat bis vor kurzem fast jedes der großen Kulturvölker nach einem anderen Meridian gerechnet: der Engländer nach Greenwich, der Franzose nach Paris, der Nordamerikaner nach Washington, der Deutsche nach Ferro oder Berlin. In neuerer Zeit ist der Meridian von Ferro fast gänzlich außer Gebrauch gekommen, und

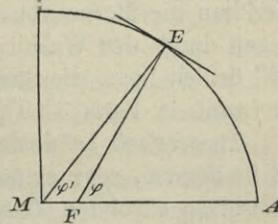


Fig. 83.

1. Längen.

a. geograph.

b. geozentrisch.

(kl. als geogr.)

2. Länge.

a. je nach be-

stimmbar

1. 1/2 1/2 1/2

Nomen.

der Meridian von Greenwich gewinnt immer mehr Anhänger; in der Schifffahrt ist er bereits fast ausschließlich in Verwendung. Vom ersten Meridian aus werden die Längen meist westlich und östlich bis 180° gezählt; Berlin z. B. liegt $13^\circ 24'$ östlich von Greenwich, Paris $2^\circ 20'$ ebenfalls östlich, Washington $77^\circ 3'$ westlich. Da die Rotation der Erde in genau 24^h Sternzeit erfolgt, so wird in dieser Zeit jeder Erdmeridian den ganzen Himmel zu umkreisen scheinen, oder wenn wir mehr dem Augenscheine folgen, jeder Himmelsmeridian (Stundenkreis) alle Erdmeridiane bis wieder zurück zum ersten passieren. Die Abstände der Erdmeridiane, also die geographischen Längen, können wir demnach, ganz analog wie die Rektaszension oder den Stundenwinkel, auch in Zeit ausdrücken, und zwar ist die Längendifferenz zweier Orte gleich dem Unterschiede der Ortszeiten oder gleich dem Zeitunterschiede der Meridiandurchgänge eines Gestirnes. Zugleich ist klar, daß die östlicher liegenden Orte dieselben Gestirne um die Längendifferenz in Zeit früher, die westlicher liegenden um ebensoviel später im Meridian haben. Hat also z. B. Greenwich $3^h 0^m$ Sternzeit oder passieren die Sterne von $3^h 0^m$ AR den Greenwicher Meridian, so gehen in diesem Moment durch den Berliner Meridian die Sterne von $3^h 54^m$ AR, durch den Pariser die von $3^h 9^m$, dagegen durch den Washingtoner, der 77° ($5^h 8^m$) westlich oder $283^\circ = 18^h 52^m$ östlich liegt, die Sterne von $21^h 52^m$ AR, oder es ist in Berlin $3^h 54^m$ Sternzeit, in Paris $3^h 9^m$, in Washington $21^h 52^m$.

Theoretisch ist demnach die Aufgabe, die Längendifferenz zweier Orte zu bestimmen, sehr einfach: man beobachtet ein an beiden Orten zu genau demselben absoluten Zeitpunkte stattfindendes Phänomen, und der Unterschied der beiden beobachteten Zeiten gibt die Längendifferenz.

In Wirklichkeit verhält sich aber die Sache nicht so einfach. Zunächst muß immer die Ortszeit, also die Korrektion der Uhr, nach der man beobachtet, genau bekannt sein, was sich zwar auf Sternwarten, nicht immer aber auf Reisen hinreichend scharf erreichen läßt. Dann aber gibt es nur wenige Erscheinungen am Himmel, die für alle Erdorte zu genau demselben Zeitpunkt eintreten, und sie lassen sich, wenn sie vorkommen, entweder nicht genau genug beobachten (Jupiterstrabanten-Erscheinungen, totale Mondfinsternisse), oder sie treten unvermutet ein und entziehen sich deshalb in der Regel gleichzeitiger Beobachtung (Sternschnuppen, Feuerkugeln). Bei verhältnismäßig naheliegenden Orten (bis zu 100 km etwa) kann man sich zwar künstlicher Lichtsignale bedienen, und vor Erfindung des elektrischen Telegraphen hat man in der Tat diese Methode häufig angewandt, aber sie ist begreiflicherweise beschränkt und, will man weiter auseinander liegende Orte verbinden, durch die erforderlichen Zwischenstationen sehr umständlich. Man muß daher in

Donnerstag = 23 h
56 m 4, 1 s
Morgens

Später
Länge

2. Vorkommen
Länge

der Regel zur Beobachtung sich schnell bewogender Himmelskörper seine Zuflucht nehmen, in erster Linie zum Mond. Der Mond legt unter den Sternen im Laufe von 24 Stunden etwa 13°, in einer Minute etwa eine halbe Bogenminute zurück; bestimmt man seinen Ort bis auf etwa 10" genau, so erhält man die Zeit bis auf ca. 18^s sicher. Steht ein Meridianinstrument oder ein Universalinstrument für diese Beobachtungen zur Verfügung, so wird man die Rektaszension oder das Azimut des Mondes bestimmen; ist man nur im Besitze eines einfachen Fernrohres ohne jeden Meßapparat, so beobachtet man am besten die Bedeckung von Sternen durch die Mondscheibe, eine Beobachtung, die mit großer Sicherheit ausgeführt werden kann. Verfügt man endlich über einen Sextanten oder einen Prismenkreis, so mißt man den Abstand des Mondes von der Sonne, einem hellen Planeten oder Fixsterne. Die letzte Methode ist auf der See allein anwendbar, und um ihre Ausführung zu erleichtern, werden in den astronomischen Ephemeriden, speziell im englischen Nautical Almanac, die Abstände des Mondes von der Sonne, von einigen Planeten und Fixsternen von 3 zu 3 Stunden und bezogen auf einen ersten Meridian (z. B. Greenwich) angegeben. Mißt man also an einem Orte den Abstand des Mondes von irgend einem dieser Körper, so kann man aus der Ephemeride leicht die Zeit des ersten Meridians finden, welcher diese Distanz entspricht; der Unterschied beider Zeiten ist dann gleich der Längendifferenz. Es sei z. B. in Moskau der Abstand des Mondes vom Jupiter am 5. Dezember 1880 um 9^h 48^m mittlere Zeit gleich 64° 20' östlich beobachtet worden. Dem Nautical Almanac entnehmen wir, daß um 6^h mittlere Zeit Greenwich der betreffende Abstand 65° 7' 11", um 9^h dagegen 63° 18' 44" war. Hieraus folgt durch einfache Interpolation für den beobachteten Abstand 64° 20' die Greenwicher Zeit 7^h 18^m 19^s; die Längendifferenz zwischen Moskau und Greenwich wäre demnach 2^h 29^m 41^s. So einfach wie hier stellt sich nun in Wirklichkeit die Rechnung nicht; namentlich ist die genaue Ermittlung der Abstände etwas umständlich, da man, um genau zu verfahren, die Refraktion und die wegen der Nähe des Mondes meist beträchtliche Parallaxe in Rechnung ziehen muß.

Einfacher in der Berechnung ist die auch jetzt noch häufig benutzte Methode der Chronometerübertragungen. Man bringt dabei ein oder besser mehrere Chronometer, deren Gang bekannt ist, von einer Station zur andern und vergleicht ihren Stand mit der Sternzeit oder der mittleren Zeit an beiden Orten; der Unterschied der beiden Uhrstände, verbessert wegen des Ganges in der Zwischenzeit, ist dann gleich der Längendifferenz. Ist z. B. die Korrektion eines Chronometers in Washington zu + 35^s, in Greenwich nach 15 Tagen zu + 5^h 9^m 25^s gefunden worden

Mond in
1 Min 4'
genau 32,5"

1. Sextant-
messung
1. Abhand-
messung

2. Chronometer-
übertragung
Tagesfall der
Chronomet-
er

und beträgt der tägliche *Gang* des Chronometers $+ 3^s 0$, d. h. geht dasselbe in 24 Stunden Sternzeit 3^s nach, so würde die Korrektion in Washington nach 15 Tagen $+ 1^m 20^s$ betragen haben, die Längendifferenz ergäbe sich also zu $5^h 9^m 25^s - 1^m 20^s = 5^h 8^m 5^s$. Die Schwierigkeit liegt bei dieser Methode in der Ermittlung des wahren Ganges der Chronometer, der besonders durch Erschütterungen während des Transports Schwankungen und Änderungen unterworfen ist.

Bis in die vierziger Jahre des vorigen Jahrhunderts waren die bisher beschriebenen Methoden die einzigen, die man bei irgend größerer Entfernung zweier Orte zur Bestimmung des Längenschiedes ihrer Meridiane benutzen konnte. Auch jetzt noch können sie auf Reisen in unwirtlichen Gegenden allein in Anwendung kommen. Überall da aber, wo der elektrische Telegraph seine beredten Drähte spannt, besitzt man heutzutage in diesem das einfachste und weitaus genaueste Mittel zur Längenbestimmung. Die Aufgabe der Uhrvergleichung wird bei dieser Methode auf folgende Weise gelöst. Der Beobachter auf der Station *A* gibt mittels des Tasters seines Chronographen eine Reihe von Signalen, die sich gleichzeitig auch auf dem Registrierapparat der telegraphisch verbundenen Station *B* aufzeichnen. Umgekehrt werden dann von *B* aus eine Anzahl von Signalen gegeben, welche ebenfalls auf beiden Chronographen registriert werden. Die Differenzen der für jedes einzelne Signal auf beiden Stationen erhaltenen Ablesungen, für die Fehler der Uhr korrigiert, geben unmittelbar die gesuchte Längendifferenz. Wäre die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des elektrischen Stromes unmeßbar groß, so müßten die beiden von *A* und *B* ausgegangenen Signalreihen genau dieselbe Längendifferenz ergeben. In Wirklichkeit ist aber diese Geschwindigkeit, wenngleich sehr bedeutend, doch keineswegs unmeßbar, und es werden daher die von *A* gegebenen Signale in *B*, die von *B* aus gegebenen Signale in *A* um die Zeit (*Stromzeit*) später registriert, welche der elektrische Strom gebraucht, um von dem einen Orte zu dem andern zu gelangen. Die aus den beiden Signalreihen abgeleiteten Längendifferenzen unterscheiden sich also um die doppelte Stromzeit; ihr Mittelwert ist die wahre Längendifferenz von *A* und *B*. Die Stromzeit hängt natürlich nicht nur von der Fortpflanzungsgeschwindigkeit des elektrischen Stromes ab, sondern auch, und zwar in weit höherem Grade, von der Empfindlichkeit der registrierenden Apparate. Es ist daher unbedingt erforderlich, daß für Ströme gleicher Intensität und für Apparate gleicher Empfindlichkeit Sorge getragen wird, weil nur unter dieser Voraussetzung die Stromzeit aus dem Resultate eliminiert werden kann.

Die Methoden der telegraphischen Längenbestimmung sind mannigfach variiert worden; alle aber erfordern eine sehr genaue Bestimmung der

3. Telegraph

Fehler der Instrumente, und zwar sowohl der Passageninstrumente selbst, als auch der Uhren und elektrischen Hilfsapparate, und selbst wenn diese auf das sorgfältigste bestimmt sind, bleibt häufig doch noch eine größere Unsicherheit im Endresultat übrig, als sie aus der Zahl der Beobachtungen und nach den Regeln der Wahrscheinlichkeitsrechnung sich ergeben sollte. Eine Hauptunsicherheit bringt meist die sogenannte *persönliche Gleichung* *Mangel.* mit sich, in Folge deren die Fadenantritte von verschiedenen Beobachtern auf verschiedene Weise aufgefaßt und registriert werden, und welche in vielen Fällen mit der Zeit etwas veränderlich ist. Diese, auf physiologischen Ursachen beruhende Fehlerquelle spielt nicht nur hier, sondern bei allen Messungen, bei denen es auf die äußerste Genauigkeit ankommt, eine große Rolle und hat deshalb vielfach eingehende Untersuchungen hervorgerufen.

Bei der Registrierung von Sterndurchgängen kann man den Betrag der persönlichen Gleichung ganz erheblich vermindern durch Benutzung des im Jahre 1889 von J. Repsold angegebenen »unpersönlichen Mikrometers«. Es ist dies ein gewöhnliches Fadenmikrometer, dessen Schraubentrommel mit zehn gleichmäßig verteilten elektrischen Kontakten versehen ist. Seine Verwendung geschieht in der Art, daß man den zu beobachtenden Stern mittels des beweglichen Fadens biseziert und die Bisektion durch ununterbrochene Drehung der Mikrometerschraube während der ganzen Dauer des Sterndurchganges aufrecht erhält. Durch die Kontakte wird dann der Zeitmoment jeder Zehntel-Umdrehung selbsttätig auf den Chronographen übertragen.

Die ersten telegraphischen Längenbestimmungen wurden seit 1845 von der Küstenvermessungskommission der Vereinigten Staaten (U. S. Coast Survey) durch Walker und W. C. Bond ausgeführt; 1846 ermittelte man ebenso die Längendifferenz zwischen Washington und Philadelphia. In Deutschland kam die Methode nach einigen Vorversuchen (z. B. 1852 zwischen Berlin und Frankfurt a. M.) in strengerer Weise erst 1856 zwischen Berlin und Königsberg in Anwendung. Seitdem ist die Methode in allen Einzelheiten verfeinert und durchgebildet worden und hat für die Bestimmung der Längendifferenzen von Städten und Sternwarten und ganz besonders auch für die Untersuchungen über die Gestalt der Erde (s. S. 80) die wertvollsten Dienste geleistet.

Mit Hilfe der telegraphischen Methode vermag man heutzutage unter günstigen Bedingungen die Längendifferenz zweier Orte bis auf etwa 0.01 genau zu bestimmen. Dieser Zeitgröße entspricht am Äquator eine lineare Größe von etwa $4\frac{1}{2}$ m, und in unseren Breiten, wo der räumliche Abstand zweier Meridiane nur zwei Drittel des auf dem Äquator gemessenen beträgt, von etwa 3 m. Zu weit weniger genauen Resultaten

führen die früher genannten Methoden der Mondstrecken, Sternbedeckungen und selbst die Chronometerübertragungen. Mit den einfachen Mitteln, über die z. B. der Seefahrer nur verfügt, läßt sich die Länge selten genauer als auf 10^s bis 15^s finden; dies macht am Äquator 5—7 km, in der Breite von 50° 3—4 km aus. Wie verderblich schon eine solche Unsicherheit auf der See werden kann, ist einleuchtend, und es wird begreiflich, daß die britische Regierung im 18. Jahrhundert, wo alle Methoden und Grundlagen zur Längenbestimmung noch beträchtlich unsicherer waren, und wo speziell die Bewegung des Mondes noch weit weniger genau bekannt war als heute, Preise von 10 000 £ bis 20 000 £ für die besten Methoden, die Länge zur See zu finden, aussetzen konnte. Sie wurden dem Chronometermacher Harrison, dem Astronomen Tobias Mayer und dem Mathematiker Euler zu Teil. Sie inaugurierten in theoretischer wie praktischer Hinsicht die Periode des Fortschrittes in Erkenntnis und Erfahrung, die uns heute den Mond gleichsam als genau kontrollierte Himmelsuhr und andererseits die wirkliche Uhr, speziell das Chronometer, auf einer Stufe feinsten Ausführungs zeigt. Es ist daher gegenwärtig, wenigstens bei kürzeren Fahrten, z. B. zwischen Europa und Nordamerika, für den Seefahrer empfehlenswerter, sich auf den Gang seiner Chronometer zu verlassen und nur die Ortszeit zu bestimmen, als selbständig Längenbestimmungen mit Hilfe von Mondstrecken auszuführen.

Der Zusammenhang der Längendifferenz mit der Ortszeit hat auch auf die bürgerliche Zeitrechnung einen einschneidenden Einfluß ausgeübt. Bis gegen das Ende des vorigen Jahrhunderts wurde ausschließlich nach *Ortszeit* gerechnet. Wie nach den oben gegebenen Erklärungen einleuchtet, haben alle Orte, die auf demselben Meridian liegen, die gleiche Ortszeit, während die Zeit eines östlicher oder westlicher liegenden Ortes davon abweicht. Je stärker sich nun der Verkehr von Ort zu Ort, von Land zu Land entwickelte, um so störender wurde es empfunden, daß der Reisende bei jedem Ortswechsel seine genau regulierte Uhr stellen mußte, um sie mit der jedesmaligen Ortszeit wieder in Übereinstimmung zu bringen. Das radikalste Mittel zur Beseitigung dieser Unannehmlichkeit wäre die Einführung einer *Weltzeit*, d. h. die Regulierung aller Uhren auf der ganzen Erde nach der Ortszeit eines beliebig auszuwählenden Meridians. In der Tat wurde die Frage der Weltzeit auf der internationalen geodätischen Konferenz zu Rom im Jahre 1883 offiziell erörtert, und 1884 wurde eine diplomatische Konferenz nach Washington berufen, welche hierüber und zugleich über die Auswahl des Weltmeridians Beschluß fassen sollte. Nun ist nicht zu verkennen, daß die Einführung einer Weltzeit in allen denjenigen Ländern, welche von dem gewählten Meridian beträchtlich nach Osten oder Westen entfernt sind, für das

bürgerliche Leben große Unbequemlichkeiten im Gefolge haben würde. Wir sind z. B. so sehr daran gewöhnt, mit der Uhrzeit 12^h die Vorstellung des Mittags bezw. der Mitternacht zu verbinden, daß es in hohem Grade als lästig empfunden werden müßte, wenn um 12^h die Sonne auf- oder unterginge. Aus dieser Überlegung heraus, zugleich allerdings auch wegen der aus nationalen Eifersüchteleien sich ergebenden Unmöglichkeit, eine Einigung über einen einzelnen zu bevorzugenden Meridian herbeizuführen, sah man von der Einführung einer Weltzeit ab und gelangte zu der sogenannten *Zonenzeit*.

Das Wesen der Zonenzeit besteht im Gegensatz zur Weltzeit darin, daß nicht die Zeit eines einzigen Meridians für die ganze Erde maßgebend ist, sondern daß man statt dessen 24 Zeitmeridiane einführt, von denen jeder einzelne von dem nächstfolgenden um $15^\circ = 1^h$ in Länge entfernt ist. Es blieb dann jedem Lande überlassen, sich von diesen 24 Meridianen einen oder auch mehrere auszuwählen und danach seine Uhren zu stellen. Für Deutschland z. B. genügte ein Meridian, für die Vereinigten Staaten von Nordamerika dagegen, welche eine Längenausdehnung von über 60° besitzen, waren nicht weniger als fünf Meridiane erforderlich. Als Ausgangsmeridian ist der von Greenwich gewählt worden, und die Greenwicher Zeit, auch Westeuropäische Zeit (W. E. Z.) genannt, ist heute in Großbritannien, Belgien, den Niederlanden und Spanien an die Stelle der Ortszeit getreten. Der 1^h östlich von Greenwich gelegene Meridian, welcher nahezu durch Stargard in Pommern geht, ist der Nullmeridian der Mitteleuropäischen Zeit (M. E. Z.) geworden, die in Deutschland (seit dem 1. April 1893), Luxemburg, Österreich-Ungarn, Dänemark, Schweden, Norwegen, Schweiz, Italien, Bosnien, Serbien und der westlichen Türkei eingeführt ist. Nach Osteuropäischer Zeit (O. E. Z.), 2^h mehr als Greenwicher Zeit, rechnen Bulgarien, Rumänien, die östliche Türkei und Ägypten. Von den größeren europäischen Staaten haben sich nur Portugal, Frankreich, Griechenland und Rußland diesem System nicht angeschlossen; aber auch sie rechnen, wenigstens im Eisenbahnbetriebe, nach einer Einheitszeit, welche der Ortszeit ihrer Hauptstädte entspricht. In Nordamerika ist, wie schon erwähnt wurde, die Einführung von fünf verschiedenen Zeiten erforderlich geworden, welche die Bezeichnungen: Colonial, Eastern, Central, Mountain, Pacific Standard Time (C. S. T. usw.) tragen.

Mit der Einführung dieser 24 verschiedenen Zeiten ist dem praktischen Bedürfnisse besser entsprochen worden, als es die Weltzeit getan hätte. Für weite Länderstrecken gilt die gleiche Uhrzeit, und beim Übergange in die nächste Zone ist nur eine Änderung der Uhr um eine Stunde erforderlich; die aus der Abschaffung der Ortszeit entspringenden

Unbequemlichkeiten sind zwar nicht ganz vermieden (s. S. 153), aber doch auf ein geringes Maß reduziert worden.

Wir sahen vorher, daß ein Ort, dessen Länge 15° östlich von Greenwich ist, in seiner Ortszeit der Greenwicher Zeit um 1^h voraus ist, und diese Differenz wächst für je 15° in Länge um 1^h . Ist die Längendifferenz 180° , so beträgt der Unterschied 12^h , und ist sie 360° , so beträgt er 24^h , oder man hat, zum Ausgangspunkte zurückgekehrt, einen vollen Tag gewonnen. Das Umgekehrte tritt ein, wenn man in derselben Weise, von Greenwich nach Westen gehend, wieder nach Greenwich zurückkehrt. Bei der ersten Weltumsegelung, welche Magellan 1520 unternahm, wurde diese Folge der Kugelgestalt der Erde zum ersten Male praktisch erlebt, und wir kennen aus einer Schilderung eines der Reisegefährten die Verwirrung, welche sich der Schiffsmannschaft bemächtigte, als sie, von ihrer stets nach Westen gerichteten Fahrt nach Spanien zurückkehrend, bemerkte, daß sie einen vollen Tag verloren hatte.

Um diese Unzuträglichkeit zu beseitigen, hat man sich dahin geeinigt, den um genau 180° von Greenwich abstehenden Meridian als die *nautische Datumsgrenze* gelten zu lassen. Überschreitet ein Schiff diese Grenze in der Richtung von Osten nach Westen, so läßt es in der Datumszählung einen Tag ausfallen, und in der umgekehrten Richtung wird beim Passieren des genannten Meridians der betreffende Tag doppelt gezählt. Von der nautischen ist jedoch die *tatsächliche Datumsgrenze* zu unterscheiden, deren Hauptabweichung darin besteht, daß der östliche Teil von Sibirien bis an die Beringstraße asiatisches Datum führt, auch da, wo er über den 180. Grad hinausreicht. Umgekehrt gilt auf den ganzen Aleuteninseln amerikanisches Datum, und endlich haben die Fidischinseln und einige andere Inselgruppen der Südsee dasselbe Datum wie Australien, obwohl sie zum Teil auf der amerikanischen Seite liegen.

Kapitel III.

Messung der Entfernungen im Raume.

1. Parallaxe im allgemeinen.

Die Bestimmung der Entfernungen der Himmelskörper von uns ist ein weit schwierigeres Problem, als die Ermittlung ihrer scheinbaren Örter an der Himmelskugel. Letztere hängen allein von den Richtungen ab, in denen die Himmelskörper vom Beobachter aus erscheinen, und

zwei Gestirne, die in derselben Richtung liegen, nehmen denselben scheinbaren Ort ein, gleichgültig, wie viel weiter das eine entfernt ist als das andere. Trotz der enormen Unterschiede zwischen den Distanzen verschiedener Himmelskörper ist es nicht möglich, nach bloßem Augenscheine zu entscheiden, welcher der nächste und welcher der entfernteste ist, geschweige denn, ihre absolute Distanz auf solchem Wege zu bestimmen.

Diese Entfernungen können vielmehr nur aus der *Parallaxe**) der betreffenden Körper abgeleitet werden. Die Parallaxe eines Gegenstandes kann allgemein definiert werden als der Unterschied zwischen den Richtungen nach diesem Gegenstande, wenn derselbe von zwei verschiedenen Punkten aus gesehen wird. Je entfernter er ist, desto geringer wird dieser Unterschied oder seine Parallaxe sein. Fig. 84 zeigt in einfachster Weise, wie der Richtungsunterschied oder die Parallaxe von der Entfernung abhängt. Ein Beobachter in *A* kann nach dem bloßen Augenscheine nicht beurteilen, welches von den beiden Lichtern *O* und *P* das nähere oder entferntere ist. Bewegt er sich nun von *A* nach *B*, so werden sich auch die Richtungen nach den beiden Lichtern ändern, und zwar entgegengesetzt der Bewegungsrichtung des Beobachters. Aber die Richtung nach *O* ändert sich mehr als die nach *P*; befindet sich der Beobachter nämlich in *A*, so erscheint *O* rechts von *P*, und wenn er nach *B* gelangt ist, so erblickt er *O* links von *P*. Er kann dann also mit völliger Gewißheit sagen, daß *O*, oder überhaupt der stärker bewegte Gegenstand, näher ist als *P*.

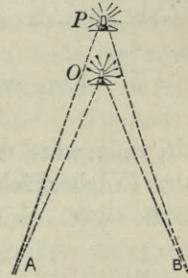


Fig. 84.

Astronomisch wird die Richtung nach einem Gestirne bestimmt durch seine Lage an der Sphäre, und zwar, wie gezeigt worden ist, meist durch Rektaszension und Deklination. Infolge der Parallaxe sind diese Koordinaten für verschiedene Beobachtungsorte nicht dieselben. Passiert z. B. der Mond den Meridian am Kap der guten Hoffnung, so kann seine Deklination einen Grad und mehr nördlicher sein, als bei dem nahe gleichzeitigen Durchgang durch den Meridian von Greenwich. Die Bestimmung der Parallaxe oder der Entfernung des Mondes war für die britische Regierung ein Hauptgrund, eine Sternwarte am Kap der guten Hoffnung zu errichten, und diese Absicht ist in der Tat so vollständig erreicht worden, daß die beste Parallaxenbestimmung unseres Nachbarn aus der Vergleichung der in Greenwich und der am Kap beobachteten Monddeklinationen gewonnen worden ist.

Die Bestimmung der Entfernung eines Himmelskörpers aus seiner Parallaxe beruht auf der Auflösung eines Dreieckes. Stellt in Fig. 85

*) Von *παράλλασσειν*, verändern, verschieben.

Begriff
Parall.

1.
allg. Begr.
Parall.

der Kreis die Erde dar und befindet sich in A ein Beobachter, so sieht derselbe den Körper M (Mond) in der Richtung AM an die Sphäre projiziert. Ein anderer Beobachter in A' sieht ihn gleichzeitig in der Richtung $A'M$. Der Winkel bei M ist der Unterschied beider Richtungen. Kennt man nun alle Winkel im Viereck $ACA'M$ und die Länge des Erdhalbmessers CA , so ergibt sich die Entfernung des Körpers M von den drei Punkten A , A' und C durch eine einfache trigonometrische Rechnung.

*Man A C M
A A' M*

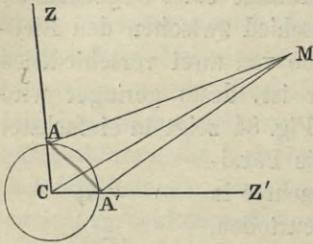


Fig. 85.

M , d. h. wäre der Beobachter an dem Durchschnittspunkte von CM mit der Erdoberfläche, so würde keine Parallaxe vorhanden sein; in diesem Falle wäre also das Objekt im geozentrischen Zenit des Ortes. Steht dagegen das Objekt im Horizont des Beobachtungsortes, so daß PM'' eine Tangente an der Erdoberfläche ist, so ist die Parallaxe $CM''P$, die dann *Horizontalparallaxe* heißt, ein Maximum. Die Horizontalparallaxe ist also gleich dem Winkel, unter welchem der Erdradius vom Gestirn erscheint. Wenn wir sagen, die Horizontalparallaxe des Mondes ist $57'$ und die der Sonne $8''8$, so heißt dies, daß der Erdhalbmesser von Mond und Sonne aus gesehen unter diesen Winkeln erscheint.

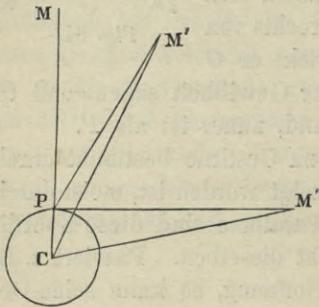


Fig. 86.

Die Erde ist nun, wie wir wissen, keine Kugel, sondern nahezu ein Rotationsellipsoid, ihre Halbmesser sind also von etwas ungleicher Länge; der längste ist der Äquatorialhalbmesser, der kürzeste der Polarhalbmesser. Als Norm für die Parallaxe ist von den Astronomen der Äquatorialhalbmesser genommen worden, und der Winkel, unter dem dieser von einem Himmelskörper aus erscheint, heißt die Äquatorial-*Horizontal-Parallaxe* des Körpers.

Wenn man die Entfernung des Mondes oder eines anderen Himmelskörpers direkt messen will, muß die Linie AC (Fig. 85) durch die Linie,

*2.
ang. der
griff i.
Parallaxe*

*3,
horizontal-
parallaxe
Maximum
Erdradius
Horizont
Mond 57'
Sonne 8''8*

*4,
Äquatorial-
griff. Parallaxe*

welche die Orte der beiden Beobachter A und A' verbindet, ersetzt werden. Kennt man Länge und Richtung dieser Basis und den Unterschied der Richtungen oder die Parallaxe, so kann man die Entfernung ohne weiteres berechnen. Ist die absolute Länge der Basis auch nicht bekannt, so kann doch das Verhältnis der Entfernung des Objekts zur Basis bestimmt werden und die Ermittlung der Entfernung selbst späterer Zeit, wenn die Basis gemessen werden kann, überlassen bleiben.

Es ist nicht immer nötig, daß zwei Beobachter wirklich in zwei entfernten Punkten der Erde sich aufhalten, um eine Parallaxe zu bestimmen. Könnte ein Beobachter sich selbst längs einer Basis bewegen und eine Reihe von Messungen an dem Objekte machen, um zu sehen, wie es sich, ähnlich wie in Fig. 84, in entgegengesetzter Richtung zu bewegen scheint, so wäre er immer noch imstande, dessen Entfernung zu bestimmen. Nun wird in der Tat jeder Beobachter durch zwei solche Bewegungen fortgeführt, da er sich auf der bewegten Erde befindet. Er wird jedes Jahr rund um die Sonne und jeden Tag rund um die Erdachse getragen, durch Revolution und Rotation der Erde. Wir haben bereits früher (Seite 49) gezeigt, wie infolge der ersteren Bewegung alle Planeten eine Reihe von Epizykeln zu beschreiben scheinen. Diese scheinbare Bewegung ist eine Wirkung der Parallaxe, und mit ihrer Hilfe können die Verhältnisse des Sonnensystems mit größter Genauigkeit bestimmt werden. Die Basis ist hier der Durchmesser der Erdbahn. Aber die fragliche Parallaxe verhilft uns nicht zur Bestimmung dieser Basis. Um sie zu finden, müssen wir zunächst die Entfernung der Erde von der Sonne kennen, und hier haben wir wiederum keine andere Basis als den Erddurchmesser selbst. Auch die Entfernung des Mondes kann nicht mittels der jährlichen Bewegung der Erde um die Sonne gefunden werden, weil der Mond die Erde auf ihrem Wege begleitet.

Das Resultat der täglichen Bewegung des Beobachters um die Erdachse ist, daß die scheinbare Bewegung eines Planeten am Himmel nicht vollkommen gleichförmig ist; befindet sich der Beobachter im Osten, so erscheint der Planet etwas nach Westen verschoben, und umgekehrt. In der Messung der kleinen, der Rotation der Erde entsprechenden Ungleichheiten in der Bewegung eines Planeten hätten wir ein Mittel, seine Entfernung mit dem bekannten Erddurchmesser als Basis zu messen*); aber die Erde ist im Vergleiche mit den Entfernungen der Planeten so klein, daß die *tägliche Parallaxe* der letzteren sich fast der Messung entzieht, ausgenommen bei den wenigen der Erde sehr nahe kommenden Planeten, und selbst da ist die Verschiebung äußerst gering.

*) Diese Methode, Parallaxen zu bestimmen, ist in der Tat schon von Regiomontan vorgeschlagen worden.

II. Bestimmung der
Parallaxe.

Es ist nun sehr schwierig und meist sogar unmöglich, die absoluten Positionen eines Himmelskörpers, dessen Entfernung man messen will, mit so großer Genauigkeit zu bestimmen, daß man einen einigermaßen zuverlässigen Wert der Parallaxe erhält. Man sucht daher im allgemeinen mit Hilfe von Mikrometern (Fadenmikrometer und Heliometer) oder sonst geeigneter Methoden die *relative Parallaxe* zu bestimmen, das heißt den Unterschied der Parallaxen zweier in nahe derselben Richtung liegender Himmelskörper. So vergleicht man Mars oder einen der kleinen Planeten mikrometrisch mit benachbarten Fixsternen, und so hat man auch die Fixsterne selbst auf ihre Parallaxe untersucht. Das bemerkenswerteste und bekannteste Beispiel relativer Parallaxe gewähren aber die Vortübergänge des Merkur und vor allem der Venus vor der Sonnenscheibe. Die absolute Richtung der Venus, wenn diese der Erde am nächsten ist, läßt sich nicht mit einer für Parallaxenbestimmungen erforderlichen Genauigkeit finden, weil die Messung am Tage gemacht werden muß, wo die Ruhe der Atmosphäre in der Umgebung der Sonne durch deren Strahlung sehr gestört ist, und auch, weil dann nur ein kleiner Teil des Planeten als schmale Sichel sichtbar ist. Steht aber der Planet gerade zwischen uns und der Sonne, so daß er sich auf ihre Scheibe projiziert, so kann der scheinbare Abstand des Planeten vom Sonnenrand oder -mittelpunkt mit großer Genauigkeit gefunden werden. Wegen der Parallaxe wird dann dieser Abstand zu demselben Zeitpunkt für verschiedene Erdorte nicht derselbe sein, und die Beobachter werden gleichzeitig die Venus auf verschiedene Stellen der Sonnenscheibe projiziert sehen. Der so gemessene Unterschied entsteht nur aus der Differenz der Parallaxen beider Körper; während die Richtungen nach beiden sich ändern, wird die nach dem näheren Körper (der Venus) sich mehr ändern, als die nach dem entfernteren (der Sonne), ganz wie bei den Lichtern in Fig. 84.

Da nun solche Beobachtungen nur den Unterschied zwischen der Parallaxe der Venus und der der Sonne zeigen, so entsteht die Frage, wie aus ihnen die Parallaxe der Sonne selbst gefunden werden kann. Dies ist aber möglich, wenn das Verhältnis beider Parallaxen bekannt ist. Wir haben gesehen, daß die Verhältnisse des Sonnensystems mit großer Genauigkeit aus dem dritten Keplerschen Gesetz, sowie aus den jährlichen Parallaxen der Planeten hervorgehen; die umgekehrten Verhältnisse der Entfernungen sind aber unmittelbar die Verhältnisse der Parallaxen. So wissen wir, daß beim Venusdurchgange von 1874 die Sonne nahe viermal so weit von uns entfernt war als die Venus. Die Parallaxe der Venus war also nahe viermal so groß als die der Sonne. Der Unterschied beider Parallaxen oder die relative Parallaxe muß dann

nahe dreimal so groß gewesen sein als die Sonnenparallaxe. Wir haben demnach nur die aus der Beobachtung folgende relative Parallaxe durch 3 (genauer 2.783) zu dividieren, um die Parallaxe der Sonne selbst zu erhalten.

Die Entfernungen der Fixsterne sind, wie wir sehen werden, so ungeheuer groß, daß der Halbmesser der Erde ihnen gegenüber verschwindend klein ist. Für die Bestimmung der Fixsternentfernungen kann daher nur die sogenannte *jährliche Parallaxe* verwandt werden, die eine Folge der Bewegung der Erde um die Sonne ist. Die Basis bei dieser Parallaxe ist also nicht mehr der Halbmesser der Erde, sondern der Halbmesser der Erdbahn, und die jährliche Parallaxe eines Sternes ist der Winkel, unter welchem der Erdbahnhalbmesse, von dem Sterne aus gesehen, erscheint. Infolge der jährlichen Parallaxe scheinen sich die Sterne im Laufe des Jahres in kleinen Ellipsen zu bewegen in einer Richtung, die derjenigen der Bewegung der Erde um die Sonne entgegengesetzt ist. Für einen Stern, der genau im Pole der Ekliptik steht, würde diese parallaktische Ellipse nahezu ein Kreis sein, da sich die Erdbahn nur sehr wenig von einem solchen unterscheidet; für Sterne in der Ekliptik dagegen geht die Ellipse in eine gerade Linie über. Die halbe große Achse der Ellipse ist die Parallaxe des Sternes, und durch Messung der ersteren kann die letztere bestimmt werden.

Aus dem vorstehenden wird ersichtlich, daß alle Messungen von wirklichen Entfernungen in den Himmelsräumen wesentlich zwei Operationen erfordern. Die eine besteht in der Ermittlung der Entfernung der Erde von der Sonne, welche unmittelbar aus der Parallaxe der Sonne oder dem Winkel, unter welchem der Äquatorialhalbmesse der Erde von der Sonne aus erscheint, folgt, und welche die Einheit bei der Messung himmlischer Entfernungen bildet. Die andere Operation besteht in der Bestimmung der Entfernungen von Planeten und Sternen in Vielfachen dieser Einheit; sie gibt uns die Größenverhältnisse des Universums, soweit wir überhaupt mit unseren Meßwerkzeugen in dessen Tiefe dringen können. Kennen wir diese Verhältnisse, so können wir alle Entfernungen im Sonnen- und Weltsystem bestimmen, sobald nur die Länge unserer Einheit oder die Sonnenentfernung bekannt ist, früher aber nicht. Die Ermittlung dieser Entfernung ist demnach eines der Hauptprobleme der Astronomie, aber auch eines der schwierigsten, an dessen Lösung die Astronomen aller Zeiten gearbeitet haben.

2. Messungen der Sonnenentfernung.

Wir haben schon früher gesehen (Seite 19), wie Aristarch die Entfernung der Sonne dadurch zu bestimmen versuchte, daß er den Winkel

I. Alte Messungen
A. Aristarch

zwischen Sonne und Mond maß, wenn letzterer gerade halb erleuchtet war. Aus solchen Messungen leitete der griechische Astronom die Entfernung der Sonne zu 20mal der des Mondes ab, ein Resultat, dessen starker Fehler durch die Ungenauigkeit der Beobachtungsmethode vollständig erklärt wird.

2. Hipparch
Eine andere Methode, das Problem anzugreifen, wurde von Hipparch sowie später von Ptolemäus angewandt. Sie beruht auf dem Satze, daß die Summe der Sonnen- und Mondparallaxe gleich der Summe der scheinbaren Halbmesser von Sonne und Erdschatten (in der Mondentfernung) ist. Der Durchmesser des Erdschattens wurde durch Kombination zweier partieller Mondfinsternisse gefunden, bei deren einer die Hälfte des Mondes südlich von der Schattengrenze war, während bei der andern drei Viertel des Monddurchmessers nördlich vom Schatten standen, so daß also nur ein Viertel des Mondes verfinstert war. So fand sich der scheinbare Monddurchmesser zu 31' und der scheinbare Durchmesser des Erdschattens zu 41'. Die erstere Zahl kommt der Wahrheit merkwürdig nahe. Hieraus und aus den Aristarchischen Bestimmungen wurde die Sonnenparallaxe zu 3' und die Entfernung zu 1200 Erdradien abgeleitet. Der große Fehler auch dieses Resultates liegt an der Ungenauigkeit der Messung eines so kleinen Winkels. In der Tat ist die Parallaxe so klein, daß sie sich der Messung an jedem Instrument entzieht, bei welchem die Wahrnehmung nicht durch Hilfe des Fernrohres wesentlich verschärft ist. Das Hipparchische Resultat aber würde die vierzehn Jahrhunderte hindurch, in denen der Almagest des Ptolemäus und die Weltanschauung des Aristoteles als höchste Autorität galten und kein Astronom Mut oder Geschick besaß, dasselbe ernsthaft zu prüfen, als das allein richtige betrachtet.

3. W. Wendelin
4. Huygens.
Erst Kepler und seine Zeitgenossen sahen klar, daß diese Distanz viel zu klein sein mußte; aber auch ihre Schätzungen (3500 bis 7000 Erdhalbmesser) blieben noch beträchtlich unter der Wahrheit. Am nächsten kam ihr noch, freilich mehr infolge eines zufälligen Zusammentreffens glücklicher Umstände, Wendelin mit seiner Bestimmung der Parallaxe zu 14", die er nach der Methode des Aristarch ausgeführt hatte. Die genaueste Schätzung aus dem 17. Jahrhundert rührt von Huygens her, der freilich nicht die Parallaxe selbst zu messen versuchte, was damals in der Tat unmöglich war, sondern sie auf hypothetischem Wege aus der wahrscheinlichen Größe der Erde als Planeten ableitete. Die scheinbaren Größen der Planeten, von der Erde aus gesehen, werden durch direkte Messung mittels des Fernrohres gefunden, und da die Verhältnisse des Sonnensystems bekannt sind, wie früher (Seite 52) erklärt worden ist, so ist es sehr leicht, die scheinbaren Größen aller Planeten, von der

Sonne aus gesehen, zu bestimmen, die Erde selbst ausgenommen. Die Idee von Huygens war nun, daß die Größe der Erde beiläufig in der Mitte zwischen der der beiden benachbarten Planeten Venus und Mars liegen werde; er nahm daher das Mittel der Durchmesser dieser beiden als Erddurchmesser an und fand damit den Winkel, unter dem der Halbmesser der Erde von der Sonne aus erscheinen müßte, also die Sonnenparallaxe. Seine Annahme ist nun freilich falsch, da die Erde sogar noch etwas größer ist als Venus; die unvollkommenen Fernrohre jener Zeit zeigten aber die Planeten größer, als sie wirklich sind, und so traf die Huygenssche Schätzung zufällig nahe das Richtige. Das Resultat für die Sonnenentfernung war nämlich 25086 Erdhalbmesser oder etwa 160 Millionen Kilometer. Hätte Huygens die richtigen Durchmesser von Venus und Mars benutzt, so würde er weiter von der Wahrheit entfernt geblieben sein.

Wir kommen nun zu den modernen Methoden, die Parallaxe der Sonne zu messen. Sie bestehen nicht in direkter Messung der Parallaxe, weil dies auch heute noch nicht mit irgendwelcher Genauigkeit geschehen kann, sondern in der Bestimmung der Parallaxe eines der Erde nahe kommenden Planeten, der Venus, des Mars und einiger von den kleinen Planeten. Diese kommen uns zeitweise viel näher als die Sonne, haben dann also eine weit größere und verhältnismäßig leichter meßbare Parallaxe. Kennt man letztere, so bestimmt sich die Sonnenparallaxe sofort aus dem Verhältnisse ihrer respektiven Distanzen.

Die erste Anwendung dieser Methode machten französische Astronomen mit dem Planeten Mars. Im Jahre 1671 ging eine Expedition unter Richer nach Cayenne, welche Ortsbestimmungen des Mars zur Zeit der Opposition i. J. 1672 machte, während korrespondierende Beobachtungen an der Pariser Sternwarte angestellt wurden. Der Unterschied der beiden scheinbaren Örter, auf denselben Zeitpunkt reduziert, gab die Parallaxe des Mars. Aus einer Diskussion dieser Beobachtungen leitete Cassini die Sonnenparallaxe $9''.5$ ab, die einer Entfernung von 21600 Erdhalbmessern entspricht. Diese Distanz war ebensoviel zu klein, als die frühere von Huygens zu groß, so daß, wie wir jetzt wissen, ein wirklicher Fortschritt damit nicht gemacht war. Indessen waren die Daten, die dem Cassinischen Werte zugrunde lagen, viel sicherer als die, welche Huygens zu seiner Schätzung benutzt hatte, und so wurde für etwa 100 Jahre allgemein angenommen, daß die Parallaxe der Sonne ungefähr $9''$ bis $10''$, ihre Entfernung zwischen 132 und 146 Millionen Kilometer betrage.

Die Methode der Marsbeobachtungen ist lange Zeit hindurch, in mancher Hinsicht variiert, eine der schätzbarsten zur Ermittlung der Sonnenparallaxe gewesen. Etwa einmal in 16 Jahren kommt Mars der Erde so nahe, als

*II. Methoden
Marsplan.*

*Mars-
Messung.*

Venus zur Zeit ihrer Durchgänge, nämlich dann, wenn die Opposition des Mars mit dem Perihel seiner sehr exzentrischen Bahn nahe zusammenfällt. Seine Entfernung von der Erde ist dann nur 0.37 des Erdbahnhalbmessers, während sie bei der Opposition im Aphel nahe doppelt so groß ist. In diesen Periheloppositionen beträgt seine Parallaxe über $23''$, und ein Fehler von 0.1 in ihrer Bestimmung macht in der Sonnenparallaxe nur einen Fehler von etwa 0.04 aus.

Beobachtungsreihen, die auf diesem Wege die Sonnenparallaxe ermitteln sollten, sind mehrfach ausgeführt worden. Im Jahre 1849 wurde Kapitän Gilliss von der Regierung der Vereinigten Staaten nach Chile gesandt, um sowohl Mars als Venus während der Zeit der größten Parallaxe unter gleichzeitiger Mitwirkung nördlicher Sternwarten zu beobachten. Den Hauptzweck, die genaue Bestimmung der Sonnenparallaxe, erreichte diese Expedition zwar durch ein Zusammentreffen verschiedener ungünstiger Umstände nicht; sie war aber in anderer Hinsicht der astronomischen Wissenschaft nutzbringend. Erfolgreicher waren die Beobachtungen, die nach Winnekes Plan während der sehr günstigen Marsopposition 1862 an verschiedenen Orten Europas und Nordamerikas, sowie an zwei Sternwarten der südlichen Hemisphäre, am Kap der guten Hoffnung und in Santiago de Chile, zugleich angestellt wurden. Die Sonnenparallaxe wurde aus ihnen von Winnecke zu 8.96 , von Stone zu 8.94 , später von Newcomb zu 8.85 berechnet. — Die vorletzte günstige Opposition von 1877 ist gleichfalls nicht unbenutzt vorübergegangen. So hat Gill aus Beobachtungen der täglichen Parallaxe (mikrometrische Vergleichen des Mars mit benachbarten Sternen) auf der Insel Ascension für die Sonnenparallaxe den Wert 8.78 gefunden. Endlich hat Harzer aus Beobachtungen, die während der Opposition von 1892 in Gotha und am Kap der guten Hoffnung angestellt wurden, den Wert von 8.80 berechnet.

Eine andere Methode hat Galle in Breslau vorgeschlagen. Sie besteht in der Bestimmung der Parallaxe von einigen der kleinen Planeten zwischen Mars und Jupiter zur Zeit günstiger Oppositionen aus gleichzeitigen Differentialmessungen an nördlichen und südlichen Sternwarten. Die kleinen Planeten eignen sich zu einer genauen Messung weit mehr als Mars und Venus, weil sie nicht wie diese als Scheiben, sondern als Punkte erscheinen und darum genauer mit nahe gleich hellen und gleichfalls punktförmigen Fixsternen verglichen werden können. Beobachtungen der Flora während der Opposition 1873, die auf solche Weise gleichzeitig an verschiedenen Sternwarten der nördlichen und südlichen Halbkugel ausgeführt wurden, haben nach Galle als Resultat für die Sonnenparallaxe den Wert 8.87 ergeben. Lindsay und Gill fanden aus Beobachtungen der täglichen Parallaxe der Juno auf Mauritius 8.77 .

kleine Planeten
Am.

Die günstigen Oppositionen der Planeten Iris (im Jahre 1888) sowie Victoria und Sappho (im Jahre 1889) sind von Auwers und Gill unter Beteiligung verschiedener Sternwarten zu einer Parallaxenbestimmung hauptsächlich mit Hilfe des Heliometers benutzt worden. Als Endresultat ergab sich aus den Beobachtungen der drei Planeten für die Sonnenparallaxe der Wert $8''.80$, entsprechend einer Entfernung von $149\frac{1}{2}$ Millionen Kilometer. Die kleinsten Entfernungen dieser Planeten von der Erde betragen damals 0.8 bis 0.9 Erdbahnhalbmesser, und ihre Parallaxen waren daher nur wenig größer als die der Sonne. Sehr viel günstiger ist die Sachlage bei dem im Jahre 1898 von Witt in Berlin entdeckten Planeten Eros, der der Erde bis auf 0.15 Erdbahnhalbmesser nahe kommen kann. Die erste günstige Opposition dieses Planeten nach seiner Entdeckung fand im Winter 1900/01 statt, wo der geringste Abstand zwischen Erde und Eros 0.32 Erdbahnhalbmesser war, also schon geringer, als er für Mars jemals werden kann. Zahlreiche Sternwarten hatten sich vereinigt, um bei dieser Gelegenheit durch heliometrische und photographische Ortsbestimmungen die Parallaxe des Eros und damit die der Sonne zu bestimmen. Die Reduktion aller so erhaltenen Beobachtungen ist noch nicht vollendet; man darf aber mit Sicherheit erwarten, daß sie einen sehr genauen Wert für die Entfernung der Sonne ergeben wird. Noch günstiger als die Opposition von 1900/01 wird die von 1931 sein.

3. Sonnenparallaxe aus Venusdurchgängen.

Die bekannteste und berühmteste Methode, die Sonnenparallaxe zu bestimmen, ist die der Vorübergänge der Venus vor der Sonnenscheibe. Aus unseren astronomischen Tafeln wissen wir, daß diese Erscheinung sich in einem gewissen regelmäßigen Zyklus viermal im Zeitraume von 243 Jahren wiederholt, und zwar nach je 8, $105\frac{1}{2}$, 8 und $121\frac{1}{2}$ Jahren, wie aus der folgenden Zusammenstellung ersichtlich ist.

8 (1518 Juni 2,	8 (1769 Juni 3,
	1526 Juni 1,	105½ (1874 Dezember 9,
105½ (1631 Dezember 7,	8 (1882 Dezember 6,
8 (1639 Dezember 4,	121½ (2004 Juni 8,
121½ (1761 Juni 6,	8 (2012 Juni 6.

Daß ein Vorübergang immer nur im Juni oder Dezember stattfinden kann, hat seinen Grund in der Lage der Knoten der Venusbahn, in deren Nähe die Venus stehen muß, wenn sie bei einer unteren Konjunktion vor der Sonne sichtbar sein soll. Es verhält sich hier gerade wie bei den Sonnenfinsternissen, die wir früher (Seite 20) besprochen:

wäre die Neigung der Venusbahn gegen die Ekliptik verschwindend klein, so müßte bei jeder unteren Konjunktion auch ein Vorübergang stattfinden.

Erst seit verhältnismäßig kurzer Zeit hat dieses Phänomen vorhergesagt und beobachtet werden können, da hierzu einerseits eine schon ziemlich genaue Kenntnis der Elemente der Venusbahn, andererseits ein, wenn auch nur kleines, Fernrohr gehörte. In den Jahren 1518 und 1526 fehlte das letztere noch; es scheint aber auch, abgesehen davon, niemand auf den Gedanken eines Venusdurchganges gekommen zu sein. Im folgenden Jahrhunderte war es Kepler, der die Planetentafeln soweit verbesserte, daß er imstande war, einen Durchgang für den 6. Dezember 1631 vorherzusagen. Dieser begann aber in Europa erst nach Sonnenuntergang und war vor Sonnenaufgang wieder zu Ende, so daß er unbeobachtet blieb. Die Tafeln waren noch nicht genau genug, um den 8 Jahre später stattfindenden Durchgang, bei dem die Venus die Sonnenscheibe ziemlich nahe am Rande passierte, sicher anzuzeigen, und Kepler verkündete daher erst für 1761 eine Wiederholung. Gleichwohl blieb der Durchgang von 1639 nicht ganz unbeobachtet. Ein englischer Privatastronom, Horrox, fand aus der Vergleichung verschiedener Tafeln mit seinen eigenen Beobachtungen der Venus, daß ein Durchgang am 4. Dezember 1639 wohl erwartet werden dürfe, und es gelang ihm auch, die Venus kurze Zeit vor Sonnen-

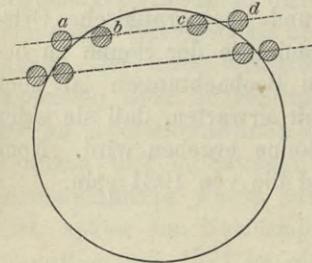


Fig. 87.

untergang auf der Sonnenscheibe zu sehen.

Im Laufe der nächsten hundert Jahre machte die astronomische Wissenschaft durch die Entdeckung des Gravitationsgesetzes, wie durch die Anwendung des Fernrohres auf zölestische Messungen enorme Fortschritte. Speziell für den Venusdurchgang von 1761 erweckte der Hinweis von Halley, daß aus Beobachtungen desselben an weit entfernten Erdorten die Distanz der Sonne abgeleitet werden könne, ein hohes Interesse.

Das Prinzip, nach welchem die Parallaxen und daher auch die Entfernungen von Venus und Sonne nach der Halleyschen Methode ermittelt werden, ist sehr einfach. Betrachten zwei auf der südlichen und der nördlichen Hemisphäre stationierte Beobachter den Weg der Venus vor der Sonnenscheibe, so stellt sich dieser etwa wie in Fig. 87 dar*); der

*) Um die Unterschiede deutlicher hervortreten zu lassen, ist Venus größer dargestellt, als sie wirklich erscheint; ihr scheinbarer Durchmesser beträgt nur etwa $\frac{1}{30}$ des Sonnendurchmessers.

südliche Beobachter wird die Venus den Weg $abcd$, der nördliche den darunter liegenden beschreiben sehen. Aus dem Abstand dieser beiden Wege läßt sich dann die Parallaxe finden.

Der Abstand der Wege kann nun bestimmt werden aus dem Zeitunterschiede zwischen der Dauer der Durchgänge des Planeten an beiden Stationen. Man sieht aus der Figur, daß der obere, vom Sonnenmittelpunkte entferntere Weg kürzer ist als der andere; am südlicheren Beobachtungsort wird also Venus kürzere Zeit vor der Sonne verweilen, als am nördlicheren. Halley schlug demgemäß vor, daß die verschiedenen Beobachter mit Fernrohr und Chronometer die Zeiten des Durchganges vor der Sonnenscheibe bestimmen sollten, deren Unterschied dann die Differenz der Parallaxen der Venus und der Sonne und daraus die Parallaxe der letzteren selbst berechnen läßt.

Auch noch auf andere Weise wird sich die Wirkung der Parallaxe zeigen. Findet nämlich an einem bestimmten Orte der Eintritt der Venus statt, so wird in diesem Momente ein beträchtlich westlicher liegender den Eintritt noch nicht sehen, die Venus wird ihm noch östlich von der Sonne zu stehen scheinen; sieht umgekehrt ein Ort den Austritt, so ist derselbe für einen östlicheren schon vorbei. Man kann daher auch, und diesen Vorschlag machte De l'Isle zu Anfang des vorigen Jahrhunderts, die Parallaxe aus den Zeiten des Eintrittes oder Austrittes für sich bestimmen, sobald nur die geographische Länge der Beobachtungsorte bekannt ist. Diese gebraucht man notwendig, um die nach Ortszeit beobachteten Momente auf die Zeiten eines ersten Meridians beziehen zu können. Hierin liegt aber ein Nachteil der Methode De l'Isles, da, wie wir oben sahen (Seite 178 ff.), die genaue Bestimmung der Längen häufig große Schwierigkeiten bereitet. Andererseits hat sie vor der Halleyschen den Vorteil, daß man nur während einer ganz kurzen Zeit (des Eintrittes oder des Austrittes) klaren Himmel zu haben braucht.

Nach Halleys Plan muß der Beobachter vier Momente mit möglichster Genauigkeit beobachten: die erste äußere Berührung (a , Fig. 87) und die erste innere Berührung (b) beim Eintritt der Venus, dann beim Austritt; in umgekehrter Folge, die zweite innere Berührung (c) und die zweite äußere Berührung (d). Außerhalb der Sonnenscheibe ist Venus im allgemeinen unsichtbar, da sie uns die nicht beleuchtete Seite zukehrt; sie kann erst wahrgenommen werden, wenn sie das Licht der Sonne direkt wegnimmt, und es ist daher ersichtlich, daß die äußeren Berührungen, zumal mit schwächeren Fernrohren, nur sehr ungenau beobachtet werden können. Halley erkannte dies praktisch schon beim Durchgange des Merkur, den er 1677 auf St. Helena beobachtete, und empfahl, nur die inneren Berührungen zu notieren. Auch bei diesen überschätzte er aber

die Genauigkeit bedeutend; nach der Erfahrung beim Merkursdurchgange glaubte er, die Sicherheit der Beobachtung einer inneren Berührung der Venus zu etwa 1^s , die der Durchgangszeit selbst also zu 2^s annehmen zu können. Die Dauer der Vortübergänge unterscheidet sich nun infolge der Parallaxe für Orte von sehr verschiedener Breite um 20^m bis 25^m , und daraus würde hervorgehen, daß sich die Parallaxendifferenz bis auf mindestens ein Sechshundertstel, die Parallaxe der Sonne selbst also noch wesentlich genauer bestimmen lassen müßte. Der erste in großem Maßstabe beobachtete Venusdurchgang sollte indessen diese Erwartung nicht erfüllen.

Als, ein Menschenalter nach Halleys Tode, der lange ersehnte 6. Juni 1761 endlich erschien, befanden sich Beobachter der verschiedensten Nationen an zahlreichen Punkten der Erde. Die Franzosen hatten die Astronomen Le Gentil nach Pondichéry, Pingré nach Rodriguez, den Abbé Chappe nach Tobolsk gesandt; die Engländer den Astronomer Royal Maskelyne nach St. Helena, Mason nach Sumatra. Auch Dänemark, Schweden und Rußland hatten Expeditionen ausgerüstet.

Die Beobachter, die rechtzeitig an Ort und Stelle kamen — Le Gentil, Pingré und Mason wurden durch den englisch-französischen Krieg am rechtzeitigen Eintreffen verhindert — und überdies vom Wetter begünstigt



Fig. 88.

Eintritt der Venus am
Sonnenrande.



Fig. 89.

waren, sahen den Eintritt der Venus in erwarteter Weise vor sich gehen, bis nahe zum Moment der inneren Berührung. Da wurden sie durch eine sonderbare Erscheinung gestört und verwirrt, die seitdem wiederholt beobachtet und vielfach diskutiert und untersucht worden ist. Sie sahen nämlich, daß der Planet nicht seine vollständig kreisrunde Form, wie in Fig. 88, beibehielt, sondern eine Gestalt annahm, die der einer Birne oder eines Ballons entfernt ähnelte, indem sich zwischen Venus- und Sonnenrand an der Stelle, wo die innere Berührung erfolgen sollte, eine Art Brücke, der sogenannte »schwarze Tropfen«, bildete (Fig. 89). Man begreift nun leicht, daß ein Beobachter, der dies wahrnimmt, über den Augenblick der wirklichen inneren Berührung ganz im unklaren sein muß. Der Planet ist vollkommen rund und ganz innerhalb der Sonne, so daß, danach zu urteilen, der innere Kontakt vorbei sein muß; aber die Hörner sind noch getrennt, und durch diese Brücke (Tropfen) ist der Planet mit dem Sonnenrande verbunden, so daß hiernach die innere Berührung noch nicht stattgefunden hat. Das Resultat der Beobachtungen war eine Unsicherheit, die in manchen Fällen bis nahe zu einer Minute stieg, während man eine Genauigkeit von einer Sekunde erhofft hatte.

Als die Expeditionen in die Heimat zurückgekehrt und ihre Beobachtungen berechnet waren, fand sich, daß die für die Sonnenparallaxe abgeleiteten Werte von $8''.5$ bis $10''.5$ schwankten. Trotz oder vielmehr gerade wegen dieser beträchtlichen Unsicherheit wurden für den Durchgang von 1769 noch umfassendere Vorbereitungen getroffen. Von Indien und dem Stillen Ozean an, wo auf Tahiti der Weltumsegler Cook beobachtete, durch Amerika, Schweden, das nördliche Rußland und Sibirien waren Astronomen und Naturforscher zur Beobachtung bereit, aber manchem vereitelte der Himmel noch in den letzten Sekunden die lange gehegte Hoffnung. Von einem wahren Verhängnis wurde namentlich Le Gentil heimgesucht. Für den Durchgang von 1761 war er zu spät eingetroffen, und er entschloß sich nun, acht volle Jahre in Pondichéry zu warten, um wenigstens den Durchgang von 1769 zu beobachten. Am 3. Juni ließ sich erst alles günstig an; aber neidische Wolken verhüllten kurz vor dem Eintritte der Venus die Sonne und raubten dem Forscher die Frucht achtjährigen Hoffens und Harrens.

Die Verzerrung des Planeten und der »schwarze Tropfen« zeigte sich bei diesem wie beim vorangehenden Durchgange und überraschte und störte die Beobachter wieder, mit Ausnahme vielleicht der sehr wenigen, die auch den ersten Durchgang beobachtet hatten. Über die Entstehung dieser Erscheinung herrschten längere Zeit die verschiedensten Ansichten; heutzutage ist man sich jedoch darüber im klaren, daß es sich dabei um eine Diffraktionserscheinung handelt, die größtenteils zum Verschwinden gebracht wird, wenn das Objektiv des benutzten Fernrohres möglichst vollkommen ist und eine nicht zu kleine Öffnung besitzt.

Die Ergebnisse der Beobachtungen von 1769 stimmten besser als die von 1761 untereinander überein und schienen auf eine Parallaxe von etwa $8''.5$ zu deuten. Sonderbarerweise verfloß mehr als ein halbes Jahrhundert, ehe die verschiedenen Beobachtungen vollständig und genau berechnet und diskutiert wurden. Es geschah dies erst 1824 durch Encke, der aus beiden Durchgängen $8''.58$ als Sonnenparallaxe ableitete. Ein mit einzelnen Wahrnehmungen verbundener Zweifel veranlaßte indessen später eine Wiederholung der Rechnung, und so gab er endlich 1835 als definitives Resultat der Parallaxe den Wert $8''.57$ an, welchem eine Entfernung der Sonne von 153 Millionen Kilometer entspricht.

Enckes Resultat wurde ohne irgend welchen Zweifel volle dreißig Jahre hindurch festgehalten. Erst 1854 zeigte Hansen bei Gelegenheit seiner Untersuchung der Mondbewegung, daß die beobachteten Mondörter nahe dem ersten und letzten Viertel nur durch eine Vergrößerung der Sonnenparallaxe und dementsprechend durch Verminderung der Sonnenentfernung um ein Dreißigstel ihres ganzen Betrages dargestellt

werden könnten. Die Existenz dieses Fehlers ist seitdem auf den verschiedensten Wegen vollauf bestätigt worden, und auch die Neubearbeitung der Venusdurchgänge des 18. Jahrhunderts durch Powalky, Stone u. a. hat wesentlich größere Werte (8''7 bis 8''9) als den früheren Enckeschen ergeben. Die großen Fortschritte der neueren Beobachtungskunst und die Anwendung und Ausbildung theoretischer Untersuchungsmethoden führten im Laufe der letzten hundert Jahre auf genauere Wege, die Parallaxe zu bestimmen, als sie damals die Venusdurchgänge gewährten; doch ist es merkwürdig, daß, während jetzt beinahe jede Art astronomischer Beobachtungen mit einer Schärfe ausgeführt wird, welche die Astronomen des 18. Jahrhunderts nicht einmal für möglich gehalten hätten, gerade dieses spezielle Phänomen der inneren Berührung eines Planeten mit dem Sonnenrande niemals und auch jetzt noch nicht mit entfernt der Genauigkeit hat beobachtet werden können, welche Halley bei seiner Beobachtung des Merkursdurchgangs vor zwei Jahrhunderten erreicht zu haben gemeint hatte.

Die Kenntnis dieses Fehlers in dem Grundmaße der Astronomie vermehrte noch das Interesse, welches der am 8. Dezember 1874 wiederkehrende Venusdurchgang bei der Seltenheit des Ereignisses schon an und für sich erweckte. Pläne zur möglichst umfassenden und sorgfältigen Beobachtung wurden schon sehr früh ausgearbeitet, reiche Mittel von Regierungen, Akademien und Privatpersonen rechtzeitig gewährt, und so konnte man, von allen Seiten und in jeder Hinsicht wohl gerüstet, auf ein Gelingen der Beobachtungen mit großer Sicherheit rechnen.

Das günstigste Gebiet für die Anlegung von Beobachtungsstationen boten diesmal auf der nördlichen Halbkugel Japan, China und Sibirien, auf der südlichen Neu-Seeland, die Aucklands-Inseln, die Kerguelen und andere möglichst weit nach Süden gelegene Inselgruppen des Indischen und des Großen Ozeans. Die Dauer des Durchgangs betrug etwa $4\frac{1}{2}$ Stunden, der kleinste Abstand der Mittelpunkte von Venus und Sonne $13' 47''$. Die nördlichste und die südlichste Beobachtungsstation waren um mehr als 100 Breitengrade voneinander entfernt, so daß die parallaktische Verschiebung des Weges, welchen die Venus auf der Sonnenscheibe zurücklegte, für diese Stationen einen sehr merklichen Betrag erreichte. Im ganzen waren mehr als 50 Expeditionen entsendet worden, darunter sechs von Deutschland, welche die Stationen Tschifu, Kerguelen, Auckland, Mauritius, Isphahan und Luxor besetzt hatten.

Der bedeutsamste Unterschied gegen die früheren Beobachtungen der Venusdurchgänge bestand darin, daß man sich diesmal nicht auf die Beobachtung der Ein- und Austritte und die Bestimmung der Dauer des Durchgangs beschränkte. Die Beobachtung dieser vier Zeitmomente

konnte an wichtigen Stationen durch Ungunst des Wetters zufällig vereitelt werden, und doch konnte während des Durchganges selbst die Venus längere oder kürzere Zeit vor der Sonne sichtbar sein. Die moderne Astronomie besaß im Heliometer und in der Photographie Hilfsmittel, die mit beinahe gleicher Schärfe direkt die zur Parallaxenbestimmung erforderlichen Daten zu liefern versprochen, und man versah daher die meisten Stationen auch mit Instrumenten dieser Art.

Die Heliometer, deren sich vorzugsweise die Deutschen und Russen bedienten, waren von Repsold teils ganz neu zu diesem Zwecke hergestellt, teils nach einheitlichem Plane umgearbeitet worden; sie maßen unmittelbar den Abstand der Venus vom Rande bzw. vom Mittelpunkte der Sonne. Mit Hilfe der photographischen Apparate wurden während des ganzen Durchganges Aufnahmen von der Sonne gemacht, deren Ausmessung dann ebenso wie die Heliometermessungen Abstände der Venus vom Sonnenrande ergaben.

Außerdem wurden an vielen Orten mit Hilfe des Fadenmikrometers während der Zeiten des Ein- und des Austrittes die Hörnerabstände der Venus gemessen, aus welchen Abständen sich die genauen Momente der Berührung berechnen lassen.

Auch die Kontaktbeobachtungen selbst wurden keineswegs vernachlässigt. Im Gegenteil wandte man die größte Sorgfalt auf Erkennung und Vermeidung der Fehlerquellen, die 1769 so viel Störung verursacht hatten. Um zu erfahren, von welcher Art und Ursache diese seien, und um die Beobachter sie vermeiden zu lehren, konstruierte man vorher Modelle, die das Phänomen eines Venusdurchganges möglichst getreu nachahmten, und übte die Beobachter an diesen ein.

Trotz aller dieser Vorbereitungen und Untersuchungen sind aber doch die Beobachtungen des Durchganges selbst, zumal die Kontaktbeobachtungen, mehrfach durch unerwartete Erscheinungen gestört und beeinträchtigt worden. Der Hauptgrund, weshalb speziell die künstlichen Modelle die Berührungen wesentlich anders zeigten, als sie sich faktisch nachher beim Durchgang selbst darstellten, lag in der Existenz einer ziemlich dichten Atmosphäre der Venus. Aus anderen Wahrnehmungen hatte man zwar schon früher auf das Vorhandensein einer luftartigen Hülle geschlossen; von ihrer Wirkung auf die Erscheinungen bei der Berührung aber konnte man sich keine deutliche Vorstellung machen.

Das Wetter, immer ein Hauptfaktor für jede astronomische Beobachtung, verhielt sich im ganzen ziemlich günstig; nur die sibirischen Stationen hatten bedeckten Himmel. In China und Japan war es teilweise klar, und die in den südlichen Meeren gelegenen Stationen, die in meteorologischer Hinsicht die ungünstigsten Bedingungen zu bieten schienen,

wurden in der Hauptsache auffallend vom Wetter begünstigt. Die Werte, welche aus den Beobachtungen der verschiedenen Expeditionen abgeleitet wurden, schwankten zwischen $8''.7$ und $8''.9$. Sie wurden aber durchweg nur als provisorisch angesehen und sollten erst mit den Resultaten des Durchganges von 1882 zusammen zu einem definitiven Werte verarbeitet werden.

Von neuem begannen daher die Vorbereitungen, die Untersuchungen der Instrumente und die Einübung der Beobachter. Fast noch größer als im Jahre 1874 war die Zahl der ausgesandten Expeditionen, für welche ganz Südamerika und die östliche Hälfte von Nordamerika die günstigsten Bedingungen boten. Das Deutsche Reich entsandte vier Expeditionen, von denen zwei in Nordamerika (Hartford, Conn., und Aiken, S. C.) und zwei in Südamerika (Bahia Blanca in Argentinien und Punta Arenas an der Magellanstraße) stationiert wurden. Außerdem befand sich noch in Südgeorgien eine Station von mehr untergeordneter Bedeutung. Die Venus passierte dieses Mal die Sonnenscheibe etwas näher dem Mittelpunkte als 1874, in einer Minimalentfernung von $10' 41''$, und die ganze Dauer des Durchganges betrug dementsprechend über sechs Stunden.

Während die Beobachtung der Kontakte natürlich eine Aufgabe aller Stationen bildete, waren die Ausrüstungen für die Messungen während des Durchganges sehr verschieden. So hatten die amerikanischen Astronomen das Hauptgewicht auf photographische Aufnahmen und deren spätere Ausmessung gelegt; die deutschen Expeditionen waren dagegen ganz speziell auf heliometrische Messungen angewiesen. Fast durchweg sind die Stationen von gutem Wetter begünstigt gewesen, so daß die Beobachtungen zum größten Teile dem Programm entsprechend durchgeführt werden konnten. Viele Jahre dauerte es dann noch, bis die fast unerschöpfliche Fülle von Beobachtungen des Durchganges, Kontaktbeobachtungen und Distanzmessungen mit dem Heliometer oder auf Photographien, nebst allen Messungen und Beobachtungen, welche zur Untersuchung der Instrumente sowie auch zur Bestimmung der geographischen Koordinaten der Stationen angestellt worden waren, gehörig reduziert und verwertet werden konnten. Die Werte, welche von den einzelnen Stationen für die Sonnenparallaxe hergeleitet wurden, hielten sich diesmal zwischen den Grenzen $8''.76$ und $8''.91$. Aus der Gesamtheit aller während der beiden Durchgänge von 1874 und 1882 ausgeführten Beobachtungen hat Newcomb einen endgültigen Wert für die Sonnenparallaxe hergeleitet. Danach führen die heliometrischen und photographischen Messungen zu dem Werte $8''.86$, die Kontaktbeobachtungen dagegen zu dem wesentlich kleineren Werte $8''.79$. Von Interesse ist es noch, anzuführen, daß die

inneren Kontakte, welche, wie bereits oben erwähnt, erheblich genauere Resultate liefern, als die äußeren, 8''78 ergaben, die äußeren dagegen 8''91.

Es läßt sich leider nicht leugnen, daß die Ergebnisse der Venus-expeditionen dem enormen Aufwande an Fleiß, Mühe und Kosten, zu dem sämtliche Kulturstaaten der Erde beigetragen haben, nicht entsprechen, und daß besonders die im vorigen Kapitel besprochene Methode der kleinen Planeten mit viel geringerer Mühe weit genauere Resultate zu liefern vermag. Andererseits aber darf nicht verkannt werden, daß bei der Seltenheit des Phänomens die Astronomen zweifellos die Pflicht hatten, für eine ausreichende Beobachtung der Venusdurchgänge des vorigen Jahrhunderts Sorge zu tragen, und es unterliegt keinem Zweifel, daß die beiden im nächsten Jahrhundert eintretenden Durchgänge die Astronomen wieder auf dem Plane finden werden.

4. Andere Methoden zur Bestimmung der Sonnenentfernung.

Die Methoden zur Bestimmung der astronomischen Längeneinheit, welche wir bisher beschrieben, beruhen durchaus auf der Messung von Parallaxen, das heißt von Winkeln, die selten 30'' übersteigen und daher nur sehr schwer mit der erforderlichen Genauigkeit gemessen werden können. Aber die verfeinerten Untersuchungsmittel moderner Wissenschaft haben auch andere Methoden erstehen lassen, unter denen sich zwei befinden, die eine gleiche Genauigkeit erhoffen lassen, wie die auf dem Wege der Parallaxen erlangte. Von diesen Methoden beruht die eine auf der Wirkung der Anziehung der Sonne auf den Mond, die andere auf der Eigenschaft des Lichtes, einer merklichen Zeit zu seiner Fortpflanzung zu bedürfen.

Die Bewegung des Mondes um die Erde wird sehr bedeutend durch die Anziehungskraft der Sonne, oder, strenger ausgedrückt, durch die Differenz ihrer Anziehung auf den Mond und auf die Erde beeinflusst. Ein Teil dieses Unterschiedes hängt von dem Verhältnisse zwischen den Entfernungen Erde-Sonne und Erde-Mond ab, so daß, wenn jene Kraft bekannt ist, das Verhältnis dieser Entfernungen bestimmt werden kann. Da die Mondentfernung hinreichend scharf bekannt ist, so brauchen wir sie nur mit dieser Verhältniszahl zu multiplizieren, um die Sonnenentfernung zu erhalten. Die störende Kraft der Sonne zeigt sich nun darin, daß sie eine gewisse Ungleichheit in der Bewegung des Mondes hervorruft, infolge deren der Mond in der Nähe des ersten Viertels zwei Bogenminuten hinter seinem mittleren Orte zurückbleibt, in der Nähe des letzten Viertels dagegen seinem mittleren Orte um ebensoviel vorseilt. Bei der

1. Parallax.
Ungleichheit
Mond.

Bestimmung dieser sogenannten *parallaktischen Ungleichheit* des Mondes haben wir also einen Winkel zu messen, der beträchtlich größer ist, als die planetarischen Parallaxen, die uns zur Sonnenentfernung führten, so daß der Fehler bei Benutzung des Mondes bedeutend kleiner sein würde, als bei der direkten Parallaxenmessung, wenn wir beide Winkel mit derselben Genauigkeit messen könnten. Dies ist aber keineswegs der Fall; denn der Ort des Mondzentrums, welchen wir für den genannten Zweck brauchen, läßt sich nicht direkt, sondern nur unter Zuhilfenahme von Beobachtungen der Ränder bestimmen, und das Schlimme ist, daß diese weder genau, noch gleichzeitig beobachtet werden können, vielmehr, wie leicht einzusehen ist, der vorangehende Rand nur beim ersten, der nachfolgende nur beim letzten Viertel. Wir können also nicht mit Sicherheit sagen, wieviel von der beobachteten Ungleichheit reell ist, und wieviel auf Beobachtungsfehler kommt. Diese Unsicherheit ist so groß, daß die Ungleichheit vor 1854 in Übereinstimmung mit dem Enckeschen Werte der Sonnenparallaxe zu $122''$ angenommen werden konnte, und erst Hansen wies nach (s. S. 197), daß sie etwa $4''$ größer sei. Hieraus schloß er dann, daß die Parallaxe der Sonne um ein Dreißigstel ihres Wertes vermehrt, ihre Entfernung umgekehrt um ebensoviel vermindert werden müsse.

Man hat sich seitdem viele Mühe gegeben, den genauen Betrag der Ungleichheit aus den Beobachtungen zu bestimmen. In neuerer Zeit ist man auf den Gedanken gekommen, nicht die Ränder des Mondes, sondern einen bestimmten, gut markierten Punkt der Mondoberfläche als Beobachtungsobjekt zu wählen, z. B. den kleinen Krater Moesting A, wodurch eine größere Genauigkeit der Mondpositionsbestimmungen erreicht werden kann. Auch die Beobachtungen von Sternbedeckungen durch den Mond liefern für diesen genaue Positionen; besonders Battermann hat derartige Beobachtungen angestellt.

Als endgültigen Wert der Sonnenparallaxe aus den verschiedenen Bestimmungen der parallaktischen Ungleichheit des Mondes nimmt Newcomb den Betrag von $8''.79$ an. Cowell berechnete ganz neuerdings aus den von 1847 bis 1901 in Greenwich angestellten Mondbeobachtungen die Sonnenparallaxe zu $8''.76$.

2. Fortpflanzung.
Licht

Die zweite, ebenso schöne als im Prinzip einfache Methode der Bestimmung der Sonnenentfernung basiert auf dem Umstande, daß das Licht zu seiner Fortpflanzung einer merklichen Zeit bedarf. Aus physikalischen Experimenten hatte man die Lichtgeschwindigkeit und aus gewissen astronomischen Erscheinungen (Aberration und Jupiterstrabanten-Verfinsterungen) die Zeit, die das Licht braucht, um von der Sonne zur Erde zu gelangen, zu bestimmen vermocht und für die erstere $298\,574$ km,

für die Lichtzeit 498^s gefunden. Das Produkt dieser beiden Zahlen gibt sofort die Sonnenentfernung zu $148\frac{1}{2}$ Millionen Kilometer oder die Parallaxe zu $8''85$. Die im Jahre 1862 aus Foucaults Experiment abgeleitete Zahl für die Lichtgeschwindigkeit ist indessen nicht ganz richtig; Newcomb nimmt auf Grund seiner Messungen und der von Michelson die Lichtgeschwindigkeit zu $299\,860$ km an. Die sich aus diesem Werte ergebende Sonnenparallaxe ist $8''80$, wenn man die Zeit, welche das Licht gebraucht, um die Strecke von der Sonne zur Erde zu durchheilen, zu 499^s annimmt, wie es die neueren Untersuchungen erfordern.

Die beiden genannten Methoden, die Sonnenentfernung zu bestimmen, dürfen mit Recht, wenn sie in sorgfältiger Weise angewandt werden, als sehr genau gelten. Es gibt indessen noch einige andere, die, obschon sie weniger genau sind, doch Erwähnung verdienen. Eine der sinnreichsten wurde zuerst von Leverrier angewandt. Aus der Theorie der Gravitation ist bekannt, daß die Erde infolge der Anziehung des Mondes eine kleine Ellipse um den gemeinschaftlichen Schwerpunkt beider Körper beschreibt, die dem Monatslauf des Mondes um die Erde oder genauer um das gemeinschaftliche Gravitationszentrum entspricht. Kennen wir die Masse (das Gewicht) des Mondes im Verhältnis zu der der Erde und seine Entfernung, so können wir danach den Halbmesser der erwähnten kleinen Bahn berechnen; in runder Zahl beträgt er 5000 km. Diese monatliche Oszillation der Erde wird eine entsprechende Oszillation (*lunare Gleichung*) in der Länge der Sonne bewirken, da ja die scheinbare Bewegung der letzteren das Spiegelbild der wirklichen Bewegung der ersteren ist, und durch Messung ihres scheinbaren Betrages können wir dann die Entfernung der Sonne ermitteln. Leverrier fand die Oszillationen zu $6''50$ und leitete hieraus die Sonnenparallaxe $8''95$ ab. Aber Stone in Greenwich entdeckte zwei Irrtümer in Leverriers Rechnung und reduzierte das Resultat auf $8''85$. Newcomb ermittelte unter Benutzung einer großen Zahl von Sonnenbeobachtungen als den Wert der lunaren Gleichung $6''47$ und als den entsprechenden Wert der Sonnenparallaxe $8''82$.

Eine andere theoretische Methode ist gleichfalls von Leverrier vorgeschlagen und angewandt worden. Sie beruht auf dem Prinzip, daß, wenn die relativen Massen von Sonne und Erde bekannt sind, ihre Distanz gefunden werden kann durch Vergleichung der Strecke, den ein schwerer Körper an der Erdoberfläche in einer Sekunde durchfällt, mit der Strecke, den die Erde selbst in derselben Zeit gegen die Sonne hin fällt. Die Masse der Erde war aus ihrer Wirkung auf die Planeten Venus und Mars, deren Bahnen merklich durch sie gestört werden, bekannt, und Leverrier bestimmte nach dieser Methode die Sonnenparallaxe zu $8''86$. Durch Anbringung einer kleinen Korrektion, welche eine seiner Zahlen erfordert,

3. Lunare
Gleichung

4. Fallhöhe
Mars

wird sie auf $8''.83$ reduziert. Newcomb hat auf ähnliche Weise den Einfluß der Erde auf die Bahnen der nächsten Planeten untersucht und aus der Bewegung der Knoten der Venusbahn die Sonnenparallaxe gleich $8''.77$ gefunden.

Verbinden wir die Resultate aller der genannten Methoden, unter Berücksichtigung der Genauigkeit einer jeden, so ist soviel sicher, daß die Sonnenparallaxe sehr nahe gleich $8''.80$ ist, die Entfernung der Sonne also $149\frac{1}{2}$ Millionen Kilometer beträgt. Ein Hundertstel Bogensekunde Änderung in der Parallaxe entspricht aber 170000 km Änderung in der Entfernung, so daß wir mit einer Unsicherheit von einigen Hunderttausend Kilometern in der Sonnenentfernung rechnen müssen. Auf ein geringeres Maß wird diese Unsicherheit vor der definitiven Berechnung der Parallaxenbestimmungen aus der Erosopposition 1900/01 nicht gebracht werden.

Zum Schlusse möge hier noch eine Zusammenstellung der nach den verschiedenen Methoden erhaltenen Werte der Sonnenparallaxe gegeben werden, wie sie Newcomb abgeleitet hat:

aus Gills Marsbeobachtungen auf Ascension:	8''.78
aus Heliometerbeobachtungen von kleinen Planeten:	8.80
aus den Venusdurchgängen (Kontaktbeobachtungen):	8.79
» » » (Heliometermessungen):	8.86
aus der parallaktischen Ungleichheit des Mondes:	8.79
aus der Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes:	8.80
aus der lunaren Gleichung:	8.82
aus der Bewegung der Knoten der Venusbahn:	8.77

5. Sternparallaxen.

Denkende Männer früherer Zeit hat wahrscheinlich nichts mehr in dem Glauben an die Unbeweglichkeit der Erde bestärkt, als das Fehlen einer Parallaxe der Fixsterne. Erinnern wir uns, daß die jährliche Parallaxe der Sterne die Richtungsänderung ist, welche durch die Be-

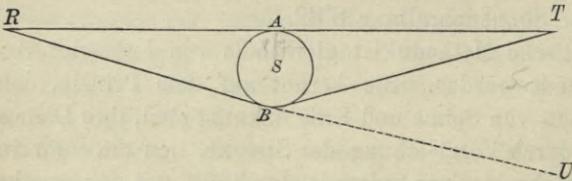


Fig. 90.

wegung der Erde um die Sonne verursacht wird. Eine der frühesten Formen, in der vermutlich nach einer solchen Parallaxe gesucht worden ist, zeigt Fig. 90. AB sei die Bahn der Erde um die Sonne S , R und T seien zwei Sterne, die einander genau gegenüberliegen, d. h. um 90° von der Sonne abstehen, wenn die Erde in A ist. Befindet sich nun nach sechs Monaten die Erde in B , so werden offenbar, wie die Figur zeigt,

wegung der Erde um die Sonne verursacht wird. Eine der frühesten Formen, in der vermutlich nach einer solchen Parallaxe gesucht worden

die Sterne *R* und *T* nicht mehr einander gegenüber liegen. Die Richtungen nach den beiden Sternen werden vielmehr einen von 180° verschiedenen Winkel einschließen, und zwar werden, wie man leicht sieht, die Sterne immer in der Richtung nach der Sonne verschoben erscheinen. Als man fand, daß auch die sorgfältigsten Beobachtungen keine solche Abweichung erkennen ließen, war der Schluß unvermeidlich, daß die Erde sich nicht bewege. Wir haben gesehen (Seite 57), daß selbst Tycho Brahe auf diese Weise dazu gebracht wurde, die Kopernikanische Lehre zu verwerfen und ein System aufzustellen, in welchem die Sonne sich um die Erde bewegte.

Nach der Erfindung des Fernrohres, welches alle Wahrnehmungen verschärfte und bis dahin unmerkliche Winkel der Messung zugänglich machte, war es natürlich, daß die Anhänger des Kopernikus sich eifrig bemühten, die jährliche Parallaxe der Sterne zu entdecken. Ein erster Schritt, das Fernrohr als Meßapparat auf die Bestimmung der Sternparallaxen anzuwenden, wurde 1669 von Hooke in London unternommen. Er befestigte ein 36 Fuß langes Fernrohr vertikal in seinem Hause, das Objektiv in einer Öffnung des Daches, das Okular in einem der unteren Räume. Vom Objektiv hing nach einem Punkte unterhalb des Okulars ein feines Lot herab, welches eine vertikale Linie gab, von der aus gemessen werden konnte. Natürlich ließen sich mit einem solchen Fernrohre nur die wenigen helleren Sterne messen, die nahe durch das Zenit gingen. Hooke wählte einen der hellsten davon, γ Draconis, und beobachtete ihn so, daß er den Abstand seines Bildes, vom Lot täglich beim Meridiandurchgange maß. Leider wurde, nachdem er vier Beobachtungen gemacht hatte, das Objektiv durch Zufall zerbrochen, und der Versuch endete daher resultatlos.

Mehr als 30 Jahre vergingen bis zu einer zweiten Beobachtungsreihe. In den Jahren 1701 bis 1704 versuchte Olaus Römer in Kopenhagen, die Summe der doppelten Parallaxe von Sirius und Wega nach dem in Fig. 90 dargestellten Prinzip zu ermitteln. Diese Sterne liegen nahe entgegengesetzt an der Himmelskugel, und der Winkel zwischen ihnen würde vom Frühling zum Herbst sich um ziemlich die doppelte Summe ihrer Parallaxen ändern. Statt des Abstandes, der direkt nicht meßbar war, maß Römer am Passageninstrument die Rektaszensionsdifferenz oder den Unterschied der Zeiten des Durchganges durch den Meridian und fand so die doppelte Summe der Parallaxen zu 4^s bis 6^s ; Horrebow, der die Römerschen Beobachtungen nochmals berechnete, fand den Unterschied gleichfalls im Frühjahr um 4^s größer als im Herbst. Es ist sehr begreiflich, daß Horrebow diesen Unterschied der Parallaxe, das heißt der Bewegung der Erde, zuschrieb und seiner Freude

Mayord

f

Hingeblich
Waspiß.

Hooke

1669.

Olaus Römer

Festm. Wp

sogar in einer besonderen, »Copernicus triumphans« betitelten Schrift Ausdruck gab. Man weiß jetzt, daß keiner der beiden Sterne eine Parallaxe besitzt, die nur den zehnten Teil der obigen beträgt, und C. A. F. Peters hat gezeigt, daß die von dem enthusiastischen Dänen der Parallaxe zugeschriebene Differenz zum größten Teile von der Ungleichförmigkeit des täglichen Ganges seiner Uhr herrührte, eine Folge des Einflusses der täglichen Temperaturänderung auf ein unkompenziertes Pendel. Im Frühling nämlich, wo Sirius am Abend, Wega am Morgen den Meridian passiert, fiel das gemessene Zeitintervall in die Nacht. Die Nachtkälte ließ nun die Uhr zu rasch gehen und so das gemessene Zeitintervall zu groß werden. Umgekehrt passiert im Herbst Sirius den Meridian am Morgen, Wega am Abend; die Zwischenzeit fiel in den Tag, dessen Wärme den Uhrgang verlangsamt und das Intervall zu klein machte.

Unter den zahlreichen anderen Versuchen, welche die Astronomen des 18. Jahrhunderts — freilich vergeblich — machten, um eine Sternparallaxe zu entdecken, soll noch der von Bradley erwähnt werden, weil er zu der denkwürdigen Entdeckung der Aberration des Lichtes führte. Das Prinzip seines Instruments war dasselbe wie bei Hooke, indem er die Zenitdistanz des Sternes γ Draconis beim Meridiandurchgang aus der Neigung eines Fernrohres gegen ein feines Lot bestimmte. An Genauigkeit übertrafen seine Messungen weitaus die von Hooke, so daß er mit Sicherheit anzugeben vermochte, die Parallaxe des Sternes müsse weniger als eine Bogensekunde betragen. Aber er fand dabei eine andere jährliche Oszillation von sehr merkwürdigem Charakter, die von der fortschreitenden Bewegung des Lichtes herrührt, und welche wir im nächsten Kapitel beschreiben wollen. Es ist in der Geschichte der Wissenschaften schon häufig vorgekommen, und es wird auch ferner geschehen, daß die Untersuchung irgend einer Erscheinung zu Entdeckungen in wesentlich anderer Richtung und von ganz unerwartetem Charakter führt.

Da es ermüden würde, wenn wir alle die Anstrengungen detailliert beschreiben wollten, die von verschiedenen Astronomen des 18. Jahrhunderts und der ersten Jahrzehnte des vorigen Jahrhunderts gemacht worden sind, um die Sternparallaxen zu ermitteln, so möge die Bemerkung genügen, daß sie im allgemeinen auf absoluten Messungen beruhten (Zenitdistanzen, in der Regel nach der Methode Bradleys) oder auf großen, durch die Uhr ermittelten Rektaszensionsdifferenzen. In beiden Fällen mußten meist bedeutende Winkel gemessen werden, welche infolge der Temperaturwirkungen auf die Instrumente und aus manchen anderen Gründen stets sehr unsicher bleiben. Das schließliche Resultat

all dieser Bemühungen war, daß einige Astronomen, wie Piazzini und Brinkley, für manche der helleren Sterne Parallaxen bis zu zwei und mehr Bogensekunden zu finden glaubten; doch stimmten die Resultate teils zu wenig untereinander überein, teils blieben sie ihrer Ableitung nach zu vielen Zweifeln unterworfen, als daß man den gefundenen Werten hätte großes Vertrauen schenken können.

Im zweiten Jahrzehnt des 19. Jahrhunderts versuchten Lindenau, Bessel und Struve, auf anderem Wege zum Ziele zu gelangen. Sie maßen Rektaszensionsunterschiede, wie Römer, machten sich aber von Uhrgang und Instrumentalfehlern durch geschickte Anordnung der Beobachtungen möglichst frei. Das Endresultat war aber auch für sie ein unbefriedigendes oder negatives, indem sich die gefundenen geringfügigen Werte in der Regel kleiner herausstellten als ihre Unsicherheiten oder ihre wahrscheinlichen Fehler.

Dies war der Zustand der Dinge bis in die dreißiger Jahre des 19. Jahrhunderts. Jede spätere und genauere Untersuchung hatte fast immer geringere bzw. verschwindende Parallaxen für Sterne ergeben, die entweder durch ihre große Helligkeit oder ihre starke Eigenbewegung die Vermutung größerer Nähe und damit die Hoffnung auf eine merkliche Parallaxe erwecken durften, und eine gewisse Resignation diesem Problem gegenüber hatte sich wohl bei den meisten Astronomen eingestellt. Nur Bessel und Struve verzweifelten an der Lösung der Aufgabe nicht; aber sie sahen ein, daß sie anders angegriffen werden müßte, und daß die Parallaxen nicht durch Kreise oder Uhren, sondern durch mikrometrische Messungen bestimmt werden müßten. Die Idee dieser Methode ist fast so alt als die Erfindung des Fernrohres. Schon Galilei und Huygens sprachen die Vermutung aus, daß, wenn ein heller und ein schwacher Stern im Gesichtsfelde des Fernrohres nahe beieinander ständen, relative Parallaxen sich zu erkennen geben müßten, da der hellere Stern aller Wahrscheinlichkeit nach uns viel näher sei als der schwächere und beide demnach infolge der Bewegung der Erde um die Sonne ihre relative Lage im Laufe des Jahres ändern würden. Wäre z. B. ein Stern dreimal so weit entfernt als der andere, so würde seine durch die Parallaxe hervorgerufene scheinbare Bewegung nur ein Drittel von der des anderen sein, und es würde eine Parallaxe gleich zwei Dritteln von der des näheren Sternes übrig bleiben, welche entdeckt werden könnte, wenn man den Winkelabstand beider Sterne Tag für Tag ein Jahr hindurch mäße. Solche Überlegungen veranlaßten gegen Ende des 18. Jahrhunderts W. Herschel, den Doppelsternen besondere Aufmerksamkeit zu schenken. Er maß in den achtziger Jahren eine ganze Reihe in der ausgesprochenen Absicht, eine Parallaxe zu finden. Als sich aber, bei eifrigem Suchen

nach geeigneten Objekten, deren Zahl so außerordentlich vermehrte, kam er zu der schon früher besonders von Christian Mayer verfochtenen Ansicht, daß wir es bei ihnen nicht mit zufällig und nur scheinbar nahe stehenden Sternen, sondern mit wirklich benachbarten, durch ein gemeinsames Band verbundenen Körpern zu tun hätten, daß also die Doppelsterne im allgemeinen nicht zur Parallaxenbestimmung dienen könnten.

Die Wahrscheinlichkeit, daß ein bestimmter Stern eine meßbare Parallaxe besitzt, ist nur sehr gering. Unter der Voraussetzung, daß die Sterne durchschnittlich von gleicher Leuchtkraft sind, ist es klar, daß die helleren Sterne im allgemeinen auch die näheren sein werden; andererseits werden auch, wenn man annimmt, die Bewegungen der Sterne seien durchschnittlich etwa die gleichen, die besonders stark bewegten Sterne die näheren sein. Es werden also einestheils die hellen, anderentheils die Sterne von großer *Eigenbewegung* der Entdeckung einer Parallaxe günstig sein. Die beiden Astronomen, denen wir die Entdeckung der ersten sicheren Parallaxen verdanken, gingen von diesen beiden Voraussetzungen aus, der eine von dieser, der andre von jener; aber auch ihnen hätte die Bestimmung nicht gelingen können, wären sie nicht durch die feinsten und zweckmäßigsten Meßapparate unterstützt worden, die sie auf das vollkommenste zu benutzen verstanden.

Als Bessel in Königsberg Ende 1829 das Fraunhofersche Helio-
meter erhielt, beschloß er sogleich, es auch zur Parallaxenbestimmung zu verwenden; andere wichtige Arbeiten verhinderten ihn aber, die Beobachtungen in ihrem ganzen Umfange sofort zu beginnen, und er gelangte erst im August 1837 dazu. Als Objekt hatte er den Doppelstern 61 Cygni gewählt, der die größte damals bekannte Eigenbewegung zeigte, indem er seinen Ort unter den benachbarten Sternen um volle 5" im Jahre änderte. Diese Bewegung war so groß, daß ziemlich sicher auf eine merkliche Parallaxe gerechnet werden durfte, obschon die beiden Komponenten dieses Sternpaares nicht heller als 5. bis 6. Größe sind. Dazu kam dann noch die günstige Lage am Himmel und die Nähe passend gelegener Vergleichsterne. Und in der Tat, die Bemühungen Bessels wurden belohnt. Aus der ersten, von August 1837 bis Oktober 1838 fortgesetzten Beobachtungsreihe fand er die Parallaxe von 61 Cygni relativ zu zwei schwächeren, symmetrisch stehenden Sternen zu 0".31. Er nahm dann das Instrument auseinander, verbesserte manche Teile des komplizierten Mikrometerapparates und begann nach der Wiederaufstellung eine neue Messungsreihe, die sein Assistent Schlüter bis zum März 1840 fortsetzte. Das Endresultat aller Messungen war 0".35. Die Realität dieser Parallaxe konnte kaum bezweifelt werden: man hatte hier zum ersten Male eine Zahl, die durch die Art, wie sie gewonnen worden war, volles

Wahrscheinlichkeit

Beobachtung d.
Linsenfern.

(Linsenfern)
1. Bessel.

Vertrauen verdiente und dasselbe auch fand. Spätere Messungen der Parallaxe von 61 Cygni, z. B. von Otto Struve, Auwers, Wilsing, Davis, Kapteyn und Peter, haben teils größere, teils kleinere Werte ergeben als der von Bessel, so daß letzterer jedenfalls sehr nahe richtig ist.

Der Stern, den W. Struve in Dorpat zur Bestimmung der relativen Parallaxe wählte, war Wega (α Lyrae). Eine bedeutende Eigenbewegung hat dieser Stern zwar nicht, aber er ist einer der hellsten des nördlichen Sternhimmels, so daß man allen Grund hatte, ihn zu den uns näheren zu rechnen. Der Vergleichstern, den Struve benutzte, war ein einzelner schwacher Stern 10. Größe in etwa 43" Entfernung; als Mikrometerapparat wurde das Fadenmikrometer des neunzölligen Fraunhofer'schen Refraktors der Dorpater Sternwarte benutzt. Das Resultat, welches sich aus den Messungen von November 1835 bis August 1838 ergab, war eine relative Parallaxe von einer viertel Sekunde. Spätere Untersuchungen haben etwas geringere Werte ergeben, im Mittel nur wenig über 0",1, so daß also Wega, obschon etwa 100mal heller als jede der Komponenten von 61 Cygni, doch mehr als dreimal soweit von uns entfernt ist. Die Entfernung von 206 265 Erdbahnhalmessern, der eine Parallaxe von 1" entspricht, nennt man mitunter eine Sternweite; der Stern 61 Cygni wäre also etwa drei Sternweiten von uns entfernt, Wega dagegen fast zehn Sternweiten. Die gebräuchlichste Einheit für die Entfernungen der Fixsterne ist indessen das Lichtjahr, d. h. die Strecke, welche das Licht in einem Jahre zurücklegt. Einer Parallaxe von 1" entspricht eine Entfernung von $3\frac{1}{4}$ Lichtjahren, so daß 61 Cygni 9 bis 10, Wega etwa 30 Lichtjahre von uns entfernt ist.

Ungefähr zu derselben Zeit, als Bessel und Struve ihre ersten genauen Messungen relativer Parallaxen anstellten, untersuchte Henderson am Kap der guten Hoffnung den schönsten und hellsten Doppelstern des Himmels, α Centauri, auf seine Parallaxe. Die Beobachtungen Hendersons bestanden in der Messung von Zenitdistanzen mit dem Mauerkreise und waren daher absolute Bestimmungen, statt, wie bei Bessel und Struve, relative Mikrometervergleichen mit benachbarten Sternen. Aus einer Diskussion seiner eigenen Beobachtungen und einer sorgfältigen Messungsreihe seines Nachfolgers Maclear fand Henderson die Parallaxe des Sternpaares, aus welchem α Centauri gebildet wird, gleich etwa 1". Dieses Resultat wurde durch spätere Bestimmungen Maclears und Moestas nahezu bestätigt; dagegen hat eine von Elkin ausgeführte Untersuchung einen geringeren Wert ergeben. Dieser fand nämlich, und zwar gleichfalls aus Beobachtungen, die zumeist von Maclear herrührten, die relative Parallaxe von α gegen β Centauri wenig größer als eine halbe Bogensekunde. Durch Heliometermessungen haben Elkin und Gill

2. Struve

3 1/4 Licht-
jahre.
(α Centauri)

3. Henderson.

neuerdings für die Parallaxe von α Centauri den Wert $0''.75$ gefunden, und diese Zahl verdient sehr viel mehr Vertrauen als die älteren Werte. Überhaupt hat sich das Heliometer auf dem Gebiete der Parallaxenbestimmung vortrefflich bewährt, und eine große Zahl von Parallaxen ist mit diesem Instrument gemessen worden. So hat Chase mit dem großen Heliometer der Yale-Sternwarte in Nordamerika in den letzten Jahren die Parallaxen von nicht weniger als 92 Sternen untersucht, deren Eigenbewegung mehr als $0''.5$ im Jahre beträgt. Von diesen hat keiner eine Parallaxe von mehr als $0''.25$; nur zwei haben Parallaxen von $0''.20$ bis $0''.25$ und 17 solche von $0''.10$ bis $0''.20$. Unter den deutschen Astronomen der Gegenwart hat sich besonders Peter auf diesem Gebiete große Verdienste erworben; er verwendet das Heliometer der Leipziger Sternwarte zu seinen Arbeiten.

Photographie Mit derselben Genauigkeit, wie sie das Heliometer ermöglicht, kann man auch mit Hilfe des photographischen Refraktors die Entfernungen der Fixsterne messen. Statt die Lage eines Sternes relativ zu den Vergleichsternen direkt am Himmel mit einem Mikrometer oder Heliometer zu bestimmen, photographiert man den betreffenden Teil des Himmels und mißt die Lage der Bilder der Sterne auf der Platte unter dem Mikroskop aus. Wiederholt man die Aufnahmen mehrfach während eines Jahres, so wird das Bild eines Sternes mit merklicher Parallaxe gegen die Bilder der übrigen Sterne auf den einzelnen Platten eine verschiedene Lage haben, und aus diesen, natürlich äußerst kleinen, Verschiebungen läßt sich die Parallaxe des Sternes ermitteln. Das Prinzip der Parallaxenbestimmung ist also hier genau dasselbe wie bei der Anwendung des Heliometers zu dem gleichen Zwecke. Der erste Astronom, der (zu Anfang der siebziger Jahre des 19. Jahrhunderts) systematisch photographische Aufnahmen zur Parallaxenbestimmung machte, war der Amerikaner Rutherford; die von ihm erhaltenen Platten sind aber erst viel später, von Jacoby u. a., teilweise verwertet worden. In Europa war Pritchard in Oxford auf diesem Gebiete bahnbrechend; doch waren die von ihm ermittelten Parallaxen nicht sehr genau. Später haben dann auch andere Astronomen auf photographischem Wege die Entfernungen von Fixsternen gemessen. Besonders interessant sind die Versuche des Holländers Kapteyn, welcher eine neue Methode vorgeschlagen und erprobt hat, um mit möglichst geringer Mühewaltung eine größere Zahl von Parallaxen zu bestimmen. Sein Verfahren ist das folgende. Man photographiert mit Hilfe eines photographischen Refraktors einen bestimmten Teil des Himmels, läßt aber die Platte vorläufig unentwickelt und wiederholt nach einem halben Jahre die Aufnahme mit derselben Platte, jedoch in der Weise, daß die Bilder der Sterne bei der zweiten Aufnahme nicht auf

die der ersten fallen, sondern dicht daneben. Jeder Stern ist also zweimal auf der Platte abgebildet, und die beiden Bilder liegen nebeneinander. Hat nun irgend einer der Sterne eine merkbare Parallaxe, so wird er durch seine jährliche parallaktische Bewegung zur Zeit der beiden Aufnahmen in entgegengesetztem Sinne verschoben sein, da ja zwischen den beiden Aufnahmen die Zeit von einem halben Jahre liegt. Der Abstand der beiden Bilder dieses Sternes wird also verschieden sein von dem Abstände der beiden Bilder derjenigen Sterne, die keine merkliche Parallaxe besitzen, und es ist daher möglich, seine Parallaxe relativ zu den letzteren zu bestimmen. Kapteyn hat bereits einige Teile des Himmels in dieser Weise auf Parallaxen hin untersucht. Eine der von ihm hierzu benutzten Platten, die einen quadratischen Ausschnitt der Himmelskugel von 2° Seitenlänge abbildete, enthielt 250 Sterne, von denen aber nur ein einziger eine Parallaxe von wesentlich mehr als $0''.1$, nämlich $0''.18$, besitzt. Auf Grund seiner Erfahrungen hat Kapteyn vorgeschlagen, den ganzen Himmel in dieser Art zu photographieren und die Parallaxen aller Sterne bis zur 10. Größe nach seiner Methode zu untersuchen. Er erwartet, daß unter den rund 800 000 Sternen bis zur 10. Größe etwa 450 eine Parallaxe von mindestens $0''.1$ haben werden. In Anbetracht des enormen Arbeitsaufwandes, der zur Durchführung des Kapteynschen Vorschlags nötig sein würde, ist leider vorläufig keine Aussicht zur Verwirklichung dieser Idee vorhanden.

Mit Hilfe des Heliometers und des photographischen Refraktors erhält man relative Parallaxen, die uns nur dann die wirklichen Entfernungen liefern, wenn die Vergleichsterne unendlich weit entfernt sind. Die Bestimmung absoluter Fixsternparallaxen ist, wie wir gesehen haben, sehr viel schwieriger, und sie ist daher auch, nachdem Bessel und Struve die Vorteile der Messung relativer Parallaxen klargelegt hatten, im 19. Jahrhundert nur noch einmal in ausgedehnter Weise zur Ausführung gelangt. Dies geschah in den vierziger Jahren durch C. A. F. Peters, der mit dem Ertelschen Vertikalkreis der Sternwarte zu Pulkowa eine Reihe hellerer Sterne durch direkte Messung der Zenitdistanzen im Meridian auf ihre Parallaxen prüfte. So sorgfältig seine Beobachtungen auch waren, können sich ihre Resultate doch nicht mit den Bestimmungen am Heliometer an Genauigkeit messen. Man hat daher lange Zeit hindurch den Meridiankreis als ungeeignet zu Parallaxenmessungen betrachtet, bis in neuerer Zeit Kapteyn darauf hinwies, daß dieses Instrument bei geschickter Anordnung der Beobachtungen und sorgfältiger Eliminierung der Fehlerquellen recht wohl zur Bestimmung relativer Parallaxen benutzt werden kann. Kapteyn maß mit Hilfe des Meridiankreises und der Uhr die Rektaszensionsunterschiede zwischen dem Sterne,

Meridian
Zeit

dessen Parallaxe er ermitteln wollte, und einigen demselben nahe vorausgehenden und folgenden Sternen von nahezu gleicher Deklination. Im Laufe des Jahres ändern sich infolge der parallaktischen Verschiebung diese Unterschiede, und es kann daher die relative Parallaxe des Sterns gegen die Vergleichsterne gefunden werden. Vor kurzem hat Flint in Madison (Nordamerika) die Parallaxen von 96 Sternen mit starker Eigenbewegung auf diesem Wege bestimmt.

Schließlich sei noch eine Methode der Parallaxenbestimmung erwähnt, die nur auf Doppelsterne anwendbar ist. Im nächsten Kapitel (S. 231 ff.) werden wir sehen, daß man auf spektroskopischem Wege die Bewegung der Sterne in der Gesichtslinie ermitteln kann, d. h. es läßt sich feststellen, um wieviel Kilometer in der Sekunde ein Stern sich uns nähert oder sich von uns entfernt. Kennt man diese Bewegung bei den Komponenten eines Doppelsternes, und kennt man außerdem die Elemente der elliptischen Bahn, welche die eine Komponente relativ zur andern beschreibt, so kann man die Entfernung des Doppelsternes berechnen. Auf diesem Wege fand Hussey die Parallaxe des Doppelsternes δ Equulei zu $0'07$.

Bei den Messungen von Parallaxen hat man mitunter auch negative Werte gefunden. Eine solche negative Parallaxe bedeutet im Falle von absoluten Messungen, daß die Richtungslinien von den entgegengesetzten Punkten der Erdbahn nicht nach einem bestimmten Punkte, dem Orte des Sternes, konvergieren, sondern daß sie divergieren, und daß es also keine Lage (Entfernung) des Sternes gibt, die den Beobachtungen entspricht. Bei relativen Parallaxen braucht aber der Grund dieser Erscheinung nicht in Beobachtungsfehlern zu liegen; sie kann vielmehr auch davon herrühren, daß der Vergleichstern uns näher steht als der, dessen Parallaxe man bestimmen wollte.

Nachdem wir die verschiedenen Methoden der Parallaxenbestimmung erörtert haben, geben wir im nachstehenden ein Verzeichnis der bisher gemessenen Parallaxen, soweit ihr Betrag $0'1$ übersteigt. Die angegebenen Werte sind zum großen Teile Mittelwerte aus den von verschiedenen Beobachtern erhaltenen Resultaten. Sehr unsicher bestimmte Parallaxen sind bereits fortgelassen, aber auch von den in der Tabelle aufgeführten bedürfen einige noch einer neuen Bestimmung; bei der Schwierigkeit, welche die Messung derartig kleiner Winkel bietet, ist es nicht zu verwundern, wenn zuweilen Widersprüche zwischen verschiedenen Beobachtungsreihen auftreten. Die Sterne in der Tabelle sind teils nach den Sternbildern bezeichnet, teils auch nach den Sternkatalogen (von Piazzini, Bradley u. a.), denen sie entnommen sind.

Stern	Größe	Parallaxe	Ent- fernung in Licht- jahren	Stern	Größe	Parallaxe	Ent- fernung in Licht- jahren
α Centauri	1	0''75	4.3	Fedorenko 1457-58	8	0''15	22
Lalande 21185	8	0.43	7.6	Fedorenko 1831	7	0.15	22
τ Ceti	3	0.39	8	Argel.-Oeltz. 11 677	9	0.15	22
α Canis majoris	1	0.37	9	Bradley 3077	6	0.15	22
36 Ophiuchi praec.	5	0.36	9	ζ Tucani	4	0.14	23
Piazzi 0 ^h 130	6	0.35	9	ϵ Eridani	4	0.14	23
61 Cygni	5	0.34	10	61 Virginis	5	0.14	23
Argel.-Oeltzen 18609	9	0.32	10	β Hydri	3	0.13	25
Cord. Zonen V ^h 243	8	0.31	11	ι Ursae majoris	3	0.13	25
Groombridge 34	8	0.30	11	Groombridge 1830	6	0.13	25
α Canis minoris	1	0.30	11	α Piscis austrini	1	0.13	25
Weisse IV ^h 1189	6	0.29	11	54 Piscium	6	0.13	25
Lacaille 9352	7	0.28	12	β Cassiopejae	3	0.12	27
Lalande 21258	8	0.26	13	Bradley 1584	6	0.12	27
Argel.-Oeltzen 17415	8	0.25	13	Lalande 16 304	6	0.12	27
σ^2 Eridani	4	0.25	13	Lalande 27 744	7	0.12	27
α Aquilae	1	0.23	14	B.D. + 56° 476	9	0.12	27
Bradley 2179	7	0.23	14	B.D. + 38° 4362	8	0.12	27
η Cassiopejae	4	0.20	16	α Tauri	1	0.11	30
μ Cassiopejae	5	0.20	16	ψ^5 Aurigae	5	0.11	30
η Herculis	4	0.20	16	43 Comae	4	0.11	30
σ Draconis	5	0.20	16	α Lyrae	1	0.11	30
ϵ Indi	5	0.20	16	Piazzi II ^h 123	6	0.11	30
70 Ophiuchi	4	0.19	17	τ Coronae borealis	5	0.11	30
B.D. + 36° 3883	7	0.18	18	Lalande 31 055	7	0.11	30
B.D. + 55° 581	9	0.18	18	B.D. + 35° 3972	9	0.11	30
Piazzi XIV ^h 212	6	0.17	19	B.D. + 36° 3900	8	0.11	30
Groombridge 1618	7	0.17	19				

Es ist sehr auffällig, daß von den hellsten Sternen, die fast alle auf ihre Parallaxe hin untersucht worden sind, nur wenige eine meßbare Parallaxe besitzen. Dies beweist, wie wenig wir berechtigt sind, von großer Helligkeit ohne weiteres auf große Nähe des Sternes zu schließen. Selbst das Zusammentreffen von großer Helligkeit mit starker Eigenbewegung ist noch kein verlässliches Merkmal geringer Entfernung. Dies zeigt der Stern Arktur (α Bootis), der bei einer jährlichen Eigenbewegung von mehr als 2'', und obwohl er zu den hellsten Sternen des Himmels gehört, doch nur eine Parallaxe von 0'03 besitzt, die also kaum noch verbürgt werden kann. Andererseits lehrt uns die Tabelle, daß viele schwache Sterne, deren Parallaxen wegen ihrer großen Eigenbewegung gemessen wurden, der Erde verhältnismäßig nahe sind. Im allgemeinen scheint überhaupt starke Eigenbewegung ein besseres Anzeichen großer

Parallaxe zu sein als große Helligkeit. Kapteyn hat neuerdings mit Benutzung der bisher zuverlässig bestimmten Parallaxen eine Untersuchung über die Beziehungen zwischen Parallaxe, Helligkeit und Eigenbewegung angestellt, nachdem früher schon von Struve, Oudemans, Gylden u. a. ähnliche Arbeiten ausgeführt worden waren. Auf Grund seiner Untersuchung hat Kapteyn eine Formel aufgestellt, nach der man für einen Stern von gegebener Helligkeit und Eigenbewegung die wahrscheinliche Parallaxe berechnen kann. Wenn auch nach dem oben Gesagten diese Formel nicht in jedem einzelnen Falle den richtigen Wert ergeben kann und z. B. für Arktur eine viel zu große Parallaxe liefert, so stellt sie doch die durchschnittlichen Verhältnisse gut dar. Kapteyn findet zunächst für die Parallaxen der Sterne verschiedener Helligkeit ohne Rücksicht auf die Eigenbewegung folgende Durchschnittswerte:

Größe	Parallaxe	Größe	Parallaxe
1.0	0''059	6.0	0''014
2.0	0.044	7.0	0.010
3.0	0.033	8.0	0.008
4.0	0.025	9.0	0.006
5.0	0.019	10.0	0.004

Ferner findet er folgende Beziehungen zwischen Parallaxe einerseits und Helligkeit und Eigenbewegung (E. B.) andererseits:

E. B.	Gr.				
	1.0	3.0	5.0	7.0	9.0
0'0	0''00	0''00	0''00	0''00	0''00
0.1	0.03	0.02	0.02	0.02	0.01
0.2	0.05	0.04	0.03	0.03	0.02
0.5	0.10	0.08	0.06	0.05	0.04
1.0	0.15	0.13	0.10	0.08	0.07
2.0	0.25	0.21	0.17	0.14	0.11
4.0	0.41	0.34	0.28	0.23	0.19

Bei einem Sterne von der Größe 7.0 z. B., der eine jährliche Eigenbewegung von 1'0 hat, ist hiernach eine Parallaxe von 0'08 zu erwarten.

Tabelle.

Kapteyn.

Kapitel IV.

Das Licht.

1. Die Bewegung des Lichtes.

Wir wissen, daß wir einen von uns betrachteten Stern nicht so sehen, wie er jetzt ist, sondern wie er viele Jahre vorher war, da das Licht, welches in Form von Ätherschwingungen von ihm ausging, Jahre, vielleicht Jahrzehnte und mehr gebraucht hat, um zu uns zu gelangen. Wir würden den Stern, falls er jetzt plötzlich erlöschen sollte, doch noch jahrelang sehen, ehe er unsern Blicken entchwände.

Es waren die Beobachtungen der Jupiterssatelliten, die zuerst zu erkennen gaben, daß Erscheinungen in den fernen Himmelsräumen ihrer Wahrnehmung um einen mehr oder weniger großen Zeitraum voraus waren, daß also die Geschwindigkeit des Lichtes, die man bis dahin meist für unendlich groß gehalten hatte, eine endliche sei. Diese Körper, die in weit kürzerer Zeit den Jupiter umkreisen, als der Mond die Erde, werden wegen der geringen Neigung ihrer Bahnen und der Größe des Jupiter und seines Schattens fast bei jedem Umlauf — die drei inneren Trabanten sogar bei jedem — verfinstert. Die verhältnismäßig große Genauigkeit, mit der man die Zeiten ihres Verschwindens im Jupiterschatten beobachten konnte, und der Wert, den solche Beobachtungen für Längenbestimmungen hatten, führte die Astronomen des 17. Jahrhunderts zur Berechnung von Tafeln für die Erscheinungszeiten dieser Finsternisse. Olaus Römer (damals in Paris) fand nun um 1676*), als er die Tafeln seiner Vorgänger, speziell D. Cassinis, verbessern wollte, daß diese Finsterniszeiten nicht durch eine gleichmäßige Bewegung der Satelliten dargestellt werden könnten. War Jupiter in Opposition mit der Sonne und die Erde ihm also am nächsten, so stimmten Beobachtung und Rechnung überein. Entfernte sich aber die Erde bei ihrem Jahreslauf um die Sonne vom Jupiter, so wurden die Verfinsterungen immer später gesehen, bis sie endlich beim größten Abstände des Jupiter von der Erde um volle 22 Minuten zu spät auftraten. Eine solche Ungleichförmigkeit — schloß Römer — konnte nicht reell sein, besonders da sie für alle Satelliten gleichzeitig und in gleichem Betrage eintrat. Mit Recht schrieb er sie dem Umstande zu, daß das Licht Zeit brauchen müsse,

J.
Jupiterssatelliten
Römer

*) Römers epochemachende Entdeckung wurde von ihm zuerst im September 1676 der Pariser Akademie mitgeteilt; seine erste Arbeit darüber steht im Journal des Savants vom Jahre 1676.

um vom Jupiter nach der Erde zu gelangen, und daß diese Zeit um so größer sei, je entfernter die Erde von dem Planeten ist. Aus den Beobachtungen folgerte er, daß das Licht in 22 Minuten den Erdbahndurchmesser und also in 11 Minuten den Abstand von der Sonne nach der Erde durchheile.

Den nächsten großen Schritt in der Erkenntnis der fortschreitenden Bewegung des Lichtes tat Bradley, dessen in Kew am Zenitsektor angeordnete Beobachtungen zur Bestimmung der Parallaxe des Sternes γ Draconis, wir schon oben (Seite 206) erwähnt haben*). Infolge der Parallaxe hätte sich die Deklination des Sternes am größten im Juni, am kleinsten im Dezember ergeben müssen, während im Frühjahr und Herbst ein mittlerer Wert zu erwarten war. Aber das wirkliche Resultat der Messungen war ein ganz anderes und wies Erscheinungen auf, die Bradley anfangs durchaus nicht zu erklären vermochte. Zunächst verriet sich kein Einfluß einer Parallaxe, indem die Deklinationen im Juni und Dezember gleich waren. Dann aber stellte sich heraus, daß die Deklinationen im September etwa $40''$ größer als im März waren, während zu diesen Zeiten die Wirkung der Parallaxe die gleiche sein mußte. Somit zeigte der Stern zwar eine regelmäßige jährliche Oszillation, aber dieselbe war nicht der Bewegung der Erde in ihrer jährlichen Bahn entgegengesetzt, wie es die Gesetze der relativen Bewegung erfordern, sondern es gab sich eine Bewegung rechtwinklig gegen die der Erde kund.



Fig. 91.

Nach langen Erwägungen erkannte Bradley den Grund dieser Erscheinung in der Verbindung der fortschreitenden Bewegung des Lichtes mit der Bewegung der Erde in ihrer Bahn. Es wird erzählt, Bradley wäre in einem Segelboote auf der Themse gefahren und hätte bemerkt, wie der Wimpel desselben bei jeder Änderung in der Richtung des Bootes eine andere Richtung des gleichmäßig wehenden Windes anzeigte. Diese einfache Wahrnehmung führte ihn zur Erklärung des zölestischen Phänomens. In Fig. 91 sei S ein

*) Bei diesen Beobachtungen Bradleys und seiner Entdeckung der Aberration darf der Name von Molyneux nicht unerwähnt bleiben. Den Zenitsektor in Kew, an welchem auch Bradley beobachtete, hatte Molyneux errichtet und die Beobachtungen von γ Draconis mit dem Zwecke, seine Parallaxe zu bestimmen, projektiert und Anfang Dezember 1725 begonnen; beide Astronomen vereint bemerkten sehr bald die eigentümliche, mit einer parallaktischen Wirkung in Widerspruch stehende Bewegung des Sternes. Scharfsinnige Versuche zur Erklärung der Erscheinung machten beide, die Erklärung selbst gelang aber erst nach dem Tode von Molyneux im April 1728 Bradley.

Stern und OT das auf ihn gerichtete Fernrohr. Wäre letzteres in Ruhe, so würde der von S ausgehende Lichtstrahl nach Durchsetzung des Objektivs O in der Richtung SOT zum Okular gelangen, der Stern würde also im Gesichtsfelde rechts erscheinen. Aber unsere Fernrohre sind nicht in Ruhe, sondern werden mit der Erde und allem auf ihr mit einer Geschwindigkeit von 30 Kilometern in der Sekunde um die Sonne geführt. Gibt der Pfeil die Richtung dieser Bewegung an, so bewegt sich das Fernrohr, während der Strahl es durchläuft, um ein kurzes Stück in der Pfeilrichtung, und der Lichtstrahl wird daher das Okular T nicht mehr rechts, sondern etwas links treffen und zwar scheinbar um so viel nach links abweichen, als das Fernrohr in der kurzen Zeit fortgerückt ist, die der Strahl vom Objektiv O bis zum Okular T gebraucht hat. Wir werden also den Stern nicht mehr in der wahren Richtung TOS sehen, sondern in der Richtung TOS' ; der Stern wird in der Richtung der Erdbewegung verschoben erscheinen.

Diese Ortsveränderung der Gestirne infolge der Erdbewegung heißt die *Abirring* oder *Aberration des Lichtes*. Ihr Betrag, d. h. die Größe des Winkels SOS' (Fig. 91), hängt ab von dem Verhältnis der Geschwindigkeitskomponente der Bewegung der Erde in ihrer Bahn um die Sonne, die senkrecht zur Richtung nach dem Sterne gelegen ist, zur Geschwindigkeit des Lichtes. Es sei in Fig. 92

$abcd$ ein Teil der Erdbahn (die hier als kreisförmig angenommen werden kann) um die Sonne (\odot), und ein Stern S , den wir uns in so großer Entfernung zu denken haben, daß der Durchmesser der Erdbahn, vom Sterne aus gesehen, fast verschwindend klein ist, liege genau in der Ebene der Erdbahn (also in der Ekliptik). Ferner werde durch S_1a , S_2b und S_3c die Richtung nach dem Sterne bezeichnet, wenn sich die Erde in den Punkten a bzw. b und c ihrer Bahn befindet, und die Pfeile aa' , bb' und cc' mögen die Richtung und Größe der Geschwindigkeit der Erde in den Punkten a , b und c angeben. Alsdann wird der Stern im Punkte a infolge der Zusammenwirkung von Lichtgeschwindigkeit und Bahngeschwindigkeit in der Richtung aS_1' erscheinen. Im Punkte b haben wir uns die Tangentialgeschwindigkeit bb' in die Komponenten bb''' in der Richtung nach dem Sterne und bb'' senkrecht hierzu zerlegt zu denken, da hier nur der Teil der Erdbewegung, der senkrecht auf S_2b erfolgt, für die Aberrations-

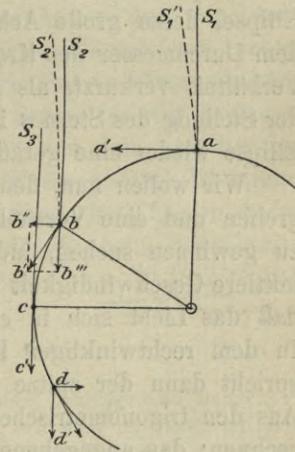


Fig. 92.

teil der Erdbewegung, der senkrecht auf S_2b erfolgt, für die Aberrations-

Aberration.

wirkung in Betracht kommt. Infolge der geringeren Bewegung bb'' wird auch die Verschiebung eine geringere sein und der Winkel S_2bS_2' kleiner als S_1aS_1' . Im Punkte c endlich, der um 90° vom Punkte a entfernt ist, wird die Richtung der Erdbewegung cc' mit der Richtung nach dem Sterne cS_3 zusammenfallen, und die Aberrationswirkung ist gleich Null. Im Punkte d wird wiederum eine Aberrationswirkung auftreten, die der Größe nach der in dem entsprechenden Punkte b gleich, der Richtung nach aber entgegengesetzt ist, indem der Stern nicht nach links, sondern nach rechts verschoben erscheinen wird.

Ein Stern in der Ekliptik oder in deren Nähe wird infolge der Aberrationswirkung demnach eine oszillatorische Bewegung in einer geraden Linie ausführen. Im Punkte c und in dem ihm gegenüberliegenden Punkte der Bahn wird der Stern in der Mitte dieser Linie stehen; die nach links und rechts gelegenen Endpunkte der Linie wird der Stern erreichen, wenn sich die Erde in a bzw. in einem a gegenüberliegenden Punkte befindet. Steht der Stern im Pole der Ekliptik, so ist die Erdbewegung in ihrem vollen Betrage stets senkrecht zur Gesichtslinie nach dem Sterne gerichtet, und der Stern beschreibt infolgedessen einen kleinen Kreis um den Pol der Ekliptik, dessen Durchmesser gleich der Länge der vorhin erwähnten geraden Linie ist. Wenn der Stern zwischen der Ekliptik und dem Pole derselben gelegen ist, so beschreibt er eine Ellipse, deren große Achse wieder gleich ist der Länge der Linie oder dem Durchmesser des Kreises, deren kleine Achse sich aber in demselben Verhältnis verkürzt, als sich der Stern der Ekliptik nähert, bis sie bei der Stellung des Sternes in der Ekliptik gleich Null wird, womit aus der Ellipse wieder eine gerade Linie geworden ist.

Wir wollen nun, den historischen Entwicklungsgang verlassend, vorgehen und eine Vorstellung von der Größe dieser Aberrationswirkung zu gewinnen suchen, indem wir der oben gemachten Angabe über die mittlere Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn (30 km) die hinzufügen, daß das Licht sich in einer Sekunde um rund 300 000 km fortbewegt. In dem rechtwinkligen Dreieck mit den Katheten 30 und 300 000 entspricht dann der spitze Winkel der Maximalbewegung der Aberration. Aus den trigonometrischen Tafeln läßt sich dieser Winkel nun leicht berechnen; das angegebene Verhältnis der Katheten ist nämlich die trigonometrische Tangente des Winkels. Wir können aber den Winkel auch auf einfachere Weise finden, wenn wir nämlich in Betracht ziehen, daß die Hypotenuse in dem sehr gestreckten rechtwinkligen Dreieck sich außerordentlich wenig von der einen Kathete unterscheidet, daß man ferner auch anstatt der geradlinigen kleinen andern Kathete das aus der Spitze des Dreiecks mit der Hypotenuse beschriebene Bogenstück setzen

kann*). Ohne weiteres findet man dann mittels der unten gegebenen Zahlen, daß das Verhältnis der Katheten in dem Dreieck von 1 : 10 000 einem Bogenmaße von 20'6 entspricht.

Auch durch die Drehung der Erde um ihre Achse wird eine Aberrationswirkung hervorgebracht, die aber wegen der viel geringeren Geschwindigkeit, die ein Punkt der Erdoberfläche infolge der Achsendrehung besitzt, im Maximum, nämlich im Meridian, nur 0'3 betragen kann; sie wird zum Unterschiede von der *jährlichen* die *tägliche Aberration* genannt.

Die Aberrationskonstante läßt sich durch astronomische Beobachtungen bestimmen, und zwar ist die hierzu wohl am häufigsten gebrauchte Methode die, daß man Zenitdistanzen geeigneter Sterne zu den Zeiten mißt, zu welchen die Wirkung der Aberration auf den Sternort am größten ist. Aber auch die Beobachtungen der Rektaszension geeigneter Sterne, z. B. des Polarsterns, können demselben Zwecke dienen. Große Beobachtungsreihen zur Bestimmung der Aberrationskonstante sind nun besonders auf der Pulkowaer Sternwarte durch Peters, Struve, Nyren u. a. ausgeführt worden; der aus zehn solcher Untersuchungen abgeleitete Mittelwert ist 20'493. Aus 24 Beobachtungsreihen, die auf andern Sternwarten nach verschiedenen Methoden angestellt worden sind, fand Newcomb 20'463. Nehmen wir hiernach 20'48 als besten Wert der Aberrationskonstante an, so folgt durch Division der in der Anmerkung gegebenen Zahl 206 265 durch diesen Wert, daß die Geschwindigkeit des Lichtes 10 071.5 mal so groß ist, als die der Erde in ihrer Bahn. Hieraus können wir dann die Zeit, welche das Licht von der Sonne bis zur Erde gebraucht (*Lichtzeit*), sofort und ganz unabhängig von dem aus den Beobachtungen der Jupiterssatelliten abgeleiteten Werte finden. Dividieren wir die siderische Umlaufzeit der Erde (S. 17) durch 10 071.5, so finden wir 52^m 13^s 4 als Zeit, in welcher das Licht die Erdbahn durchlaufen würde, und durch weitere Division mit 2π erhalten wir 8^m 18^s 7 (498^s.7) als Lichtzeit.

20'6"
20'48
tagl. Aberr.
0'3.

Lichtzeit

2 2 2

*) Es bietet sich uns hier die Gelegenheit, einige Zahlengrößen kennen zu lernen, die in der Astronomie viel gebraucht werden, wo man es häufig mit sehr kleinen Winkeln zu tun hat. Wir erinnern an die Ludolphsche Zahl $\pi = 3.1416$, welche das Verhältnis des Kreisumfanges zum Durchmesser darstellt, und finden damit leicht das Verhältnis der Bogenlänge eines Grades zum Radius des Kreises. Ist nämlich U der Umfang des Kreises und r der Radius, so ist $U = 2r\pi = 360^\circ$, also $r = 180^\circ : \pi = 57^\circ 296$, d. h. die Bogenlänge eines Grades verhält sich zum Radius wie 1 : 57.296. Durch ein- bzw. zweimalige Multiplikation mit 60 ergibt sich das Verhältnis einer Bogenminute bzw. einer Bogensekunde zum Radius wie 1 : 3437.75 bzw. 1 : 206 265.

$$\begin{aligned} 2r\pi &= 360^\circ \\ r\pi &= 180^\circ \\ r &= 180^\circ : \pi \\ r &= 57^\circ 296 \end{aligned}$$

Wir sahen oben, daß Römer aus den Verfinsterungen der Jupiterstrabanten dafür den Wert von 11^m fand. Der Unterschied von $2^m 41^s$ ist nun zwar bedeutend, aber doch nicht so groß, daß er nicht aus der Ungenauigkeit der Beobachtungen, die Römers Resultat zugrunde lagen, erklärt werden könnte. In der Tat fand Delambre aus einer sehr umfangreichen Untersuchung aller Finsternisse zwischen 1662 und 1802 (mehr als 1000) den Wert $493^s.2$.

Die Differenz der Werte für die Lichtzeit, wie sie aus der Aberration der Fixsterne und aus den Verfinsterungen der Jupiterssatelliten folgen, ist hierdurch auf 6^s gesunken. Es fragt sich, welches der wahre Wert ist, und ob dieser Unterschied reell oder nur in den Beobachtungsfehlern begründet sei. Vollständig streng ist diese Frage noch nicht beantwortet; mit großer Wahrscheinlichkeit kann man aber behaupten, daß auch der Wert von Delambre durch die Ungenauigkeit der Finsternisbeobachtungen entstellt ist. Trotzdem haben einige Physiker und Astronomen (namentlich Klinkerfues) zu zeigen versucht, daß die Differenz reell, und daß eine physische Ursache vorhanden sei, welche die oben dargestellten Aberrationsbeobachtungen beeinflußt. Indessen sind alle Bemühungen der Physiker, die Unrichtigkeit der astronomischen Theorie der Fortpflanzung des Lichts durch Experimente darzutun, bis in die neueste Zeit hinein erfolglos gewesen.

Es wird hierdurch nur wahrscheinlicher, daß Delambres Resultat mit einem Fehler behaftet ist. Eine neue Untersuchung aller Beobachtungen der Jupitersmonde wäre daher sehr erwünscht; aber diese Aufgabe erfordert eine so große und mühevollende Arbeit, daß sie niemand seit Delambres Zeit wieder unternommen hat. Indessen geht schon aus einer Bearbeitung der Finsternisse des ersten Jupiterstrabanten durch Glasenapp in Pulkowa hervor, daß der aus der Aberrationskonstante folgende Wert der Lichtzeit (499^s) schwerlich um 1^s falsch sein kann. Aus den Beobachtungen, die von 1848 bis 1873 in Greenwich und an andern Sternwarten angestellt wurden, fand sich nämlich die Lichtzeit zu 500^s ; also nicht wie bei Delambre kleiner, sondern noch 1^s größer als obiger Wert. Es ist daher ziemlich sicher, daß die Abweichung von Delambres Zahl einzig und allein von den Fehlern der Beobachtungen herrührt, deren sich Delambre bediente. Zugleich wird durch die Übereinstimmung der aus der Aberrationskonstante und aus den Satellitenverfinsterungen abgeleiteten Werte bewiesen, daß die Lichtgeschwindigkeit unabhängig ist von der Beschaffenheit des Lichtes, daß es also gleichgültig ist, ob wir direkt ausgesandtes Fixsternlicht oder reflektiertes Sonnenlicht in Betracht ziehen.

Die beschriebenen Methoden geben uns nur die Zeit, welche das Licht gebraucht, um von der Sonne zur Erde zu gelangen, nicht aber die

Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichts. Um diese aus der ersteren zu bestimmen, müssen wir die Entfernung der Sonne kennen. Dividieren wir diese Entfernung durch 499, so haben wir die Geschwindigkeit des Lichtes, d. h. den Weg, welchen das Licht in einer Sekunde zurücklegt. Können wir umgekehrt durch Experimente auf der Erde die Lichtgeschwindigkeit finden, so erhalten wir durch Multiplikation mit 499 sofort die Entfernung der Sonne. Bedenkt man aber, wie ungeheuer groß jene Geschwindigkeit ist, so begreift man, wie schwierig sie sich durch Experimente bestimmen läßt. Sehr selten nur können Gegenstände auf der Erdoberfläche in einer Entfernung von 70 oder 80 Kilometern deutlich gesehen werden, und eine solche Distanz durch-eilt das Licht im viertausendsten Teile einer Sekunde. Wie zu erwarten, waren demnach alle früheren Versuche, die Zeit zu bestimmen, welche das Licht gebraucht, um solche auf der Erde erreichbare Entfernungen zu durchlaufen, vollkommen vergeblich. Galilei war der erste, welcher derartige Versuche anstellte, und seine Methode verdient Erwähnung, da sie das Prinzip zeigt, nach welchem solche Bestimmungen gemacht werden können. Er stellte in der Dunkelheit zwei Beobachter in einigen Kilometern Entfernung voneinander auf, jeden mit einer Laterne, welche in einem Moment bedeckt werden konnte. Der eine Beobachter, A, hatte seine Laterne zu bedecken, und der entfernte, B, bedeckte die seinige auch, sobald er das Licht verschwinden sah. Damit nun A das Verschwinden des Lichtes von B sah, mußte das Licht den Weg von A nach B und umgekehrt zurücklegen. Nehmen wir an, das Licht gebrauche eine Sekunde, um von A nach B zu gelangen, so würde B noch eine Sekunde nach der Bedeckung das Licht von A wahrnehmen, und ebenso A das von B. Abgesehen von der Zeit, die B gebraucht, um sein Licht zu verdecken, würden also zwei Sekunden vergangen sein zwischen der Zeit, wo A sein Licht verdeckte, und wo er das von B verdeckte verschwinden sah.

Natürlich fand Galilei durch diese rohe Methode überhaupt keinen Zeitunterschied. Eine Erscheinung, die, um sich durch die angegebene Entfernung fortzupflanzen, nur den hundertsten Teil von einer Tausendstel-sekunde gebrauchte, mußte sich notwendigerweise als eine momentane darbieten. Immerhin ist das Prinzip ein durchaus richtiges und in gewisser Hinsicht dasselbe, auf dem auch die verfeinerten Methoden der Neuzeit beruhen; denn ein wesentliches Moment dabei, die Vergrößerung der Distanz und demzufolge des Zeitintervalls zwischen dem Geben und dem Empfangen des Lichtsignales, kommt auch bei Fizeau und Foucault zur Anwendung. Die Art und Weise, wie der französische Physiker Fizeau in den vierziger Jahren des vorigen Jahrhunderts die Licht-

Galilei

F. Fizeau

geschwindigkeit bestimmte, erläutert schematisch die nachstehende Fig. 93. Ein Licht L wirft vermittels dreier Linsen und eines Glasspiegels P seine Strahlen nach einem etwa 9 Kilometer entfernten Spiegel S , der sie in derselben Richtung wieder reflektiert. Das in der Strahlenrichtung stehende Auge A sieht den durch P hindurchgegangenen Teil des reflektierten Lichtes. An der Stelle, wo nach Spiegelung an P ein Bild des Lichtpunktes L entsteht, befindet sich der gezahnte Umfang eines Rades R , welches in sehr rasche Umdrehung versetzt werden kann. Ist das Rad in Ruhe, so sieht A entweder Licht, oder es hat Dunkelheit, je nachdem eine Lücke oder ein Zahn in den Weg des Lichtes tritt. Wird das Rad in Drehung versetzt, so fällt das Licht zwischen den Zahnlücken hindurch nach S , wird reflektiert und gelangt zum Auge zurück. Ist nun aber

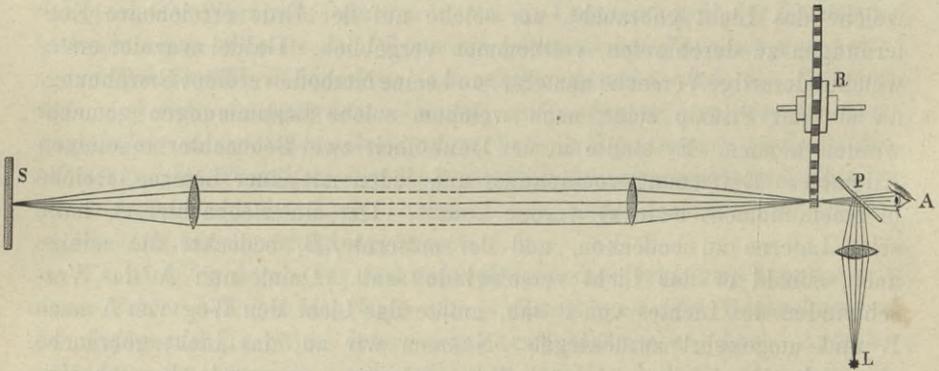


Fig. 93.

die Drehgeschwindigkeit des Rades so groß, daß in der Zeit, welche das Licht gebraucht, um nach S und wieder zurück zu gelangen, ein Zahn an die Stelle der Lücke getreten ist, so wird das Licht von dem Zahn aufgefangen, und das Auge hat Dunkelheit. Dreht sich das Rad doppelt so rasch, so wird jetzt wieder eine Lücke da sein, wenn das Licht von S zurückgekehrt ist, das Auge wird dasselbe also wahrnehmen. Bei dreifacher Geschwindigkeit des Rades ist wiederum Dunkelheit für A , bei vierfacher Licht u. s. f. Kennt man die Umdrehungsgeschwindigkeit des Rades und die Zahl der Zähne, so läßt sich leicht die Zeit berechnen, in der ein Zahn an Stelle einer Lücke tritt, und die kleinste Drehungsgeschwindigkeit, für welche dies stattfindet, das Auge also kein Licht wahrnimmt, gibt dann die Zeit, welche das Licht braucht, um von P nach S und zurück zu gelangen. Der Spiegel S im Fizeauschen Experiment vertritt die Stelle der Laterne des Beobachters B bei Galileis Versuchen. Auf diesem Wege

fand Fizeau die Geschwindigkeit des Lichtes zu 315324 km in der Sekunde.

So schön und sinnreich auch diese Methode ist, so wird sie durch die von Foucault angewandte doch noch übertroffen. Bei derselben tritt an die Stelle des rotierenden Rades ein rotierender Spiegel. Wheatstone hatte nämlich bereits viel früher darauf aufmerksam gemacht, daß mit Hilfe eines rotierenden Spiegels außerordentlich kleine Zeitintervalle gemessen werden können. Das Prinzip von Foucaults Methode ist kurz dieses. AB (Fig. 94) sei ein ebener, um die Achse X rotierender Spiegel und C ein fester Konkavspiegel, dessen Krümmungsmittelpunkt mit X zusammenfällt. O sei ein leuchtender Punkt, der einen einzelnen Lichtstrahl OX aussendet. Dieser Strahl wird vom Spiegel AB im Punkte X nach C reflektiert, trifft diesen stets normal und geht in derselben Richtung nach X wieder zurück und von da wieder nach O , so daß er einem in E befindlichen Auge aus O zu kommen scheint. Wie auch der Beobachter den Spiegel dreht, der Strahl OX wird immer in derselben Richtung, nach E , zurückkehren und nur den Spiegel C an andern Punkten treffen. Wird der Spiegel AB aber in so rasche Drehung versetzt, daß er, wenn der Strahl von C nach X zurückkommt, die Lage $A'B'$ angenommen hat, so wird der Strahl nicht mehr in der Richtung XE reflektiert, sondern nach E' , wo XE' dem Reflexionsgesetze zufolge von XE um den doppelten Betrag der Winkeldrehung von AB abweicht. Kennt man dann die Umdrehungsgeschwindigkeit des Spiegels und den Winkel EXE' , so kann die Zeit, welche der Strahl von X nach C und zurück gebraucht hat, leicht gefunden werden.

Offenbar kann der Beobachter nicht ein kontinuierliches Licht bei E' sehen, weil der Strahl nur zurückgeworfen werden kann, wenn der rotierende Spiegel den Strahl nach irgend einem Punkte des festen Konkavspiegels C wirft.

Wirklich gesehen wird nur eine Reihenfolge von Lichtblitzen, indem jedesmal ein Blitz erscheint, wenn der rotierende Spiegel durch die Lage AB geht. Rotiert der Spiegel indessen sehr rasch, so werden diese Blitze dem Auge ein kontinuierliches Licht zu bilden scheinen, welches aber schwächer ist, als wenn der Spiegel sich in Ruhe befindet. Abgesehen von dieser Schwächung des

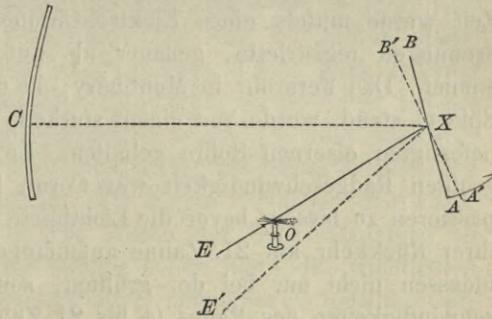


Fig. 94.

Foucault.

Lichtes, bringt der Mangel vollkommener Kontinuität keine Störung hervor. Auf solche Art fand nun Foucault (1862) die Geschwindigkeit des Lichts zu 298574 km.

Diese Methode ist so fein und empfindlich, daß selbst der millionte Teil einer Zeitsekunde dadurch mit großer Genauigkeit gemessen werden kann. Ihre Vervollkommnung verdankt sie den vereinten Bemühungen verschiedener Physiker. Die erste Idee rührt, wie schon erwähnt, von Wheatstone her, der durch einen derartigen schnell rotierenden Spiegel die Dauer des elektrischen Funkens maß. Dann zeigte Arago, daß mit ihrer Hilfe bestimmt werden könne, ob die Lichtgeschwindigkeit in Luft oder in Wasser größer sei. Fizeau und Foucault verbesserten endlich den Aragoschen Apparat noch weiter durch Einführung des konkaven Spiegels und brachten ihn dadurch zu seiner heutigen Vollendung.

Man hat sich indessen nicht mit dem letzten Foucaultschen Resultat begnügt. Der französische Physiker Cornu wiederholte 1872 und 1874 die Versuche, und zwar nach der älteren Fizeauschen Methode. Seine ersten Ergebnisse stimmten mit dem oben erwähnten Foucaultschen Resultat gut überein und deuteten höchstens eine kleine Vermehrung der Lichtgeschwindigkeit, auf 298 731 km, an. Nach zwei Jahren wiederholte er indessen die Experimente und zwar mit noch vollkommeneren Mitteln. Durch ein passendes Fernrohr wurden Lichtblitze von der Pariser Sternwarte nach dem Turme von Montlhéry, in eine Entfernung von etwa 24 km, gesandt und von dort zurückempfungen. Das feingezahnte Rad konnte mehr als 1600 Umdrehungen in einer Sekunde machen, und die Zeit wurde mittels eines Elektro-Chronographen, welcher die Radumdrehungen registrierte, genauer als auf eine tausendstel Sekunde bestimmt. Das Fernrohr in Montlhéry, in dessen Fokus der reflektierende Spiegel stand, wurde von einem starken, in dem Mauerwerke des Turmes befestigten eisernen Rohre gehalten. In dieser Entfernung und mit der größten Radgeschwindigkeit war Cornu imstande, 20 Zähne des Rades passieren zu lassen, bevor die Lichtblitze zurückkamen, und dieselben bei ihrer Rückkehr am 21. Zahne aufzufangen. Die Bestimmungen wurden indessen nicht nur bei der größten, sondern auch bei geringeren Geschwindigkeiten des Rades (4 bis 21 Zähne) gemacht. Aus diesen Versuchen von Cornu folgte die Lichtgeschwindigkeit zu 300 028 km.

Weitere Bestimmungen liegen vor von

Michelson, 1879	(Methode von Foucault)	299 910 km
Young-Forbes, 1881	(» » Fizeau)	301 384 »
Newcomb, 1882	(» » Foucault)	299 860 »
Michelson, 1882	(» » Foucault)	299 853 »
Perrotin, 1900	(» » Fizeau)	299 900 »

Gegenwärtig betrachtet man den von Newcomb abgeleiteten Wert 299 860 km als den besten; er dürfte nur auf 30 km unsicher sein.

2. Die Spektralanalyse.

Das Auge ist nicht nur befähigt, die Schwingungen des Äthers als Licht aufzufassen, sondern auch Unterschiede in der Geschwindigkeit der Schwingungen, oder, was auf dasselbe hinausläuft, in der Länge der Lichtwellen wahrzunehmen. Auf dieser Eigenschaft des Auges beruht es, daß wir uns an der Farbenpracht erfreuen können, welche uns die Natur darbietet. Es ist das eine Tatsache, die mit ihren Konsequenzen heute jedem Gebildeten bekannt ist. Strahlt von einer Lichtquelle Licht aller Art aus, so erscheint sie uns weiß; sendet sie nur eine einzige Art des Lichtes aus, also Licht von einer ganz bestimmten Wellenlänge, so erscheint sie in einer ganz reinen Farbe. Zwischen diesen Grenzfällen sind alle andern möglich, und hierdurch entstehen die zahlreichen verschiedenen Farbtöne.

Es wird als eine der schönsten geistigen Errungenschaften des verflossenen Jahrhunderts betrachtet werden müssen, daß es gelungen ist, das Licht, welches uns ein leuchtender Körper zusendet, und sei es auch aus den fernsten Gegenden des Weltalls, auf seine Zusammensetzung zu untersuchen und hieraus Schlüsse auf die chemische Zusammensetzung des Körpers und auf seinen Aggregatzustand zu ziehen, ja sogar seine Bewegung durch Untersuchung seines Lichtes mit erstaunlicher Sicherheit festzustellen. Alles das gewährt die Spektralanalyse in ihrer heutigen Vollkommenheit, ein Wissenszweig, der vor 60 Jahren kaum dem Namen, jedenfalls aber noch nicht seinem Wesen nach bekannt war. Zu jener Zeit würde jedermann denjenigen, welcher ihre Erfolge geweissagt hätte, für einen Phantasten gehalten und ihn wohl ungläubig belächelt haben; heutzutage sind ihre Grundprinzipien jedem Freunde der exakten Wissenschaften wohl bekannt. Wir wollen versuchen, dem Leser zunächst einen kurzen Einblick in das Wesen der Spektralanalyse zu geben; in späteren Kapiteln dieses Buches sollen dann die wichtigsten der mit Hilfe dieses neuen Forschungsmittels gewonnenen Resultate angeführt werden.

Die zur Untersuchung des Lichtes notwendige Zerlegung in seine elementaren Bestandteile, die Regenbogen- oder Spektralfarben, kann auf verschiedene Weise erfolgen, am einfachsten mit Hilfe eines Prismas. Alle Lichtstrahlen werden an der Grenzfläche verschieden dichter Medien (Luft, Glas), wenn sie nicht senkrecht auf dieselbe auffallen, aus ihrer ursprünglichen Richtung abgelenkt (gebrochen), und zwar verschieden stark je nach ihrer Wellenlänge oder Farbe, die violetten am stärksten,

die roten am wenigsten. Fällt demnach ein Bündel weißen Lichtes auf ein Glasprisma, so wird es zerlegt; man erhält nach dem Durchgange das Lichtbündel divergierend in den Farben des Regenbogens: Rot, Orange, Gelb, Grün, Blau, Indigo, Violett. Fängt man ein derartig zerlegtes Lichtbündel mit einem weißen Schirme auf, so nennt man das entstehende farbige Lichtband ein Spektrum. Diese Erscheinung war zwar schon Newton (1672) bekannt, der die Gesetze über Dispersion der Lichtstrahlen im wesentlichen ergründet hatte; doch verwendete er und andere, die seine Experimente wiederholten, einerseits sehr unvollkommen hergestellte Prismen, andererseits meist runde Lichtbündel, entstanden durch kreisförmige Öffnungen in einem Schirme, durch welche das Sonnenlicht fiel, und sie erhielten daher wegen der durch die Breite der Öffnung bedingten teilweisen Übereinanderlagerung der Farben kein reines Spektrum. Wollaston (1802) war der erste, der an Stelle der runden Öffnung einen feinen Spalt zur Anwendung brachte, zu dem er die brechende Kante des Prismas parallel stellte, und der so zum ersten Male ein reines Spektrum erhielt. Ein Spektrum, welches mit Hilfe eines Spaltes erzeugt ist, kann man sich vorstellen als eine ununterbrochene (kontinuierliche) Aneinanderreihung von Spaltbildern, welche aber alle von verschiedener Farbe sind, und es liegt auf der Hand, daß das Spektrum um so reiner wird und die einzelnen Teile des Spektrums um so homogener werden, je enger der Spalt ist. Wollaston fand bei dieser Anordnung, daß das Spektrum, welches die Sonnenstrahlen lieferten, nicht völlig kontinuierlich, sondern von mehr oder weniger kräftigen dunklen Linien durchzogen war. Er schenkte jedoch dieser Erscheinung weniger Aufmerksamkeit; erst Fraunhofer untersuchte diese Linien genauer und fand, daß sie im Sonnenspektrum, sowie auch in den Spektren einiger der helleren gelblichen Sterne stets dieselbe Lage innehatten, in den Spektren einiger anderer Sterne dagegen sich abweichend verhielten. Er verfolgte diese Eigentümlichkeit der Sternspektren nicht weiter, benutzte indessen die Linien des Sonnenspektrums, von denen er die auffälligsten mit Buchstaben bezeichnete, bei seinen optischen Untersuchungen über die Brechungsverhältnisse verschiedener Glassorten, und zwar lediglich als Marken im Spektrum; sie wurden später nach ihm *Fraunhofersche Linien* genannt. Man erkannte auch, daß das Licht einer Kerzenflamme ein kontinuierliches Spektrum ohne Fraunhofersche Linien gibt, daß eine Natriumflamme ein Spektrum liefert, welches nur aus einer hellen Doppellinie im Gelb besteht, und daß sich diese Doppellinie genau an dem Orte zeigt, wo im Sonnenspektrum die dunkle Fraunhofersche Doppellinie *D* steht; aber man wußte diesen Tatsachen nicht recht auf den Grund zu kommen, obwohl man ihre Bedeutung ahnte. So scheint in der Tat J. Herschel schon zu Anfang des vorigen Jahr-

Wollaston
(Spalt)

Fraunhofer
(Linien)

hunderts eine klarere Vorstellung von den Ursachen dieser Erscheinungen und von der Möglichkeit einer Spektralanalyse gehabt zu haben. Ångström kam im Jahre 1853 von der praktischen Seite her der Erkenntnis des wahren Sachverhalts sehr nahe, aber erst im Jahre 1858 gelang es Kirchhoff, das Rätsel zu lösen durch fundamentale theoretische Betrachtungen, begleitet von eingehenden praktischen Untersuchungen, die er im Vereine mit Bunsen anstellte.

Wenn ein fester oder flüssiger Körper glüht, so sendet er Licht von allen Strahlengattungen aus, besonders, wenn er bis zur Weißglut erhitzt worden ist. Wird dieses Licht im *Spektroskop* (so werden diejenigen Instrumente genannt, welche zur Beobachtung der Spektren dienen, und die wir am Schlusse dieses Abschnittes kennen lernen werden,) zerlegt, so entsteht ein *kontinuierliches Spektrum* ohne jede Unterbrechung. Bei einer Leuchtflamme (Kerze, Leuchtgas, Petroleum) sind es die glühenden Kohlenstoffteilchen, welche der Flamme ihre Leuchtkraft verleihen; daher erhält man auch bei der Zerlegung des Flammenlichtes stets ein kontinuierliches Spektrum. Welche chemische Zusammensetzung der glühende Körper hat, ob Metall, ob Stein, ist hierbei ganz gleichgültig; es tritt keine Verschiedenheit des Spektrums ein. Die Spektralanalyse ist daher nicht in stande, bei glühenden festen oder flüssigen Körpern die chemischen Bestandteile anzugeben. Auch bei den meisten festen Körpern, die nicht selbst leuchten, sondern wie der Mond nur in erborgtem Licht erglänzen, wird das Spektroskop nicht in stande sein, etwas über ihre innere physikalische und chemische Beschaffenheit auszusagen. Die von diesen Körpern ausgehenden Lichtstrahlen sind nur von ihrer ursprünglichen Richtung abgelenkt, nicht ihrem Wesen nach verändert worden, und ihr Licht zeigt nur die Eigenschaften der ursprünglichen Lichtquelle an, in unserem Planetensystem die der Sonne. Eine Ausnahme machen aber schon solche Körper, die mit Atmosphären umgeben sind, z. B. die größeren Planeten. Das von den Planeten zu uns gelangende Sonnenlicht ist zum Teil zweimal durch die Atmosphären derselben gegangen — zum zweiten Male nach der Reflexion an der Oberfläche der Körper —, und es können hierdurch geringe Modifikationen im Spektrum auftreten, aus welchen wenigstens Schlüsse auf die Zusammensetzung der Atmosphären gezogen werden können.

Im Gegensatz zu den glühenden festen oder flüssigen Körpern senden glühende Gase im allgemeinen nicht alle Strahlengattungen aus, sondern nur eine beschränkte Zahl. Jede ausgesandte Strahlengattung aber erscheint im Spektrum als eine helle Linie, und deshalb besteht das Spektrum eines Gases aus einer oder mehreren hellen Linien, es ist ein *diskontinuierliches Spektrum*. Für jeden Stoff ist die Anzahl und die An-

Arten.

1. Kerze.

Spektroskop.

(siehe voriges

Kapitel)

Spektroskop

reflektiert

Licht

Glas - Ar -

Spektroskop

2. Kerze

Spektroskop

(siehe voriges

ordnung dieser Linien eine andere, so daß es hierdurch möglich ist, die verschiedenen Stoffe voneinander zu unterscheiden. So erzeugt z. B. Natriumdampf eine sehr helle Doppellinie im Gelb, Thalliumdampf eine sehr charakteristische Linie im Grün; andere Metalle, wie Calcium, Strontium, Barium, geben schon eine Reihe von Linien durch das ganze Spektrum hindurch, wenn ihre Dämpfe glühen, und Eisendampf z. B. erzeugt weit über tausend helle Linien, welche über das ganze sichtbare Spektrum zerstreut sind. Andere Gase geben Spektren, in denen die Linien eine gewisse rhythmische Anordnung zeigen, indem Liniengruppen von ähnlicher Zusammenstellung mehrfach wiederkehren. So gibt z. B. glühender Kohlenwasserstoff ein sogenanntes Bandenspektrum, welches aus vier bis fünf Gruppen von Linien besteht, deren Anordnung dadurch auffällig ist, daß sie von der roten Seite des Spektrums her plötzlich mit einer sehr starken Linie beginnen, auf welche alsdann eine Anzahl von Linien von abnehmender Stärke und in zunehmendem Abstände folgt.

Wie schon eingangs erwähnt, spielt die Entfernung der Lichtquelle keine Rolle, und es ist ganz gleichgültig, ob der glühende Dampf sich unmittelbar vor dem Spalte des Spektroskops oder in jenen unermesslichen Weiten der Sterne befindet.

In vielen Fällen genügt der bloße Anblick eines Spektrums, um zu entscheiden, welchem Gase oder Metaldampfe dasselbe angehört; im allgemeinen ist es jedoch erforderlich, zur Identifizierung Messungen anzustellen, und es ist deshalb als eine Hauptaufgabe der praktischen Spektroskopie zu betrachten, möglichst genaue Tafeln der Spektrallinien der verschiedenen Stoffe herzustellen. Unentbehrlich sind derartige Messungen stets, sobald Gemische von verschiedenen Stoffen vorliegen, in denen die einzelnen Stoffe ermittelt werden sollen, und das ist ja der gewöhnliche Fall in der Natur. Es erübrigt noch anzuführen, daß die zur Bildung der hellen Spektrallinien erforderlichen Quantitäten von Substanz außerordentlich geringfügig sind, und daß in vielen chemischen Verbindungen das Vorhandensein mancher Metalle noch durch das Spektroskop nachzuweisen war, wo alle andern Methoden der analytischen Chemie nicht die geringste Spur zu zeigen vermochten. Man hat daher auch eine ganze Reihe neuer Elemente auf spektralanalytischem Wege gefunden z. B. Caesium, Rubidium, Indium, Thallium, Gallium, in neuerer Zeit Helium und eine Anzahl von Bestandteilen unserer atmosphärischen Luft. Umgekehrt hat man zuerst in den Spektren von Sternen Spektrallinien erkannt und ihre Lage im Spektrum durch Messung festgelegt, die nicht mit den Spektren irdischer Stoffe zu identifizieren waren, und deren Natur erst später, nachdem die Entdeckung dieser Stoffe gelang, erkannt wurde (Helium bei der Untersuchung des seltenen Minerals Cleveit).

Während nun, wie wir gesehen haben, ein glühendes Gas unter gewöhnlichen Umständen helle Linien im Spektrum erzeugt, tritt eine sehr eigentümliche Erscheinung ein, wenn Licht von einem glühenden festen oder flüssigen Körper durch das glühende Gas hindurchgeht. Sobald nämlich der glühende Körper heißer ist als das Gas, werden aus dem weißen Lichte des ersteren durch das Gas alle diejenigen Strahlen absorbiert, welche das Gas sonst selbst aussendet. Dies kann sich im Spektrum offenbar nicht anders äußern als dadurch, daß nunmehr die früheren hellen Linien in dunkle verwandelt werden; es findet eine sogenannte Linien-Umkehr statt, und aus dem *Emissionsspektrum* des Gases ist ein *Absorptionsspektrum* geworden; die Erscheinung selbst nennt man auswählende, *selektive Absorption*. Man erblickt also jetzt auf hellem Untergrunde eine Anzahl dunkler Linien, die nach ihrer Stellung und nach ihrer Stärke genau den früheren hellen entsprechen, so daß es gleichgültig ist, ob man in einem Emissions- oder einem Absorptionsspektrum die Messungen ausführt. Die Sonne und die meisten Fixsterne haben nun derartige Absorptionsspektren aufzuweisen, und es folgt aus dieser Tatsache allein schon, daß diese Himmelskörper eine Oberflächenschicht besitzen, welche aus glühenden festen oder flüssigen Stoffen gebildet ist, und daß ferner oberhalb dieser Schicht sich eine Atmosphäre glühender Gase befinden muß, welche absorbierend auf das von der Oberfläche ausgesandte weiße Licht wirkt, und im Spektrum die Fraunhoferschen Linien hervorbringt. Die Ausmessung der Absorptionslinien und ihre Identifizierung mit Spektrallinien irdischer Lichtquellen gibt dann in zweiter Linie Aufschluß über die Natur der Stoffe, welche in der Atmosphäre der Sterne enthalten sind.

Die vollkommene Gleichheit zwischen Emissions- und Absorptionsspektrum ist die unmittelbare Folge des von Kirchhoff entdeckten und bewiesenen Satzes: »Für jede Strahlengattung ist das Verhältnis zwischen Emissions- und Absorptionsvermögen für alle Körper bei derselben Temperatur das gleiche.« Wie schon bemerkt, erstreckt sich die Identität beider Arten von Spektren nicht bloß auf die Lage der Linien, sondern auch auf ihr Aussehen, auf ihre Intensität und ihre Breite, und dieser Umstand erlaubt noch andere Schlüsse auf die Konstitution der Himmelskörper aus der Vergleichung der Spektren derselben mit denen irdischer Lichtquellen zu ziehen. Im allgemeinen gibt jedes Gas im Spektrum eine Anzahl heller, scharf begrenzter Linien; vermehrt man aber den Druck des Gases oder die Dicke der leuchtenden Schicht, so tritt eine sehr charakteristische Änderung im Aussehen der Linien ein. Dieselben werden nicht bloß heller, sondern gleichzeitig auch breiter und verwaschener, und man kann dies z. B. bei Wasserstoff so weit treiben,

3
Absorption
Spektrum

II
Fitz

11
Länge der Linien
breitener

daß sich die Linien über das ganze Spektrum verbreitern, so daß letzteres schließlich kontinuierlich erscheint. Im Absorptionsspektrum erscheinen die dunklen Linien unter entsprechenden Bedingungen ebenfalls breiter und verwaschener. Die Erscheinungen, welche bei Druck- und Temperaturänderungen eintreten, beschränken sich aber durchaus nicht auf einfache Verbreiterungen oder auf Hellerwerden der Linien, sondern es können auch neue Linien auftreten, vorhandene schwächere Linien heller und schließlich die hellsten des ganzen Spektrums werden. Beim Spektrum glühender Metaldämpfe ist die umgebende Atmosphäre von Einfluß; es kann ein Spektrum von wesentlich anderen relativen Intensitätsverhältnissen der Linien entstehen, wenn das Glühen in einer Wasserstoffatmosphäre oder in atmosphärischer Luft erfolgt. Es gibt auch Fälle, in denen ein und dasselbe Gas zwei völlig verschiedene Spektren besitzt, die keine Ähnlichkeit mehr miteinander haben. Ferner hört unter gewissen Verhältnissen die Gültigkeit des Kirchhoffschen Satzes überhaupt auf, z. B. bei phosphoreszierendem Leuchten und beim Leuchten von Gasen bei niedrigen Temperaturen. Noch ein anderer Umstand macht die Spektren der Himmelskörper verwickelter, als anfangs vermutet wurde, nämlich der, daß die beiden eben beschriebenen Arten von Spektren — einerseits das kontinuierliche, von dunklen Linien durchsetzte Spektrum, andererseits das nur aus hellen Linien bestehende — nur zwei extreme Fälle sind und beide Arten sich in sehr verschiedenen Verhältnissen kombinieren. Bedenkt man ferner noch, daß gerade bei den außerordentlichen Massen- und Größenverhältnissen der Himmelskörper Druck- und Temperaturzustände vorkommen können, die sich in unseren Laboratorien künstlich nicht herstellen lassen, so wird man begreifen, daß man zeitweilig auf sehr schwierige und verwickelte Probleme stößt. Zum Glück kommt das nicht allzu oft vor; es scheint vielmehr, daß die Schichten der Sternatmosphären, bis zu denen wir in den meisten Fällen mit Hilfe des Spektroskops eindringen können, nicht zu sehr voneinander und im Vergleich zur Sonne verschieden sind, und die Frage, die man vielleicht nach den obigen Auseinandersetzungen aufwerfen könnte, ob nicht unter solchen Umständen die Sicherheit des Nachweises irdischer Elemente in fernen Weltkörpern nur eine sehr geringe sei, ist ganz entschieden zu verneinen. Es gibt eine große Anzahl von Elementen, deren Vorhandensein sich auch jetzt schon leicht mit einer so großen Wahrscheinlichkeit ermitteln läßt, daß sie fast an Gewißheit grenzt, beispielsweise Wasserstoff, Eisen, Natrium, Magnesium, Calcium, Helium, Silicium. Bei vielen Hunderten von Sternen werden wir Aufschlüsse über die Bestandteile ihrer Atmosphären mit gleicher Sicherheit, wie bei unserer Sonne, erhalten können. Es ist dies nur eine Frage der Zeit, allein da-

Verbreiterungen

*Einfluß der
umgebenden
Atmosphäre*

Folge:

*III
Nütz
a. Hoffmann*

etwa 340 m, ist die Tatsache, daß ein Ton bei einer Bewegung, die eine Verminderung der Entfernung zwischen Beobachter und Tonquelle bedingt, sich erhöht, bei einer Bewegung, die eine Vergrößerung der Entfernung hervorbringt, sich aber erniedrigt, leicht durch eigene Beobachtung zu konstatieren, da die Geschwindigkeit, mit der sich die Entfernung ändert, von so hohem Grade sein kann, daß sie in einem merkbaren Verhältnis zur Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Schalles steht. Bei Fahrten auf der Eisenbahn hat man z. B. Gelegenheit, die plötzliche Tonänderung der Glockentöne eines gerade in Tätigkeit befindlichen Läutewerks beim schnellen Vorbeifahren zu bemerken; noch auffallender ist die Tonänderung, wenn eine Lokomotive an dem Zug, in dem man sich befindet, pfeifend vorbeifährt. Es rührt diese Erscheinung daher, daß bei einer Annäherung an die Tonquelle in der Zeiteinheit mehr Schallwellen das Ohr des Beobachters treffen, bei einer Entfernung von derselben weniger, als wenn die Tonquelle und der Beobachter sich in Ruhe befinden. Nehmen wir beispielsweise an, die Bewegung der Tonquelle erfolge mit 20 m Geschwindigkeit und die Höhe des Tones entspreche 500 Schwingungen in der Sekunde, so werden bei einer Schallgeschwindigkeit von 340 m bei einer Annäherung rund $\frac{1}{17}$ mehr, bei einer Entfernung ebensoviel weniger Schallwellen das Ohr des Beobachters treffen; der vernommene Ton wird das eine Mal gleich sein dem von 531, das andere Mal dem von 472 Schwingungen. Der Satz: Wird durch Bewegung eine Verminderung der Entfernung zwischen Beobachter und Tonquelle hervorgebracht, so wird der Ton erhöht, findet das Gegenteil statt, erniedrigt, ist unter dem Namen *Dopplersches Prinzip* bekannt*). Daß die Folgerungen aus dem Dopplerschen Prinzip für Schallwellen richtig sind, ist durch zahlreiche praktische Beobachtungen nachgewiesen worden; genaue Untersuchungen hierüber hat H. C. Vogel 1875 mit schnell fahrenden Lokomotiven angestellt.

Die Übertragung des Prinzips auf Lichtwellen bietet nun, so einfach sie auch erscheint, große Schwierigkeiten, und ein strenger, mathematischer Beweis für die Zulässigkeit der Anwendung des Prinzips auf Lichtstrahlen ist bisher noch nicht erbracht worden. Der langjährige Streit unter den Physikern und Astronomen über diese Frage ist indessen schon mehrere Jahre, wenigstens nach der praktischen Seite, endgültig beigelegt. Es

*) Bezeichnet man die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Schalls mit G , die Geschwindigkeit des Beobachters oder des tönenden Körpers mit g , die Schwingungszahl des Tones, wenn keine Bewegung stattfindet, mit s_0 , so ist bei bewegter Tonquelle die Zahl der wahrgenommenen Schwingungen $s = s_0 \frac{G}{G \mp g}$, dagegen $s = s_0 \frac{G \mp g}{G}$, wenn der Beobachter sich gegen das ruhende, den Ton erzeugende Instrument bewegt.

stellten sich zwar auch der praktischen Erprobung der Richtigkeit des Prinzips für Lichtwellen große Schwierigkeiten entgegen, die in der enormen Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes von rund 300 000 km, die also nahezu eine Million mal so groß ist als die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Schalles, begründet sind. Die von Vogel im Jahre 1871 nach dem Vorschlage Zöllners zuerst ausgeführte Bestimmung der Rotation der Sonne auf spektrometrischem Wege (s. Kapitel II des 3. Teils) war daher für die Entscheidung der Frage von großer Bedeutung. Später sind so zahlreiche Beweise für die Anwendbarkeit des Prinzips auf Lichtwellen beigebracht worden, daß die erst mehr hypothetische Anschauung als eine Tatsache betrachtet werden muß, an der niemand mehr zweifeln wird (s. unter Stellarastronomie).

In welcher Weise sich der Einfluß einer Bewegung auf das Licht, welches unser Auge trifft, bemerkbar macht, läßt sich am besten erläutern, wenn wir die Analogie mit dem Schalle suchen. Gerade wie wir bei den Schallwellen bei Annäherung eine Tonerhöhung wahrnehmen, indem in der Zeiteinheit mehr Wellen unser Ohr treffen, wird bei einer Lichtquelle, die monochromatisches Licht aussendet, eine Farbenänderung stattfinden, und zwar nach der Seite der schnelleren Schwingungen, nach Blau oder Violett hin. Es wird umgekehrt bei der Entfernung eine Farbenänderung nach Rot zu erfolgen. Während aber beim Schalle die Geschwindigkeit der Lokomotive schon vollkommen ausreicht, um starke Tonänderungen hervorzubringen, existiert im sichtbaren Weltall keine genügend große Geschwindigkeit, um bei der so außerordentlich großen Lichtgeschwindigkeit eine merkliche Farbenänderung einer homogenen Lichtquelle hervorzurufen. Hier tritt nun das Spektroskop hilfreich ein, um eine Veränderung im Spektrum selbst bei relativ kleinen Geschwindigkeiten nachweisbar zu machen. Die Fraunhoferschen Linien zeigen das Fehlen einer Lichtgattung von ganz bestimmter Schwingungszahl (ähnlich, wie sie ein reiner Ton besitzt) oder von einer ganz bestimmten Wellenlänge an*). Gerade so, wie man bei den akustischen Versuchen ein musikalisches Instrument zu Hilfe nimmt, um die Änderung der Tonhöhe infolge von Bewegung zu ermitteln, läßt man gleichzeitig mit dem Spektrum der zu untersuchenden Lichtquelle ein Spektrum irgend eines Elements, welches in der Lichtquelle auftritt, als Vergleichspektrum im Spektroskop erscheinen. Es werden dann, wenn keine Bewegung stattfindet, die entsprechenden Linien zusammenfallen; findet aber eine Annäherung zwischen Beobachter und Lichtquelle statt, so verschieben sich die Spektrallinien

*) Fortpflanzungsgeschwindigkeit G , Wellenlänge λ und Schwingungszahl σ sind durch die einfache Formel $G = \lambda \sigma$ miteinander verbunden.

gegen die entsprechenden des Vergleichspektrums nach Violett, bei Entfernung nach Rot. Die bloße Betrachtung entscheidet also schon über den Sinn der Bewegung, die Messung über ihre Größe. Es muß indessen noch bemerkt werden, daß selbst bei den selten vorkommenden Geschwindigkeiten von 100 km die Verschiebungen äußerst gering sind und linear im Spektralbilde gemessen nur Bruchteile eines Zehntelmillimeters betragen. Es ist daher nicht zu verwundern, daß es nur sehr allmählich durch Vervollkommnung der Spektroskope und der Meßmethoden namentlich aber unter Anwendung der Photographie gelang, den Beobachtungen einen höheren Grad der Sicherheit zu verleihen. Gegenwärtig sind die Bewegungsbestimmungen in der Gesichtslinie an einer großen Anzahl von Sternen mit solcher Genauigkeit ausgeführt worden, daß die Messungen mit zu den sichersten gehören, die wir in der Astronomie überhaupt besitzen.

Wir wenden uns nun zu einer Beschreibung der wichtigsten Formen derjenigen Instrumente, die zur Erzeugung der Spektren sowie zu ihrer Beobachtung und Ausmessung dienen, der *Spektralapparate* oder *Spektroskope*, wobei wir naturgemäß diejenige Form dieser Instrumente vorwiegend im Auge behalten, welche bei der Beobachtung der Spektren der Himmelskörper in Anwendung kommt.

Bei der Konstruktion eines Spektroskops kommt es im Prinzip stets darauf an, das von einer spalt- oder punktförmigen Quelle kommende Licht durch ein dispergierendes Mittel (Prisma oder Beugungsgitter) in die Elementarfarben zu zerlegen und das entstehende Spektrum in die deutliche Schweite zu bringen, bezw. bei photographischen Spektralaufnahmen das reelle Bild des Spektrums auf der empfindlichen Platte aufzufangen. Das denkbar einfachste Verfahren besteht demnach darin, mit dem bloßen Auge durch ein Prisma hindurch nach einem Lichtspalte zu sehen; beträchtlich vollkommener wird diese Einrichtung schon dadurch, daß man nicht mit dem bloßen Auge, sondern mit Hilfe eines Fernrohrs das durch das Prisma dispergierte Spaltbild betrachtet. Nach optischen Gesetzen erhält man nun die günstigsten Bedingungen für die Beobachtung eines Spektrums, wenn die Lichtstrahlen, welche durch das Prisma gehen, parallel sind, und wenn das Prisma sich in dem sogenannten *Minimum der Ablenkung* befindet. Ersteres erreicht man annähernd dadurch, dass man den Spalt in weite Entfernung setzt, eine Anordnung, deren sich Fraunhofer bedient hat, oder in voller Strenge dadurch, daß man den Spalt in den Brennpunkt einer Linse stellt, aus welcher dann die vom Spalte kommenden Strahlen parallel austreten. Die Einstellung auf das Minimum der Ablenkung ist dann gegeben, wenn bei Anwendung einfachen (monochromatischen) Lichtes der Einfallswinkel der ein Prisma

IV.
Apparate.
im allgem.

1. einfach. Finnis.

2. mit Hilfe d.
Fernrohr.

treffenden Strahlen gleich demjenigen Winkel ist, unter dem die Strahlen aus dem Prisma austreten.

Wir wollen nun an der Hand schematischer Darstellungen (Fig. 95 S. 237) die verschiedenen Arten der Spektroskope, die bei astronomischen Beobachtungen zur Anwendung kommen, erläutern.

Fig. 95a stellt die Anordnung dar, bei welcher vor dem Objektiv eines Fernrohrs ein Prisma (*Objektivprisma*) angebracht ist. Der unendlich weit entfernte Stern *S* ist als Punkt eines Spaltes zu betrachten; die von demselben ausgehenden Lichtstrahlen fallen wegen der großen Entfernung parallel auf das Prisma *P*. Das durch das Prisma in die verschiedenen Farben zerlegte Licht bildet in der Brennebene des Fernrohrs ein fadenförmiges Spektrum; beispielsweise wird in *R* das Bild des Sternes in einer bestimmten roten Strahlenart abgebildet, in *V* in einer violetten. Dazwischen sind alle andern Farben verteilt, vorausgesetzt, daß der Stern Licht von sämtlichen Wellenlängen aussendet. Mittels des Okulars *o* erblickt man demnach im Fernrohre an Stelle des punktförmigen Sternes eine feine Linie in den Regenbogenfarben. Da in diesem linienartigen Spektrum Einzelheiten, wie die meist sehr zarten Fraunhoferschen Linien, nicht mehr gut erkannt werden können, muß man dasselbe verbreitern, indem man es durch eine Zylinderlinse betrachtet, welche die Eigenschaft besitzt, einen leuchtenden Punkt in eine feine Lichtlinie umzugestalten. Eine derartige Zylinderlinse muß übrigens bei allen Spektroskopen verwendet werden, die zur direkten Betrachtung der Spektre punktförmiger Objekte, also besonders der Fixsterne, dienen; sie kann aber je nach der Konstruktion des Spektroskops an verschiedenen Stellen in den Gang der Lichtstrahlen eingeschaltet werden. Beim Objektivprisma wird sie am besten mit dem Okular verbunden, und ihre Brennweite wird in jedem einzelnen Fall so ausgewählt, daß die Breite des Spektralbandes nicht größer wird, als es für die Erkennung feiner Details erforderlich ist, da mit der Verbreiterung des Spektrums die Lichtstärke der meist ohnehin schwachen Sternspektre abnimmt.

Setzt man in die Brennebene eine lichtempfindliche Platte, so lassen sich die Sternspektre photographieren, und es leuchtet ein, daß man auf der Platte nicht nur das Spektrum eines Sternes, sondern vielmehr die Spektre aller Sterne erhält, die sich im Gesichtsfelde des Fernrohres befinden. Das Objektivprisma ist demnach ein vorzügliches Hilfsmittel zu spektrographischen Durchmusterungen des Himmels. Man kann aber zur Verbreiterung der zu photographierenden Spektre keine Zylinderlinse in Anwendung bringen; jedoch läßt sich eine gleichzeitige Verbreiterung aller auf einer Platte sich abbildenden Spektre einfach dadurch erreichen, daß man das Uhrwerk, durch welches das Fernrohr der täglichen

a

Abstrichung
des Spektrums

1. 236.

Photographie

Bewegung der Sterne folgt, etwas vor- oder nachgehen läßt. Um aber die erwünschte Verbreiterung senkrecht zur Längsausdehnung des Spektrums zu erhalten, muß man die brechende Kante des Prismas parallel zur täglichen Bewegung gestellt haben. Es reihen sich dann während der Exposition die linienartigen Bilder von jedem einzelnen Spektrum zu einem Bande aneinander, dessen Breite von der Dauer der Exposition und der Größe der Akzeleration oder Retardation des Uhrwerks abhängt.

Um die volle Lichtstärke eines Refraktors auszunützen, muß man dem Objektivprisma die Größe des Objektivs geben; für größere Fernrohre erreicht das Prisma demnach beträchtliche Dimensionen und ein erhebliches Gewicht. Obwohl nun die Herstellung großer Prismen sehr schwierig und kostspielig ist, werden doch Objektivprismen in Verbindung mit mittelgroßen Instrumenten vielfach benutzt, namentlich in Amerika, z. B. auf dem Observatorium der Harvard-Universität. Der brechende Winkel der Prismen schwankt zwischen $7^{\circ}5$ und 45° . Will man stärkere Dispersion haben, so müssen zwei, ja sogar drei Prismen vor das Objektiv gesetzt werden.

Der Vorteil der Anwendung von Objektivprismen liegt hauptsächlich in der großen Lichtstärke der Spektre. Die Nachteile bestehen in der geringeren Schärfe der Spektre infolge der durch die Luftunruhe hervorgerufenen Schwankungen des Brennpunktbildes, die mit der Länge des Fernrohres zunehmen, und in der beschränkten Anwendbarkeit. Wie ohne weiteres einleuchtet, können Objektivprismen von Objekten, die eine merkliche Ausdehnung in der Brennebene des Fernrohres besitzen, z. B. von Sonne, Mond und größeren Planeten, keine reinen Spektre geben; auch lassen sich nicht gleichzeitig mit den Sternspektren die Spektre irdischer Stoffe aufnehmen, und man kann daher keine Vergleichspektre erhalten, die für alle feineren Untersuchungen und Messungen unentbehrlich sind.

Die weitaus größte Anwendbarkeit hat das zusammengesetzte Spektroskop, welches gleichzeitig die größte Genauigkeit spektralanalytischer Messungen bei der Untersuchung sowohl irdischer Lichtquellen, als auch zölestischer Objekte gewährt. Aus Fig. 95b ist die Anordnung derartiger Spektroskope zu erkennen. In dem Brennpunkte einer achromatischen Linse befindet sich ein Spalt, *S*, dessen Weite mit Hilfe einer feinen Schraube nach Belieben geändert werden kann. Das Rohr *C* mit Objektiv und Spalt führt den Namen Kollimator. Die von einer vor dem Spalte befindlichen Lichtquelle ausgehenden Strahlen werden nach dem Durchgange durch den Spalt von dem Kollimatorobjektiv aufgefangen und treten parallel aus demselben aus, fallen auf das ¹Prisma *P*, werden zerlegt und können nun durch das Fernrohr *B*, welches Beobachtungsrohr

genannt wird, nach ihrer Vereinigung im Brennpunkte beobachtet werden. Hier entsteht ein Spektrum, dessen Breite gleich der vollen Höhe des Spaltes ist, wenn die Lichtquelle den Spalt ganz beleuchtet, welches aber fadenförmig erscheint, wenn die Spitze eines konvergenten Strahlenbündels den Spalt trifft. In diesem Falle ist wieder eine Verbreiterung des Spektrums durch eine Zylinderlinse erforderlich, die entweder vor dem Okular o des Beobachtungsfernrohrs angebracht wird oder in einiger Entfernung vor dem Spalte S , so daß die Spitze des konvergenten Strahlen-

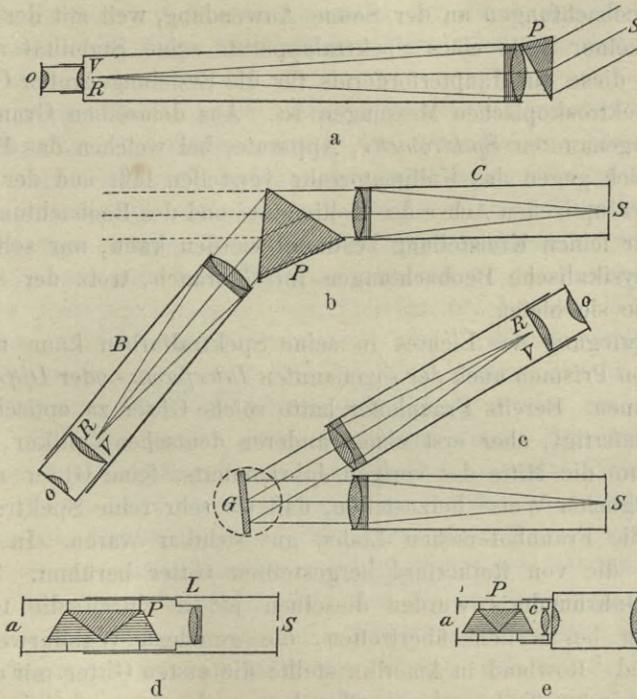


Fig. 95 a—e.

kegels durch sie zu einer feinen Linie ausgezogen wird. Ist das Okular mit einem Mikrometerapparat verbunden, so lassen sich direkte Messungen an den Spektrallinien ausführen. Bringt man dagegen an Stelle des Okulars eine Kassette mit photographischer Platte an, so bildet sich das Spektrum auf der photographischen Platte ab und kann nach der Entwicklung derselben unter einem Mikroskop ausgemessen werden. Der Apparat wird dann *Spektrograph* genannt.

Um die Zerstreuung weiter zu treiben und mit der größeren Ausdehnung des Spektrums größere Genauigkeit der Messungen zu erzielen,

kann man anstatt des einen Prismas mehrere Prismen (meist mit einem brechenden Winkel von 60°) anwenden, die für eine bestimmte Fraunhofersche Linie auf das Minimum der Ablenkung gestellt werden. Bei einer derartigen Anordnung des Apparats kann man es erreichen, daß die Prismen durch eine mechanische Vorrichtung automatisch mit der Bewegung des Beobachtungsrohres gedreht und auf das Minimum der Ablenkung desjenigen Lichtstrahls gestellt werden, der sich in der Mitte des Gesichtsfeldes des Beobachtungsrohres befindet. Solche Apparate sind jedoch mehr für Laboratoriumszwecke geeignet und finden höchstens noch bei Beobachtungen an der Sonne Anwendung, weil mit der Bewegbarkeit einzelner Teile eines Spektralapparats seine Stabilität abnimmt und gerade diese ein Hauptfordernis für die Erzielung großer Genauigkeit bei spektroskopischen Messungen ist. Aus demselben Grunde sind auch die sogenannten *Spektrometer*, Apparate, bei welchen das Beobachtungsrohr sich gegen das Kollimatorrohr verstellen läßt und der Winkel zwischen der optischen Achse des Kollimators und des Beobachtungsrohres mittels einer feinen Kreisteilung bestimmt werden kann, nur selten noch für astrophysikalische Beobachtungen im Gebrauch, trotz der sonstigen Vorteile, die sie bieten.

Zur Zerlegung des Lichtes in seine Spektralfarben kann man sich an Stelle von Prismen auch der sogenannten *Interferenz-* oder *Diffractions-*gitter bedienen. Bereits Fraunhofer hatte solche Gitter zu optischen Versuchen angefertigt, aber erst einem anderen deutschen Optiker, Nobert, gelang es um die Mitte des vorigen Jahrhunderts, feine Gitter auf Glas in so vorzüglicher Weise herzustellen, daß sie sehr reine Spektren gaben, in denen die Fraunhoferschen Linien gut sichtbar waren. In gleicher Weise sind die von Rutherford hergestellten Gitter berühmt. Zu Ausgang des Jahrhunderts wurden dieselben jedoch durch die Rowland'schen Gitter bei weitem übertroffen, die geradezu Wunderwerke der Technik sind. Rowland in Amerika stellte die ersten Gitter mit einer von ihm konstruierten Teilmaschine selbst her, und zwar auf Spiegelmetall. Gegenwärtig sind die nach ihm benannten Gitter, die Brashear in Amerika liefert, in den verschiedensten Formen und in verschiedener Feinheit der Teilung in Anwendung. Ein Gitter mittlerer Größe hat beispielsweise folgende Dimensionen: Länge der Linien 5 cm, Länge des geteilten Stücks 8 cm, Anzahl der Linien 45400. Da aber die Gitter (dieselben geben gleichzeitig eine ganze Reihe von Spektren von verschiedener Dispersion) sehr viel lichtschwächere Spektren liefern als die Prismen, so finden sie in der Astrophysik im wesentlichen nur bei Beobachtungen der Sonne Anwendung. Die Anordnung der Gitterspektrope, Gitterspektrometer und Gitterspektrographen ist aus der schematischen Darstellung

Fig. 95c ersichtlich. S ist der Spalt, G das Gitter, o das Okular des Beobachtungsrohres.

In neuerer Zeit wendet man auch Gitter an, welche auf einem Konkavspiegel hergestellt sind. Der Apparat besteht dann nur aus Spalt, Gitter und Okular, oder statt des letzteren der photographischen Kassette.

Besonders angeführt zu werden verdient, daß die Gitterspektroskope den Vorzug besitzen, daß man mit ihnen absolute Wellenlängenbestimmungen von Spektrallinien ausführen kann, während die Bestimmung der Wellenlängen mit Prismenapparaten nur durch Anschluß der Messungen an Linien, deren Wellenlängen bereits bekannt sind, ausgeführt werden können.

Es ist hier nicht möglich, die verschiedenen Formen von Spektralapparaten, die bei der Beobachtung von Sternspektren Anwendung gefunden haben und noch finden, einigermaßen erschöpfend anzuführen. Nur der zusammengesetzten Prismensysteme sei noch Erwähnung getan. Solche Systeme werden hergestellt durch die Verbindung eines Prismas von stark dispergierendem Flintglase mit zwei an den Seitenflächen aufgekitteten Crownglasprismen von kleinem brechenden Winkel. Die brechenden Winkel der Prismen und die Brechungsverhältnisse der Glassorten werden nun so gewählt, daß der mittlere Strahl, der durch die drei Prismen geht, eine geringere Ablenkung erfährt, als im einfachen Prisma, daß aber immer noch ein großer Betrag der ursprünglichen Dispersion des Flintglasprismas übrig bleibt (*Compound Prisms*).

Man kann sogar erreichen, daß der mittlere, das Prismensystem durchlaufende Strahl dasselbe genau unter dem Winkel verläßt, unter welchem er aufgefallen ist (*Geradsichtige Prismen, Prismes à vision directe*). Außer der Bequemlichkeit, daß die Strahlen beim Austritt aus dem Prismensystem keine erheblichen Ablenkungen erfahren haben, bieten die geradsichtigen Systeme noch den Vorteil, daß bei ihnen die Notwendigkeit, paralleles Licht zu verwenden, nicht vorhanden ist.

Eine schematische Darstellung dieser zu vielen Zwecken außerordentlich brauchbaren kleinen Instrumente mit geradsichtigen Prismen ist in Fig. 95d gegeben. S ist der Spalt; die achromatische Linse bei L vertritt gleichzeitig die Stelle der Linse des Kollimators und des Beobachtungsrohres. Sie wird so gestellt, daß bei Wegnahme des Prismensystems P der Beobachter durch die Öffnung a den Spalt scharf sehen würde; bei eingeschobenem Prismensatz wird alsdann die feine Lichtlinie, als welche der Spalt sichtbar ist, in ein Spektrum ausgezogen. Will man mit Hilfe dieses Apparats ein Sternspektrum untersuchen, so wird derselbe an einem Refraktor nach Wegnahme des Fernrohrökulars so angebracht,

daß der Spalt sich im Brennpunkte des Objektivs befindet; bei punktartigen, auf den Spalt projizierten Objekten (Sternen) bedarf man noch einer Zylinderlinse, die bei α angebracht wird.

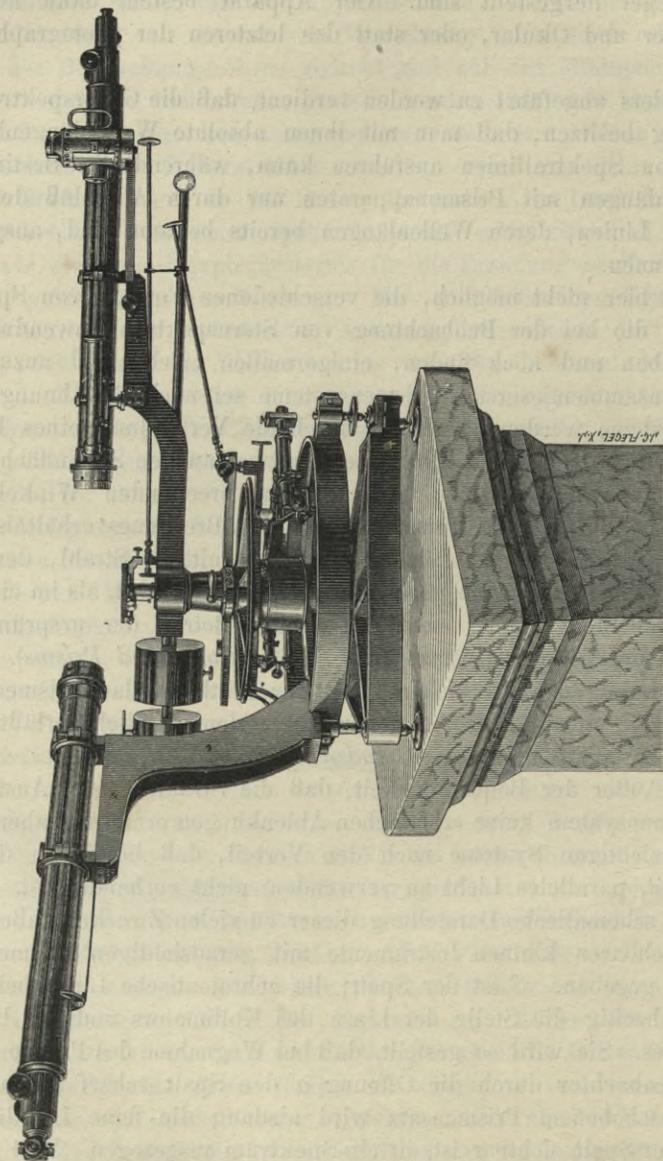


Fig. 96.

Ausschließlich zur Untersuchung von Sternspektren ist das *Okularspektroskop* (Fig. 95e) verwendbar. Es besteht aus einer Hülse, die ein

Prismensystem à vision directe nebst einer Zylinderlinse enthält und auf die Okularhülse eines Refraktors aufgesteckt werden kann. Das kleine Instrument bietet den Vorteil, daß jederzeit von einem im Gesichtsfelde befindlichen Sterne ein Spektrum erhalten werden kann, ohne daß größere Veränderungen an dem Okularteile des Fernrohrs vorgenommen werden müssen.

Nach diesen allgemeinen Besprechungen verschiedener Apparate an schematischen Figuren wird das Verständnis der Abbildungen wirklicher, zu verschiedenen Zwecken dienender Apparate, zu denen wir uns jetzt wenden, nicht schwer fallen.

Figur 96 zeigt die Einrichtung eines im Laboratorium des Potsdamer Observatoriums benutzten großen Spektrometers von sehr vollkommener Ausführung. Links in der Abbildung befindet sich das Kollimatorrohr, rechts das Beobachtungsfernrohr, jedes von 1 m Länge. In

*Apparat im
Potsdamer
Observatorium.*

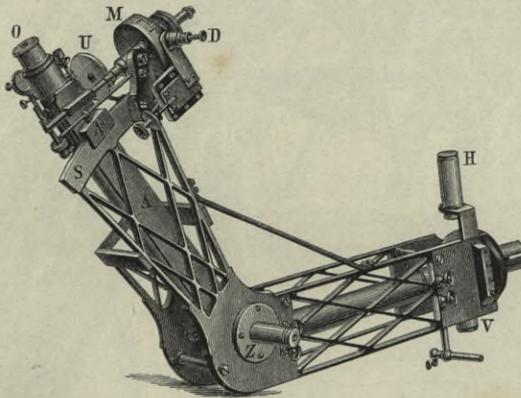


Fig. 97.

der Mitte erblickt man einen runden Tisch, auf welchem ein Prisma oder ein Gitter aufgestellt werden kann. Der Teilkreis, der mit Hilfe von zwei Mikroskopen von unten abgelesen wird, hat einen Durchmesser von 50 cm.

Ein zusammengesetzter Spektralapparat, der auf dem Potsdamer Observatorium früher im Gebrauch war, ist in der Fig. 97 dargestellt. *M* und *U* sind Vorrichtungen, um dem Beobachtungsfernrohre *A* eine feine meßbare Bewegung in der Richtung der Ausdehnung des Spektrums zu geben, *D* dient zur Markierung der Einstellungen auf der Trömmel *M* der Mikrometerschraube; eine größere Bewegung wird an der Kreisteilung *S* mit dem Nonius *N* abgelesen. *H* ist eine Lupe, mit welcher

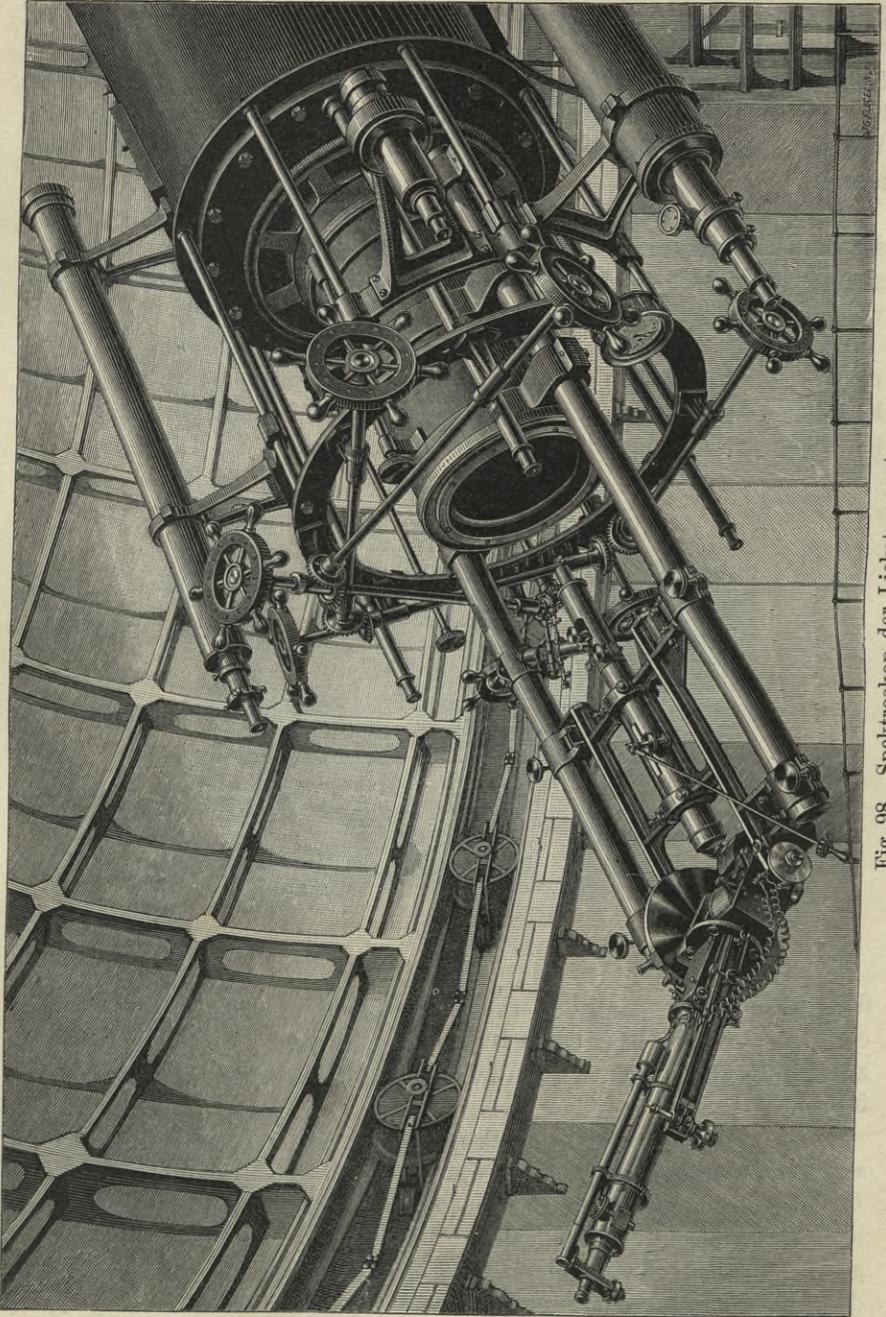


Fig. 98. Spektroskop der Licksternwarte.

man zur leichteren Einstellung des Sternes auf den Spalt ein Spiegelbild des Sternes beobachten kann. Bei V ist eine Vorrichtung, um mittels eines kleinen, vor dem Spalt angebrachten Prismas das Spektrum einer irdischen Lichtquelle (Geißlersche Röhre, elektrischer Funke) gleichzeitig mit dem Spektrum des zölestischen Objekts sehen zu können, mit anderen Worten, ein *Vergleichspektrum* zu erzeugen. O ist das Okular des Beobachtungsrohres. Das durchbrochene Gestell deutet darauf hin, daß bei der Konstruktion des Apparats darauf Bedacht genommen worden ist, daß derselbe bei möglichst großer Stabilität nicht zu schwer werde. Der Apparat ist von Hilger in London nach den Angaben von Vogel ausgeführt worden.

Fig. 98 ist nach einer Photographie des von Brashear gebauten Sternspektroskops der Licksternwarte ausgeführt worden; sie zeigt den Apparat in Verbindung mit dem großen Refraktor dieses Observatoriums.

Zu den eben besprochenen Spektralapparaten, die meist zu Beobachtungen von Sternspektren dienen, sei bei dieser Gelegenheit bemerkt, daß die Spaltöffnung sehr gering sein muß, wenn reine Spektren erhalten werden sollen; sie richtet sich etwas nach dem Verhältnis der Dimensionen von Kollimator und Beobachtungsrohr, beträgt aber bei den meisten spektroskopischen Beobachtungen nicht über 0.1 mm. Bei den neuen größeren Spektrographen dagegen, mit denen die feinsten Bewegungsmessungen vorgenommen werden, schwankt sie zwischen 0.01 und 0.02 mm. Es ist daher nicht leicht, das im Brennpunkte des Refraktors entstehende Sternbildchen immer genau auf dem Spalte des Spektroskops zu halten, und es sind dazu ganz besondere Einrichtungen ersonnen worden.

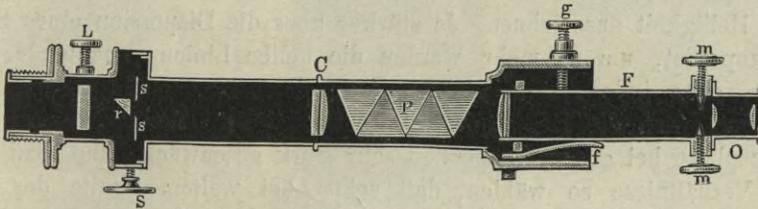


Fig. 99. Sternspektroskop von Merz, nach Secchi (Querschnitt).

Bei L Zylinderlinse; ss Spalt durch S verstellbar; bei C Kollimatorlinse; P Prismensystem mit gerader Durchsicht; FO Beobachtungsfernrohr, mittels Mikrometerschraube g und Feder f drehbar; r kleines Prisma für Vergleichspektrum; mm zwei Spitzen, die als Marken dienen.

Fig. 99 stellt die ältere Form eines Sternspektroskops (von Merz in München nach Secchis Angaben geliefert) im Durchschnitt dar, eine Form, die noch heutigen Tages mit einigen Modifikationen vielfach zur Beobachtung der Protuberanzen am Sonnenrande, besonders in Verbindung mit mittelgroßen Refraktoren, verwendet wird. Eine neuere Form solcher

Protuberanzspektroskope, wie sie von Toepfer in Potsdam in vorzüglicher Ausstattung hergestellt werden, zeigt Fig. 100. Im allgemeinen unterscheiden sich die Protuberanzspektroskope von Sternspektroskopen mit ähnlicher Konstruktion durch eine beträchtlich stärkere Dispersion, einmal, weil die grosse Helligkeit der Sonne dies erlaubt, dann aber auch, weil es allein mit Hilfe starker Dispersion möglich ist, die Protuberanzen sichtbar zu machen. Die Anwendung des Spektroskops zur Beobachtung von Protuberanzen ist deshalb so interessant, weil

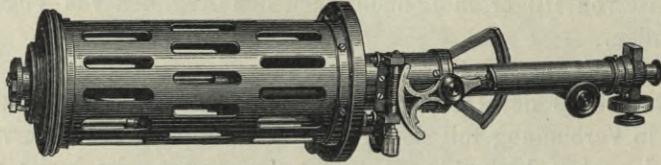


Fig. 100.

dieselben nur in seltenen Fällen ohne dieses Hilfsmittel sichtbar sind. Es beruht das auf folgendem. Die Helligkeit der Protuberanz am Sonnenrande ist immer beträchtlich geringer, als diejenige unserer von der Sonne erleuchteten Atmosphäre. Nur bei totalen Sonnenfinsternissen, wenn die Erdatmosphäre in nächster Umgebung des Sonnenrandes kein direktes Sonnenlicht mehr empfängt, tritt das umgekehrte Verhältnis der Helligkeiten ein, und die Protuberanzen werden sichtbar. Nun besteht das Spektrum einer Protuberanz aus wenigen hellen Linien, von denen besonders eine im Rot, die Wasserstofflinie *C*, sich durch ihre Helligkeit auszeichnet. Je stärker aber die Dispersion eines Spektroskops ist, um so mehr werden die hellen Linien voneinander entfernt, ohne indessen an Helligkeit in demselben Maße abzunehmen. Dagegen wird die Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums der Erdatmosphäre bei großer Dispersion sehr stark geschwächt, und man kann die Verhältnisse so wählen, daß selbst bei weitem Spalte das kontinuierliche Spektrum schwächer ist als die Protuberanzlinien. Damit sind aber die Bedingungen für die Sichtbarkeit der Protuberanzen erfüllt, indem man dieselben nun direkt durch den Spalt hindurch in dem eigentlichen Lichte der betreffenden Linie (meistens wählt man dazu die Linie *C*) mit allen ihren Details beobachten kann. Es ist zu dem Zweck erforderlich, den Spalt des Spektroskops tangential zum Sonnenrande zu stellen und während der Beobachtung in dieser Richtung zu erhalten, was mit Hilfe eines Uhrwerks am Refraktor bei einiger Übung ohne Schwierigkeit gelingt.

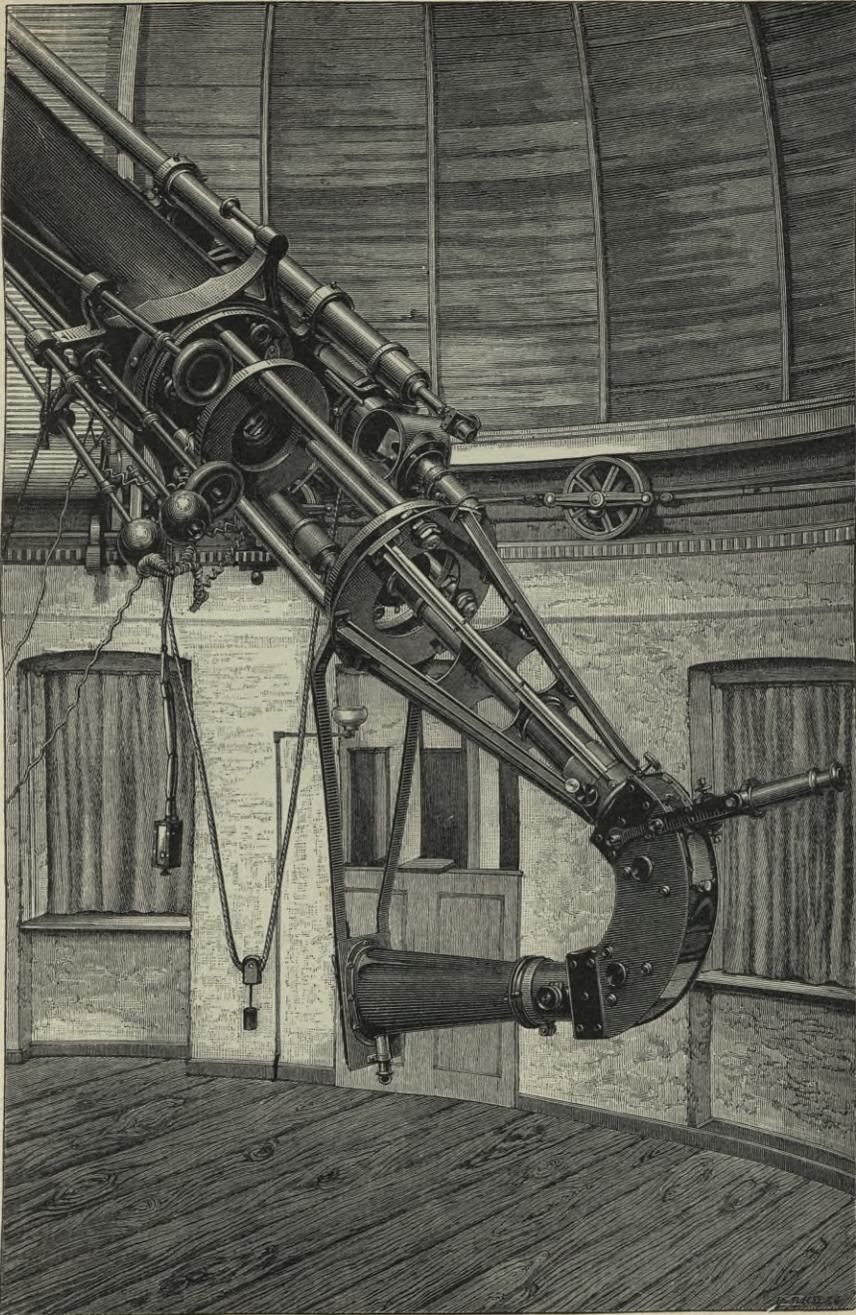


Fig. 101. Spektrograph des Potsdamer Observatoriums (am 30cm-Refraktor).

Fig. 101 zeigt den im Jahre 1888 von H. C. Vogel konstruierten Potsdamer Spektrographen, in Verbindung mit dem damals größten Refraktor des Potsdamer Observatoriums (30 cm Öffnung). Ersterer besitzt zwei Compound-Prismen, die für die dritte Linie des Wasserstoffspektrums (im Dunkelblau) unveränderlich auf das Minimum der Ablenkung gestellt sind. Kollimator- und Kameraobjektiv haben 41 cm Brennweite. Um dem Apparat große Stabilität zu verleihen, hat bei seinem Bau fast ausschließlich Gußstahl Verwendung gefunden. Der Apparat hat gegenwärtig wesentlich nur noch historisches Interesse, da mit ihm die ersten genauen Bestimmungen der Bewegung in der Gesichtslinie bei einer größeren Anzahl von Sternen ausgeführt und ferner einige interessante Entdeckungen auf dem Gebiete sogenannter spektroskopischer Doppelsterne gemacht worden sind; zudem ist seine Form typisch für alle derartigen Apparate geworden.

Ein Spektrograph neuester Konstruktion ist in Fig. 102 dargestellt in Verbindung mit dem im Jahre 1899 vollendeten großen Doppelrefraktor des Potsdamer Observatoriums (Fig. 63 S. 137). Dieser Apparat besitzt drei einfache Prismen mit brechendem Winkel von etwas über 60° ; die Brechungsverhältnisse sind so gewählt, daß die Ablenkung des aus dem Kollimator austretenden Strahlenzylinders durch die Prismen volle 180° beträgt. Zur Beurteilung der Dimensionen dieses Spektrographen sei angegeben, daß die Kamera, die an ihrer konischen Form kenntlich ist, eine Länge von 70 cm besitzt. Beim Gebrauch ist der Apparat mit einem Holzkasten umgeben, der im Innern eine Heizvorrichtung enthält, die aus saitenartig über Glasröhren gespannten dünnen Neusilberdrähten besteht; beim Durchgange eines elektrischen Stromes werden die Drähte erwärmt. Mit dieser Heizvorrichtung ist man imstande, die Temperatur im Kasten während der Exposition, die oft stundenlang dauert, innerhalb eines Zehntelgrades konstant zu erhalten. Die außerordentlich feinen Beobachtungen erfordern diese Vorsichtsmaßregel, da sich bei Temperaturschwankungen die Ablenkung der Strahlen, sowie auch die Dispersion der Prismen verändert, wodurch Fehler entstehen.

3. Die Photometrie.

Nächst der Spektralanalyse bildet die Photometrie die wichtigste Disziplin der Astrophysik; sie lehrt den Astronomen, die Helligkeiten der Gestirne zu ermitteln, und setzt ihn damit in den Stand, aus den so gewonnenen Daten ebenfalls Schlüsse auf ihre Konstitution zu ziehen.

Die Photometrie ist der älteste Zweig der Astrophysik, denn die Versuche, die Helligkeiten der Sterne zu bestimmen, reichen bis in das Altertum zurück. Schon Ptolemäus hat uns in seinem Almagest (s. S. 28) einen Sternkatalog hinterlassen, in dem die Sterne nach ihrer Helligkeit

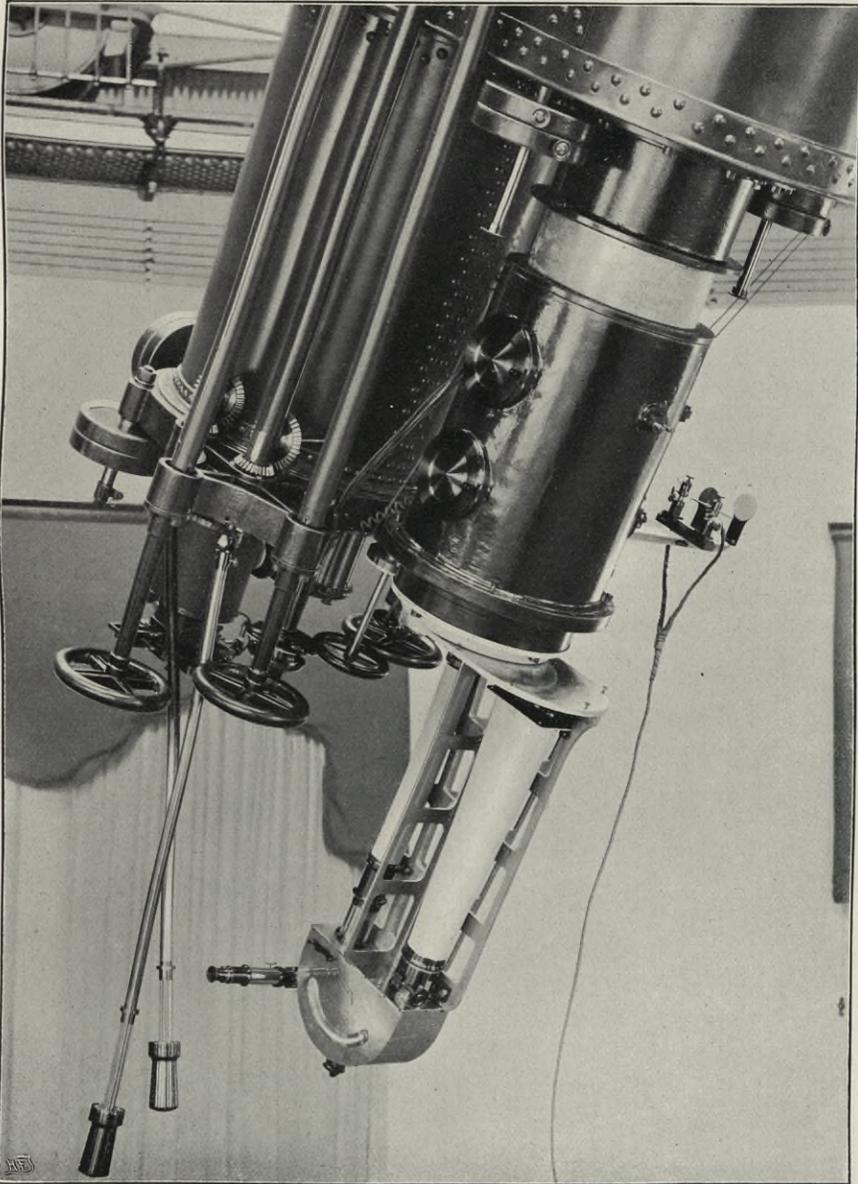


Fig. 102. Stern-Spektrograph am großen Refraktor des Observatoriums in Potsdam.

in sogenannte Größenklassen eingeteilt sind. Auf dem Standpunkte dieser einfachen Klassifizierung ist man dann freilich länger als anderthalb Jahrtausende hindurch stehen geblieben, und erst die Entdeckung von Veränderungen in der Leuchtkraft einzelner Sterne hat das Verlangen nach genaueren Bestimmungen der Sternhelligkeiten wach gerufen, um die beobachteten Schwankungen besser verfolgen und neue entdecken zu können. Zunächst aber fehlte es noch an den wissenschaftlichen Grundlagen, auf denen sich eine Photometrie der Gestirne aufbauen konnte, und erst die Arbeiten der großen Physiker des 17. und 18. Jahrhunderts, besonders die klassischen Werke von Bouguer und Lambert, lieferten diese unentbehrlichen Fundamente.

Das Hauptprinzip, auf welchem alle photometrischen Beobachtungen beruhen, ist durch die physiologische Eigentümlichkeit unseres Auges gegeben, Vergleichen zwischen zwei verschiedenen Helligkeiten nur dann einigermaßen genau ausführen zu können, wenn die Unterschiede gering sind. Jedes Auge sieht sofort, daß die Sonne außerordentlich viel heller ist, als der Mond; es ist aber nicht imstande, zu schätzen, wievielmals so hell, ob tausend- oder millionenmal. Dagegen kann ein geübter Beobachter mit ziemlicher Sicherheit angeben, ob zwei Sterne gleich hell sind; die Erfahrung hat gelehrt, daß man bei solchen Gleichheitsschätzungen bis zu einer Genauigkeit von ein bis zwei Prozent der Gesamthelligkeit gelangen kann. Die Aufgabe eines *Photometers* (so nennt man die zu Helligkeitsmessungen dienenden Apparate) wird daher darin bestehen, dem Auge auch die genaue Bestimmung von großen Helligkeitsunterschieden zu ermöglichen, indem es in meßbarer Weise das Licht des helleren von zwei miteinander zu vergleichenden Objekten soweit verringert, daß es dem schwächeren gleich wird.

Auch ohne besondere Apparate sind mit dem bloßen Auge oder mit Hilfe eines Fernrohres recht gute Beobachtungen ausführbar unter Benutzung der besonders von Argelander eingeführten und auch heute noch mit Erfolg angewandten Methode der Stufenschätzungen. Dieselbe ist allerdings nur anwendbar, wenn es sich um die Vergleichung zweier Sterne handelt, deren Helligkeiten nicht sehr verschieden sind. Bedarf es beim Betrachten der Sterne einiger Überlegung, um zu erkennen, ob der eine Stern etwas heller ist als der andere, so nennt man die Differenz eine Lichtstufe; ein gut wahrnehmbarer Unterschied bedeutet zwei Stufen ein sofort auffallender drei Stufen. Wenn ein geübter Beobachter sich auf diese drei Differenzen beschränkt, so ist der Begriff einer Stufe ein recht sicherer und konstanter, deren Wert zwar bei verschiedenen Beobachtern verschieden ausfällt, im allgemeinen aber annähernd eine zehntel Größenklasse beträgt. So einfach diese Methode ist, hat sie doch in der

*Ptolomäus.
Almagest.*

Grundlage.

*H. H. H. H.
H. H. H. H.
H. H. H. H.*

*gr. H. H. H.
H. H. H.*

Hand gewissenhafter Beobachter, wie Argelander, Schönfeld u. a. m., wichtige Beiträge zur Kenntnis der veränderlichen Sterne geliefert.

Photometer Die eigentlichen Photometer unterscheiden sich in erster Linie durch die Art und Weise, wie die Abschwächung des Lichtes erreicht wird. Den ältesten Photometern von Lambert, Bouguer, Rumford u. a. liegt das Fundamentalgesetz zugrunde, daß die Helligkeit einer Lichtquelle im quadratischen Verhältnis der Entfernung vom Auge abnimmt, also z. B. nur $\frac{1}{4}$ ist, wenn die Entfernung die doppelte wird. Auch Herschels *Astrometer* und Steinheils *Prismenphotometer* beruhen auf diesem Gesetze. Herschel verglich mit seinem Instrumente die Helligkeiten der mit bloßem Auge sichtbaren Sterne mit der Helligkeit der durch eine Linse sternartig verkleinerten Mondscheibe, deren Bild er auf einem Schirme auffing. Die Entfernung dieses Schirmes vom Auge wurde so lange geändert, bis der künstliche und der wirkliche Stern dem Beobachter gleich hell erschienen. So unvollkommen dieser Apparat auch war, so verdient er doch, besonders erwähnt zu werden, da Herschel mit ihm den ersten nicht auf bloßen Schätzungen beruhenden Helligkeitskatalog einer Anzahl heller Sterne hergestellt hat.

Prismenphotometer
Gehäusete Mit dem Steinheilschen *Prismenphotometer* können zwei beliebige Sterne am Himmel direkt miteinander verglichen werden. Vor den beiden Hälften eines nach Art des Heliometers durchschnittenen Fernrohrobjektivs sind totalreflektierende Prismen angebracht, durch welche das Licht zweier Sterne nach dem Okular geworfen wird. Das Okular befindet sich nicht genau im Brennpunkte des Objektivs, sondern außerhalb desselben, so daß die Sterne dem Auge nicht als Punkte, sondern als Scheiben erscheinen, deren Helligkeit von dem Abstände des Okulars vom Brennpunkt abhängt. Die Vergleichung der beiden Sterne wird nun in der Weise ausgeführt, daß man die beiden Objektivhälften einzeln so lange gegen das feststehende Okular verschiebt, bis die Flächenhelligkeit der beiden Sternscheiben, aus denen zur Vergleichung zwei gleich große Stücke herausgeblendet werden, die gleiche ist. Aus der Größe der Verschiebungen, die an einer Skala abgelesen werden, läßt sich dann die Helligkeitsdifferenz der beiden Sterne berechnen.

Seidel Mit einem solchen Instrument hat Seidel die Helligkeiten der Hauptplaneten und einer größeren Zahl (über 200) von Fixsternen ermittelt, sowie wertvolle Untersuchungen über die Absorption des Lichtes in der Erdatmosphäre angestellt. Die komplizierte Konstruktion des Instruments, seine unbequeme Handhabung und die auf helle Objekte beschränkte Anwendbarkeit haben aber eine größere Verbreitung des Steinheilschen Photometers verhindert, und Seidel scheint der einzige geblieben zu sein, der mit ihm Messungen ausgeführt hat.

Ein anderes photometrisches Prinzip, welches vielfach Verwendung gefunden hat, besteht in der teilweisen Abblendung der freien Öffnung des Fernrohrobjektivs oder des aus dem Objektiv austretenden Strahlenkegels. Mannigfache Apparate sind hierauf gegründet worden, von denen hier nur das Bouguersche und das Schwerdsche Photometer erwähnt werden mögen. Indessen unterliegen die mit derartigen Instrumenten

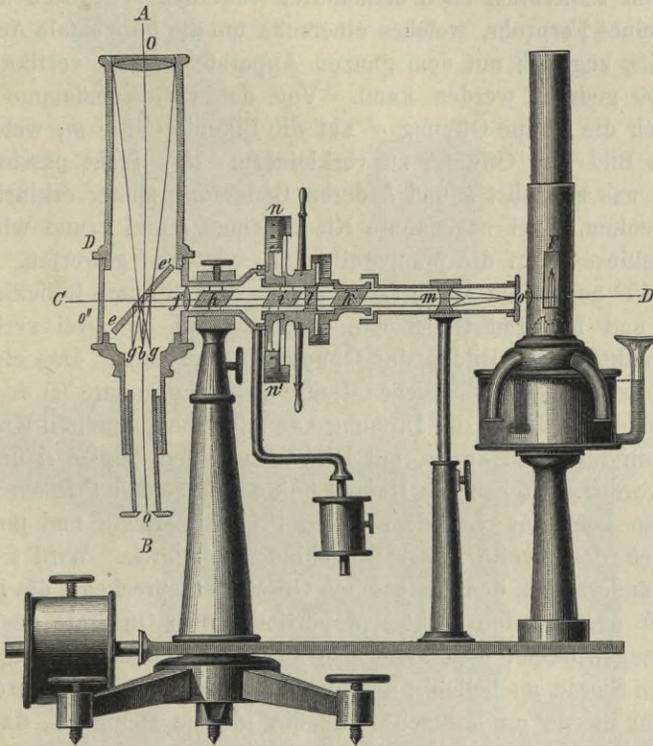


Fig. 103.

ausgeführten Beobachtungen gewichtigen Bedenken, besonders infolge des Umstandes, daß durch die Anbringung von Blenden vor dem Objektiv oder im Strahlengange Beugungserscheinungen hervorgerufen werden, welche die Verteilung des Lichtes in den Brennpunktspiegeln verändern, und es haben daher auch alle diese Apparate nur beschränkte Anwendung auf den Himmel gefunden. Dasselbe gilt auch für einige weitere photometrische Prinzipien, wie die Anwendung rotierender Scheiben, der Reflexion des Lichtes an spiegelnden Flächen, u. a. m.

Einen nachhaltigen Aufschwung erfuhr die Himmelsphotometrie erst, als Zöllner das nach ihm benannte Photometer konstruierte und im Jahre

1861 eine Beschreibung desselben veröffentlichte, zugleich mit einer Anzahl von bedeutsamen Messungen, die er damit ausgeführt hatte. Das Wesentliche des *Zöllnerschen Photometers* besteht in der Einführung eines künstlichen Sternes, welcher durch polarisierende Medien meßbar geschwächt werden kann und als Vergleichsobjekt für die zu messenden Sterne dient. Fig. 103 stellt den Apparat in der Form dar, welche Zöllner ihm schließlich nach mancherlei Änderungen gegeben hat. AB ist ein kleines Fernrohr, welches einerseits um die horizontale Achse CD , andererseits, zugleich mit dem ganzen Apparate, um die vertikale Achse des Stativs gedreht werden kann. Von der Petroleumflamme F fällt Licht durch die kleine Öffnung o' auf die Bikonkavlinse m , welche dazu dient, das Bild der Öffnung zu verkleinern. Das Licht passiert dann, wenn wir uns zunächst k und l , deren Bedeutung später erklärt werden soll, fortdenken, zwei sogenannte Nicolprismen i und h und wird durch die Sammellinse f auf die planparallele Glasplatte ee' geworfen. Dieselbe ist unter 45° gegen die Achse CD geneigt, so daß durch Reflexion an der vorderen und hinteren Glasfläche schließlich in gg zwei verkleinerte, nahezu punktförmige Bilder der Öffnung o' entstehen. Das eine Nicolprisma (h) sitzt in dem seitlichen Rohre fest, das andere (i) dagegen ist drehbar, und die Größe der Drehung kann an einem getheilten Kreise, dem sogenannten Intensitätskreise, mit Hilfe der beiden Nonien n und n' abgelesen werden. Stehen die Hauptschnitte der beiden Prismen einander parallel, so geht das von dem ersten Prisma zerlegte und polarisierte Licht durch das zweite Prisma ungehindert hindurch. Wird i aber gedreht, so ändert sich, dem Malusschen Gesetze entsprechend, die Intensität des aus h austretenden Lichtes proportional dem Quadrate des Kosinus des Drehungswinkels; man kann also auf diese Weise die Helligkeit der künstlichen Sterne gg beliebig abschwächen und zwar in meßbarer Weise. Die beiden Sterne gg besitzen nicht die gleiche Helligkeit, da der von der Rückseite der Glasplatte reflektierte Strahl innerhalb der Glasplatte noch eine geringe Absorption erleidet. Man benutzt daher zur Messung gewöhnlich nur den von der vorderen Fläche reflektierten, helleren Stern. Richtet man nun das Fernrohr AB auf einen Stern am Himmel, so erhält man im Brennpunkte des Objektivs O ein Bild dieses Sternes; der Beobachter erblickt daher im Okular o nebeneinander in gleicher Schärfe das Bild b des wirklichen Sternes und den künstlichen Stern g und kann durch Drehung des Prismas i die Helligkeit von g soweit verringern, daß ihm b und g gleich hell erscheinen. Wird dieselbe Messung alsdann mit einem zweiten Sterne ausgeführt, so läßt sich das Helligkeitsverhältnis der beiden beobachteten Sterne berechnen, ohne daß die Intensität des künstlichen Sternes bekannt zu sein braucht.

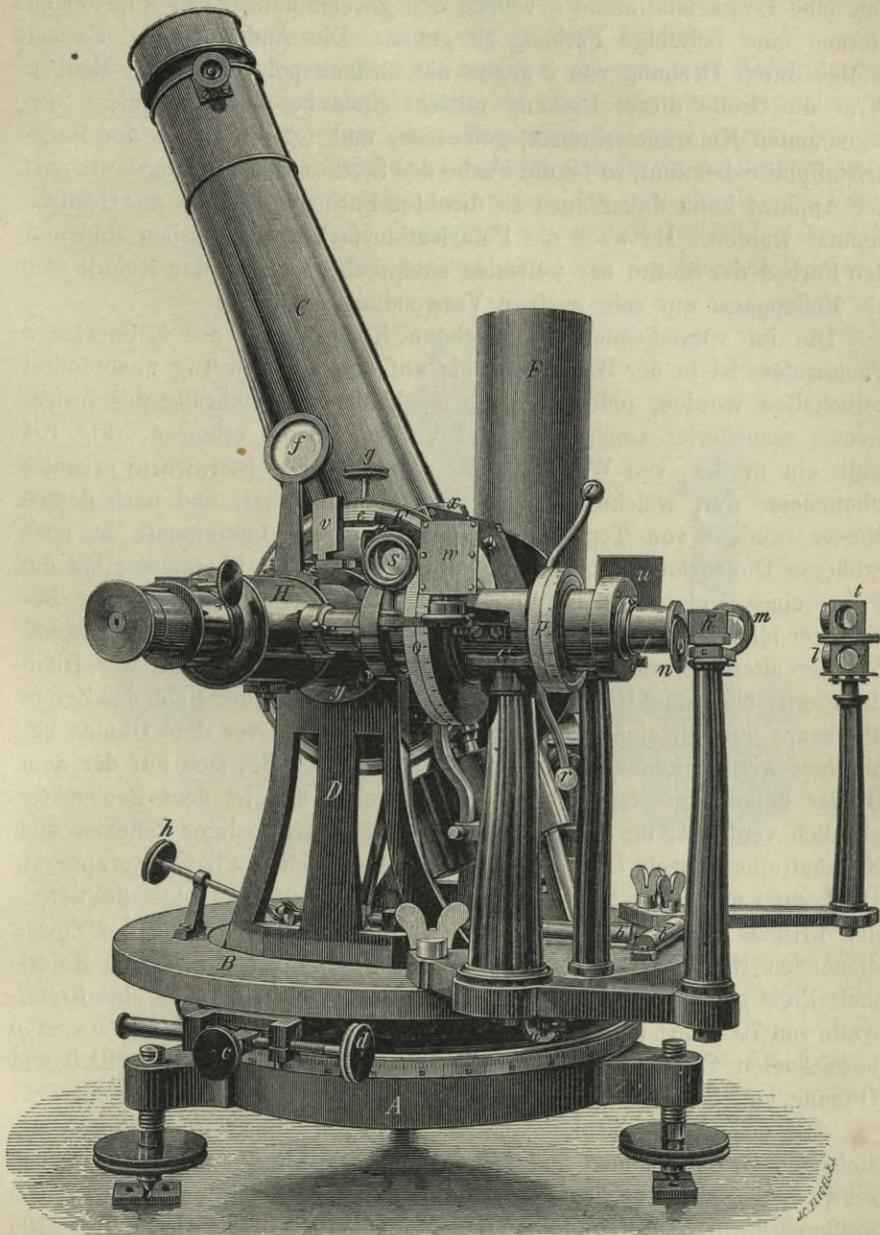


Fig. 104. Großes Photometer von Wanschaff.

Zwischen i und m befindet sich nun noch ein drittes Nicolprisma k und eine Bergkristallplatte l , welche den Zweck haben, den künstlichen Sternen eine beliebige Färbung zu geben. Die Änderung der Farben erfolgt durch Drehung von k gegen die übrigen polarisierenden Medien. Wird die Größe dieser Drehung mittels eines besonderen Kreises, des sogenannten Kolorimeterkreises, gemessen, und ist die Dicke der Bergkristallplatte bekannt, so ist die Farbe des Sternes unzweideutig bestimmt; der Apparat kann daher auch zu direkten Farbenmessungen der Gestirne benutzt werden. Da aber die Polarisationsfarben Mischfarben sind und den Farben der Sterne nur teilweise entsprechen, so hat das Kolorimeter als Meßapparat nur sehr geringe Verwendung gefunden.

Die im vorstehenden beschriebene Konstruktion des Zöllnerschen Photometers ist in der Hauptsache bis auf den heutigen Tag unverändert beibehalten worden, jedoch hat die mechanische Ausführung des Instrumentes mancherlei Änderungen und Verbesserungen erfahren. Fig. 104 stellt ein großes, von Wanschaff für die Potsdamer Sternwarte erbautes Photometer dar, welches sich sehr gut bewährt hat, und nach dessen Muster seitdem von Töpfer in Potsdam mehrere Instrumente in noch größeren Dimensionen ausgeführt worden sind. Das Photometer hat die Form eines Universalinstruments mit gebrochenem Fernrohr; der Beobachter blickt daher stets in horizontaler Richtung in das Okular, während bei der älteren Form (Fig. 103) die Haltung des Kopfes von der Höhe des Sterns über dem Horizont abhängt und Sterne in der Nähe des Zenits überhaupt nur mit einem totalreflektierenden Prisma vor dem Okular beobachtet werden können. Die Petroleumlampe befindet sich auf der dem Okular entgegengesetzten Seite des Fernrohrs und ist dem Beobachter gänzlich verdeckt; ihr Licht gelangt erst nach mehrmaliger Reflexion und Konzentration durch l , i , m , k in den eigentlichen Photometerapparat. Die Lampe erleuchtet aber außerdem auch mit Hilfe des totalreflektierenden Prismas t und der Spiegel u , v , w den zum Einstellen der Sterne dienenden Höhenkreis E , sowie den Intensitätskreis o und den Kolorimeterkreis p . Das Objektiv hat eine Öffnung von 67 mm und eine Brennweite von 700 mm; es können aber auch statt dessen an den mit x und y bezeichneten Stellen kleinere Objektive von 36.5 mm bzw. 21.5 mm Öffnung und 350 mm bzw. 137 mm Brennweite eingesetzt werden.

Mit dem hier beschriebenen Instrumente können noch Sterne der siebenten Größe bequem und sicher gemessen werden. Will man noch schwächere Sterne beobachten, so muß der Photometerapparat mit einem größeren Fernrohre in Verbindung gebracht werden, wie dies in Fig. 105 dargestellt ist. Der Apparat ist in dem Ringe A drehbar, so daß die Richtung CD stets horizontal gestellt werden kann und die Lampe immer

vertikal hängt. Auch hier wird die Photometerlampe benutzt, um mit Hilfe des Prismas *D* und der Spiegel *m* und *n* die Kreise zu erleuchten; die Ablesung des Intensitätskreises erfolgt durch die Lupe *l*.

Ebenfalls auf dem Polarisationsprinzip beruht das Pickeringsche Meridianphotometer. Dasselbe besteht aus einem horizontal liegenden, in der Richtung Ost-West orientierten Fernrohre mit zwei genau gleichen Objektiven. Vor diesen Objektiven befindet sich je ein totalreflektierendes Prisma (oder ein Spiegel), von denen das eine durch eine Feinbewegung in geringem Maße beweglich ist, so daß das Bild eines Polsterns, der als Vergleichstern benutzt wird, mit Leichtigkeit beständig

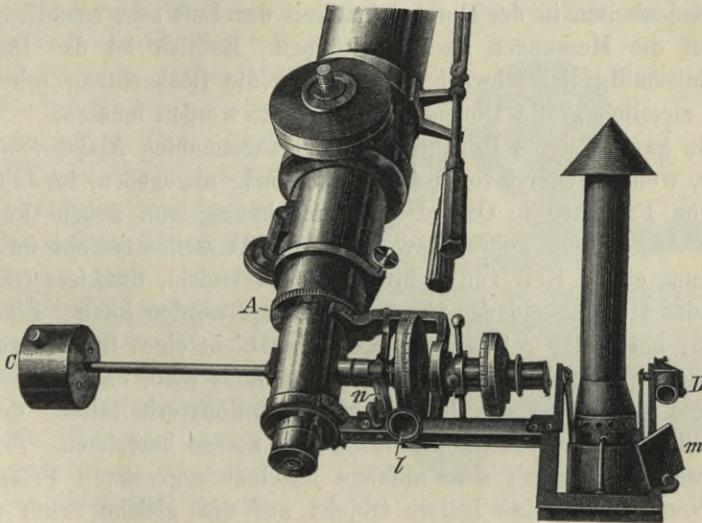


Fig. 105.

im Gesichtsfelde gehalten werden kann. Das andere Prisma ist mit einem Positionskreise versehen und erlaubt, das Licht eines jeden in der Nähe des Meridians befindlichen Sterns in das Fernrohr zu werfen. In der Nähe der Fokalebene der beiden Objektive befindet sich ein doppeltbrechendes achromatisiertes Kalkspatprisma, dessen Winkel so gewählt sind, daß das von dem einen Objektiv herrührende ordentliche Bild sehr nahe mit dem außerordentlichen Bilde von dem anderen Objektiv koinzidiert, so daß das Licht beider Bilder dieselben Teile des Okulars und des Auges passieren muß. Vor dem Okular ist ein Nicolprisma angebracht, durch dessen Drehung die Gleichheit der Bilder in derselben Weise wie beim Zöllnerschen Photometer hergestellt wird.

Das Pickering'sche Photometer besitzt vor dem Zöllnerschen den großen Vorzug, daß bei ihm zwei wirkliche Sterne miteinander verglichen werden. Der künstliche Stern des Zöllnerschen Instrumentes besitzt doch ein etwas anderes Aussehen als die wirklichen Sterne, und die Vergleichung der beiden verschiedenartigen Objekte miteinander kann daher leicht zu Fehlern Veranlassung geben. Dafür hat aber das Pickering'sche Photometer wieder andere Nachteile, von denen der einschneidendste wohl der ist, daß es nur in der Nähe des Meridians Beobachtungen auszuführen gestattet. Ein anderer Übelstand liegt in der Benutzung eines Polsternes als Vergleichsobjekt, da infolgedessen die beiden zu vergleichenden Gestirne unter Umständen sehr weit voneinander entfernt sind, und deshalb Verschiedenheiten in der Durchsichtigkeit der Luft sehr schädlichen Einfluß auf die Messungen ausüben können. Endlich ist das Instrument verhältnismäßig lichtschwach, so daß für die Beobachtung schwächerer Sterne ziemlich große Dimensionen gewählt werden müssen.

3 Ein ganz anderes Prinzip liegt dem sogenannten *Keilphotometer* zugrunde, welches zuerst von Kayser in Danzig angegeben, im Jahre 1881 aber von Pritchard in Oxford ganz unabhängig von neuem konstruiert und in Anwendung gebracht worden ist. Dasselbe besteht im wesentlichen aus einem Keil von neutral absorbierendem, dunklem Glase, der durch das Gesichtsfeld des Fernrohrs bewegt werden kann. Eine Skala gibt an, bei welcher Dicke des Keils das Licht eines Sternes zum Verschwinden oder zum Wiederauftauchen gebracht wird, und es lassen sich auf diese Weise aus den bekannten Absorptionsverhältnissen des Keils die Helligkeitsdifferenzen der beobachteten Sterne berechnen. Scheinbar hat diese Methode mit dem anfangs auseinandergesetzten Prinzip, bei einer Vergleichung das hellere Objekt auf die gleiche Stufe wie das schwächere zu bringen, nichts zu tun; es ist das aber doch der Fall, da das Verschwinden eines Sternes erfolgt, wenn seine Helligkeit gleich derjenigen des Untergrundes ist.

Fig. 106 zeigt ein vom Mechaniker Töpfer in Potsdam gefertigtes Keilphotometer, welches leicht an jedes beliebige Fernrohr angebracht werden kann. Das Okular ist entfernt, so daß man den im Inneren des kleinen metallenen Kastens befindlichen Keil erblickt, sowie zwei Stege, welche die Mitte des Gesichtsfeldes fixieren. Der Keil ist mittels der Schrauben *cc* an dem Rahmen *b* befestigt und kann zugleich mit diesem mit Hilfe des Triebes *a* fortbewegt werden. *i* ist ein Index, an welchem eine dahinter befindliche, ebenfalls an dem Rahmen *b* befestigte Skala abgelesen werden kann, *f* endlich ein Schieber, mit dessen Hilfe sich erforderlichenfalls das ganze Gesichtsfeld bis auf einen schmalen Ausschnitt in der Mitte abdecken läßt. Über dem Photometer befindet sich

eine in dieser Form zuerst von E. v. Gothard angegebene Registrier-
vorrichtung, welche es dem Beobachter ermöglicht, beliebig viele Ein-
stellungen am Photometer zu machen, ohne gezwungen zu sein, dieselben
jedesmal am Index i abzulesen. Durch Niederdrücken des Hebels l preßt
man einen unter dem Kissen m herumgeführten Papierstreifen gegen die
mit einer erhabenen Teilung versehene Skala e und fixiert so auf dem
Papiere die jedesmalige Stellung des Keiles. Beim Loslassen des Hebels l
bewirkt die Feder n eine kleine Drehung des Rades k und damit ein
weiteres Abwickeln des Papierstreifens von der Rolle g , so daß für eine
neue Registrierung Platz wird.

Das Keilphotometer in der soeben beschriebenen Form ist ein unge-
mein bequemer und handlicher Apparat; die Genauigkeit der mit ihm
ausgeführten Beobachtungen ist

aber etwas geringer, als sie mit
den Polarisationsphotometern er-
reicht werden kann. Dies liegt
vor allen Dingen daran, daß die
Empfindlichkeit des Auges, welche
bei den Beobachtungen mit dem
Keilphotometer eine wichtige
Rolle spielt, nicht unerheblichen
Schwankungen unterworfen ist.
Auch die Helligkeit des Himmels-
grundes übt einen starken Ein-
fluß auf die Messungen aus, da
ja die Beobachtung, wie schon
erwähnt, eigentlich darin besteht,
daß man die Helligkeit des Sternes

gleich der des Himmelsgrundes macht. Eine weitere Quelle der Unsicher-
heit bildet die Bestimmung der Absorption des Keils, welche um so
schwieriger ist, als es ein absolut neutrales Glas, welches alle Farben in
gleichem Grade absorbiert, nicht gibt, so daß die Absorption streng ge-
nommen für jede einzelne Sternfarbe ermittelt werden müßte. Um wirk-
lich gute Resultate zu erzielen, muß man daher das Keilphotometer mit
großer Vorsicht handhaben.

Auch mit Hilfe der Photographie lassen sich photometrische Be-
stimmungen an Himmelskörpern ausführen, und zwar nach verschiedenen
Methoden. Nimmt man mittels eines Fernrohres einen Teil des Himmels
auf einer photographischen Platte auf, so erkennt man auf dem erhaltenen
Negativ, daß die Bilder der helleren Sterne merklich größer sind als die
der schwächeren. Umgekehrt können daher die Durchmesser der auf

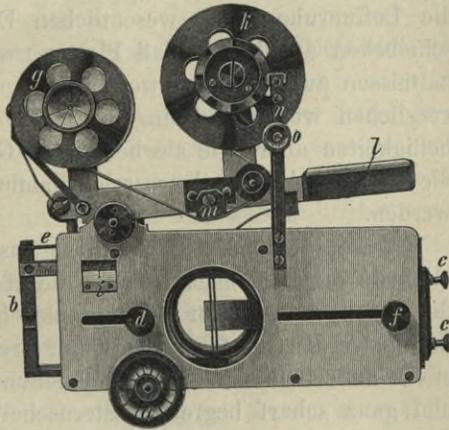


Fig. 106.

*Nov. & Day-
Arb.*

4

der photographischen Platte entstandenen scheinbaren Sternscheibchen dazu benutzt werden, die Helligkeiten der aufgenommenen Gestirne zu ermitteln. Auf die Verwertbarkeit der Durchmesserbestimmungen zu Helligkeitsmessungen hat bereits Bond hingewiesen. Seine sowie spätere Untersuchungen von Charlier u. a. haben gezeigt, daß sich zwischen den Helligkeiten der Sterne und den Durchmessern ihrer photographischen Bilder einfache Beziehungen ableiten lassen, mit deren Hilfe es möglich ist, für alle auf einer Platte aufgenommenen Sterne die photographische Helligkeit zu berechnen, wenn dieselbe für eine Anzahl von Sternen auf der Platte bekannt ist. Eine große Genauigkeit läßt sich bei diesen Bestimmungen freilich nicht erreichen, da die photographischen Bilder der Sterne keine scharfe Begrenzung besitzen, ihre Ausmessung daher unter Umständen recht schwierig und unsicher ist. Es kommt noch hinzu, daß die Luftunruhe einen wesentlichen Einfluß auf die Größe der Sternscheibchen ausübt, so daß Platten, welche unter verschiedenen Luftverhältnissen aufgenommen worden sind, überhaupt nicht direkt miteinander verglichen werden dürfen. Für eine genäherte Bestimmung von Sternhelligkeiten aber, wie sie bei vielen Gelegenheiten ausreichend ist, kann die Methode der Durchmesserbestimmungen mit großem Erfolge verwendet werden.

5. Wesentlich bessere Resultate lassen sich mit Hilfe einer anderen Methode erzielen, nach welcher die Helligkeit der Sterne aus dem Grade der Schwärzung ihrer photographischen Bilder berechnet wird. Die Sterne werden hierfür nicht in der Brennebene eines Fernrohres, sondern etwas außerhalb derselben aufgenommen, wodurch man sehr viel größere und ganz scharf begrenzte Sternscheiben erzielt. Als Maßstab für die Bestimmung des Schwärzungsgrades bedient man sich einer Skala, welche durch Aufnahme eines Sternes bei verschiedenen langen Expositionszeiten hergestellt wird. Die Untersuchungen Schwarzschilds, der diese zuerst von Janssen vorgeschlagene Methode erfolgreich in größerem Umfange angewendet hat, zeigen, daß die Genauigkeit der auf diesem Wege ermittelten Sternhelligkeiten der der besten optisch-photometrischen Methoden durchaus ebenbürtig ist. Ein Mangel des Verfahrens ist es jedoch, daß das Aufnehmen der Sterne außerhalb des Fokus die Intensität der Bilder beträchtlich verringert, so daß man für die Bestimmung schwächerer Sterne gezwungen ist, Instrumente verhältnismäßig großer Dimensionen zu verwenden.

Die auf photographischem Wege bestimmten Sternhelligkeiten sind den optischen Größen nicht ohne weiteres vergleichbar. Es ist dies eine Folge der verschiedenen Färbung der Sterne, für welche das menschliche Auge anders empfindlich ist, als die photographische Platte. Für ersteres

liegt die stärkste Lichtwirkung im Gelb, für die letztere im Blau oder Violett; daher erscheint ein roter Stern dem Auge sehr viel heller als der Platte. So wird z. B. der rote Stern α Orionis vom Auge nahezu gleich hell geschätzt wie der weiße Stern α Aquilae; auf einer photographischen Aufnahme aber wird α Orionis um mehrere Größenklassen schwächer erhalten als α Aquilae. Anders gestalten sich freilich die Verhältnisse, wenn man die photographischen Aufnahmen mit einem optisch achromatisierten Objektiv oder einem Reflektor ausführt und farbenempfindliche Platten verwendet. Auf diesem Wege kann man eine sehr große Annäherung an die optisch-photometrisch bestimmten Helligkeiten erzielen. Da aber derartige Aufnahmen bisher kaum für photometrische Bestimmungen benutzt worden sind, so muß zunächst noch die optische und die photographische Helligkeit eines Sternes als etwas wesentlich Verschiedenes angesehen werden.

Im Anschluß an die Darstellung der photometrischen Methoden ist noch eine Erscheinung zu besprechen, welche in der Photometrie dieselbe Rolle spielt, wie die Refraktion in der Astrometrie. Schon dem oberflächlichen Beobachter muß es auffallen, daß ein Stern um so schwächer erscheint, je weiter er von dem Zenit des Beobachtungsortes absteht. Dies geht so weit, daß unmittelbar am Horizont dem unbewaffneten Auge selbst in ganz klaren Nächten nur noch Sterne der ersten und zweiten Größenklasse sichtbar bleiben, während Sterne der dritten Größe bereits nicht mehr zu erkennen sind. Der Grund hierfür liegt in der Absorption, welche die Atmosphäre der Erde auf die Lichtstrahlen, die sie passieren, ausübt, und welche natürlich um so größer wird, je länger der in der Atmosphäre zurückgelegte Weg ist. Diese Extinktion des Lichtes ist für einen gegebenen Beobachtungsort ebenso wie die Refraktion nahezu der Tangente der Zenitdistanz proportional; sie ändert sich aber außerdem mit der Höhe des Beobachtungsortes über dem Meeresspiegel, oder, richtiger ausgedrückt, mit dem Barometerstande, welcher ja ein Maß für die über dem Beobachtungsorte befindliche Luftmenge bildet. Der Betrag der Extinktion für die verschiedenen Zenitdistanzen ist auf empirischem Wege, besonders von Seidel in München und Müller in Potsdam, ermittelt worden. Der folgende kleine Auszug aus der von Müller für Potsdam aufgestellten mittleren Extinktionstabelle läßt deutlich erkennen, welche außerordentlich großen Beträge die Schwächung des Lichtes in der Nähe des Horizonts erreicht.

*Extinktion d.
Absorption.
(Extinktion)*

*Extinktion -
d. Laton/Pot*

Zenitdistanz	Extinktion	Zenitdistanz	Extinktion
0°	0.00	65°	0.32
20	0.01	70	0.45
30	0.03	75	0.65
40	0.06	80	0.98
50	0.12	84	1.49
60	0.23	88	3.10

Die Extinktion des Lichtes in der Erdatmosphäre ist nicht für alle Strahlengattungen dieselbe; vielmehr werden die blauen und violetten Strahlen viel stärker absorbiert, als die grünen, und diese wiederum stärker als die gelben und roten. Infolgedessen müßte streng genommen für jede einzelne Sternfarbe auch eine besondere Extinktionstabelle aufgestellt werden. Die vorstehend mitgeteilten Zahlenwerte sind für eine mittlere Sternfarbe berechnet und haben ausschließlich für optisch-photometrische Beobachtungen Gültigkeit. Bei photographischen Helligkeitsmessungen dagegen, bei denen die blauen und violetten Lichtstrahlen verwendet werden, ist der Betrag der Extinktion ein wesentlich höherer und zwar nahezu doppelt so groß, als bei den optischen Beobachtungen.

4. Die Photographie.

Wohl kaum jemals hat eine Erfindung sich so rasch aus kleinen Anfängen weiter entwickelt und eine so weit über ihre selbständige Bedeutung hinausgehende Stellung erlangt, wie die Photographie. Fast in allen Gebieten menschlicher Tätigkeit bedient man sich heutzutage derselben, und es kann nicht Wunder nehmen, daß sie auch in der Astronomie als Beobachtungsverfahren bereits frühzeitig Eingang gefunden hat und sich immer weitere Kreise erobert. Daguerre selbst hatte die ersten Versuche gemacht, die Gestirne des Himmels auf der empfindlichen Platte festzuhalten; freilich waren seine Resultate, dem damaligen Zustande seiner großen Erfindung entsprechend, noch sehr unvollkommen. Doch der Anfang war gemacht, und wir sehen, daß jeder neue Fortschritt der photographischen Technik auch neue Versuche auf dem Gebiete der zölestischen Photographie hervorrief. Waren es in der ersten Zeit nur die hellsten Objekte des Himmels, Sonne und Mond, die photographiert werden konnten, so ermöglichte es die viel größere Empfindlichkeit der späteren Verfahren (Albuminplatten, nasses Kollodiumverfahren), auch Teile des Fixsternhimmels aufzunehmen. Aus jener Jugendzeit der Astrophotographie sind außer den herrlichen Mondaufnahmen von Draper und Rutherford insbesondere die zahlreichen Sternaufnahmen des letzteren zu erwähnen, deren großer wissenschaftlicher Wert erst jetzt nach ihrer Ausmessung und Reduktion erkannt worden ist.

*1.
Zustimmung des Pp.
für die Astronomie.*

Eine neue und zugleich die wichtigste Epoche beginnt indessen erst im Jahre 1871, als der Engländer Maddox die Bromsilbergelatineemulsion erfand, mit der es unter Benutzung lichtstarker Fernrohre gelingt, weiter in die Tiefen des Weltenraums einzudringen, als dies bisher dem Auge vergönnt war. Dieser beispiellose Aufschwung der Astrophotographie, welcher mit der Einführung der Bromsilbergelatineplatten begann, wurde insbesondere durch die wertvollen Eigenschaften dieser Platten bedingt. Sehen wir nämlich von der Aufnahme des hellsten Gestirnes, der Sonne, und in gewissem Sinne auch noch von der des Mondes ab, so ist das Haupterfordernis, welches bei der Anwendung der Photographie in der Astronomie zu erfüllen ist, eine möglichst hohe Empfindlichkeit der photographischen Schicht. Tatsächlich ist nun die Lichtempfindlichkeit der modernen Bromsilbergelatineplatte eine so hohe, daß die bei allen älteren Verfahren verwendeten Platten in dieser Beziehung bei weitem von ihr übertroffen werden. Eine zweite, namentlich für Messungszwecke unumgänglich nötige Eigenschaft der Gelatineplatte ist die, daß bei dem Entwickeln und Fixieren nach der Exposition die belichtete Schicht in weit geringerem Maße Verziehungen unterworfen ist, als dies bei den meisten früheren Verfahren der Fall war, wo oftmals infolge des Ablösens oder der unregelmäßigen Ausdehnung der Bildschicht die Messungen recht unsicher wurden. Aber selbst die vorhandenen kleinen Änderungen der Schicht lassen sich bei den Bromsilbergelatineplatten zum Teil dadurch unschädlich machen, daß man vor der Entwicklung der Platte ein feines Netz aufkopiirt, was z. B. bei dem Kollodiumprozeße nicht möglich war, wo die Platten in feuchtem Zustande zur Exposition gelangten. Bedenkt man fernerhin, daß Bromsilbergelatineplatten beliebig lange in lichtempfindlichem Zustande haltbar sind, daß ihre Exposition nicht wie bei den Kollodiumplatten in feuchtem Zustande zu erfolgen hat, wodurch der Dauer der Belichtung eine ziemlich enge Grenze gesetzt war, daß endlich die Behandlung der Platte höchst einfach, die fertiggestellte Platte recht unempfindlich gegen mechanische Einwirkungen ist, so wird man leicht begreifen, daß ohne die Erfindung der Bromsilbergelatineplatten wohl kaum ein so rasches Aufblühen der Astrophotographie stattgefunden haben würde. Doch darf nicht unerwähnt bleiben, daß mit der Entwicklung der photographischen Technik auch eine große Vervollkommnung der praktischen Optik Hand in Hand ging, der hier ganz neue Aufgaben gestellt wurden, und es wäre ungerecht, wollte man den wichtigen Einfluß dieser Fortschritte unterschätzen. Wir werden dieser großen Dienste, welche die praktische Optik geleistet hat, zu gedenken haben, wenn wir die einzelnen Anwendungen der Photographie in der Astronomie besprechen, wozu wir jetzt übergehen wollen.

2
 Annahme
 A. Sonne.

Wie schon oben angedeutet, sind photographische Aufnahmen der Sonne bereits in den ersten Zeiten in vorzüglicher Weise gelungen, und es ist das auch leicht erklärlich, da bei diesem Gestirne eine solche Lichtfülle vorhanden ist, daß es keiner großen Empfindlichkeit der Platte bedarf, sondern vielmehr das Übermaß von Licht es ist, welches Schwierigkeiten bereitet, so daß man zur Herstellung von Sonnenphotographien besondere Instrumente konstruieren mußte, welche man *Heliographen* nennt. Diese Instrumente bestehen im wesentlichen aus einem Fernrohre, das statt des Okulars eine Kamera besitzt und außerdem mit einem Momentverschluß versehen ist. Das Objektiv ist für die chemischen Strahlen achromatisiert. Man gibt dem Instrumente gewöhnlich eine unveränderliche, feste Aufstellung und wirft die Sonnenstrahlen mittels eines vollkommen ebenen versilberten Glasspiegels in das Fernrohr hinein. Der Spiegel selbst ist in einer mit Uhrwerk versehenen Montierung befestigt, wodurch es ermöglicht wird, das Sonnenlicht beliebig lange Zeit unverändert in derselben Richtung zu reflektieren (*Heliostat*). Die übliche Einrichtung des Momentverschlusses besteht bei dem *Heliographen* in einem Schieber, der sich in der Brennebene des Objektivs bewegt und einen feinen Spalt enthält, dessen Weite je nach der Durchsichtigkeit der Luft und nach der Höhe der Sonne über dem Horizont reguliert werden kann. Dieser Spalt wird durch eine starke Feder im Moment der Exposition vorbeigeschnellt, so daß das Sonnenbild nicht auf einmal aufgenommen wird, sondern in den einzelnen Teilen, die dem vorbeifliegenden Spalte entsprechen, in außerordentlich kurzer Zeit hintereinander. Durch diesen Momentverschluß läßt sich also die nötige Kürze der Expositionszeit erzielen, welche meist nur $\frac{1}{1000}$ Sekunde beträgt, obwohl außerdem noch sehr unempfindliche Platten (Chlorsilberemulsion) verwendet werden. Will man ein großes Sonnenbild haben, auf dem viel mehr Detail erkannt werden kann, und trotzdem dem Fernrohre nicht eine übermäßige Länge geben, so kann man noch in der Nähe des Brennpunktes des Fernrohrobjektivs ein sogenanntes Vergrößerungssystem anbringen. Mittels dieser *Heliographen* werden jetzt täglich an verschiedenen Orten der Erde (Meudon, Potsdam u. a.) Sonnenaufnahmen angefertigt, sofern es das Wetter zuläßt. Die schönsten, auch heute noch unübertroffenen, rühren von Janssen in Meudon her, welcher der Vervollkommnung dieses Spezialzweiges der zölestischen Photographie sein ganzes Leben gewidmet hat. In dem Kapitel über die Sonne wird noch von seinen Resultaten die Rede sein.

Annahmen.

Wenn nun auch die Aufnahme der Sonne mit dem *Heliographen* nach obigem keinerlei technische Schwierigkeiten bietet, so tritt doch, wie überhaupt bei allen photographischen Aufnahmen am Himmel, hierbei

eine Erscheinung in besonders hohem Grade auf, welche schwere Störungen erzeugt und es nur in den seltensten Fällen gestattet, wirklich tadellose Bilder der Sonne zu erhalten; das ist die Luftunruhe. Wir haben uns mit derselben schon früher (S. 142) beschäftigt, müssen aber hier nochmals auf sie zurückkommen, da sie bei der Photographie zölestischer Objekte in anderer Art schädlich wirkt, als bei der direkten Beobachtung. Die atmosphärischen Störungen können sich in zwei Formen äußern, die allerdings meist zusammen, wenn auch in sehr verschiedenem Grade, auftreten, hier aber des besseren Verständnisses wegen einzeln besprochen werden sollen. Bilden sich in der Atmosphäre Schlieren ungleich warmer, also auch ungleich dichter Luft, die mit gekrümmten Grenzflächen versehen sind und deshalb wie schwache Linsen wirken, so wird die Brennweite des Objektivs in raschem Wechsel bald verkleinert, bald vergrößert; das Bild eines Sternes erscheint also, kurze Momente ausgenommen, unscharf. Diese Art der Luftunruhe wirkt bei der direkten Beobachtung mit dem Fernrohr und bei der Photographie in gleicher Weise schädlich; sie macht es unmöglich, feines Detail wahrzunehmen, und man wird zu solchen Zeiten, wo die sogenannte *Bildschärfe* mangelhaft ist, am besten jede Art von Beobachtung unterlassen. Es gibt aber noch eine zweite Form der Luftunruhe, die sich darin äußert, daß die an sich scharfen Bilder beständig hin- und herschwanken, so daß z. B. benachbarte Teile der Sonnenoberfläche eine gleiche, aber von der der andern Teile völlig verschiedene Bewegung ausführen. Die Beobachtungskunst nun ermöglicht es dem Astronomen, bei der Beobachtung mit dem Auge aus dieser wechselnden Bewegung das Feste und Richtige zu erfassen und zu messen; die photographische Platte aber kann diese Kunst nicht erlernen, und sie zeichnet bei der Sonne z. B. das Bild getreu, wie es im Momente der Exposition war, mit allen seinen Verzerrungen und Verschiebungen. Bei länger dauernden Belichtungen dagegen, wie z. B. für den Mond, wird diese *Luftunruhe* im engern Sinne in gleicher Weise wie der Mangel an Bildschärfe wirken; die Aufnahmen werden verwaschen und unscharf sein und aller feineren Einzelheiten ermangeln. Am wenigsten noch werden Fixsternaufnahmen (mit Ausnahme derjenigen sehr enger Sternhaufen) durch die Störungen der Atmosphäre beeinflusst, und das hat seinen Grund darin, daß sich die Sterne stets als kleine runde Scheibchen ohne weiteres Detail abbilden, die bei unruhiger Luft weiter keine Änderung erfahren, als daß sie vergrößert werden.

Aus allen diesen Umständen ersieht man, daß die Ruhe der Luft für die Astrophotographie ein viel wichtigerer Faktor ist, als für die direkte Beobachtung, und daß deshalb die Zahl der Tage und Nächte, an denen

wirklich schöne Aufnahmen erhalten werden können, sehr viel kleiner ist, als die, an denen optisch beobachtet werden kann.

h
Mars.

Nach dem, was soeben über die Luftunruhe gesagt wurde, ist es begreiflich, daß die Schwierigkeiten bei der Photographie des Mondes noch wesentlich größer sind, als bei der der Sonne, da die Intensität des von der Mondoberfläche reflektierten Lichtes im Verhältnis zu der des Sonnenlichtes außerordentlich gering ist und Momentaufnahmen in einem Augenblick großer Luftruhe nur möglich sind, wenn man höchst empfindliche Platten verwenden wollte. Dies ist indessen ausgeschlossen, da alle bis jetzt hergestellten höchst empfindlichen Bromsilbergelatineplatten eine sehr grobe Struktur besitzen und verhältnismäßig wenig kontrastreiche Negative geben. Der einzige Weg daher, gute Mondbilder zu bekommen, ist der, daß man bei besonders günstigem Luftzustande eine größere Anzahl Aufnahmen hintereinander macht und dann nachträglich aus diesen die besten aussucht. In dieser Weise wird z. B. von Loewy und Puiseux in Paris gearbeitet, welche (neben den Aufnahmen des Lick- und des Yerkes-observatoriums) bisher die schönsten Aufnahmen des Mondes erlangt und in ihrem vortrefflichen Mondatlas publiziert haben. Es mag beiläufig noch erwähnt werden, daß besondere optische Mittel zur Mondphotographie nicht nötig sind, sondern jedes gute Fernrohr, welches eine genügend lange Brennweite besitzt, dazu verwendbar ist, vorausgesetzt, daß man den Fehler unvollkommener Achromasie dadurch beseitigt, daß man eine Gelbscheibe und außerdem farbenempfindliche Platten benutzt.

c.
Planeten.

In einer noch ungünstigeren Lage befindet sich die Photographie gegenüber den Aufnahmen der Oberflächen der großen Planeten. Es kommt bei diesen der Umstand hinzu, daß, um überhaupt Details erkennen zu können, schon kräftige Vergrößerungssysteme angewendet werden müssen, durch welche natürlich der Einfluß sowohl der Luftunruhe, als auch der Objektivfehler mit vergrößert wird. Die besten Aufnahmen der Planeten lassen daher auch nicht annähernd die Feinheiten und Einzelheiten erkennen, die man selbst in mittleren Fernrohren mit Leichtigkeit sehen und sogar messen kann. Dagegen ist es möglich gewesen, die Positionen der Monde der Planeten in bezug auf diese auf photographischem Wege zu bestimmen und so die vielfach schwierige, immer aber sehr umständliche Messung dieser teilweise recht schwachen Objekte mit Vorteil zu umgehen.

d.
Sonnen.

Der eigentliche Schwerpunkt der Bedeutung der zölestischen Photographie liegt aber in der Darstellung und Ausmessung des Fixsternhimmels und der Nebelwelten, und es soll daher nunmehr unsere Aufgabe sein, etwas ausführlicher die Methoden hierfür auseinanderzusetzen und die dazu nötigen Instrumente zu beschreiben.

Der fundamentale Unterschied zwischen der Empfindlichkeit einer photographischen Platte und derjenigen unseres Auges beruht auf dem Umstande, daß die Netzhaut ihr Urteil über die Helligkeit eines Gegenstandes nur nach der Intensität des Lichtes ohne Rücksicht auf die Zeitdauer der Lichtwirkung bildet, die photographische Platte dagegen sowohl nach der Intensität, als auch nach der Zeitdauer der Einwirkung. Das Auge sieht bei stundenlanger Betrachtung ein schwaches Sternchen nicht besser, als binnen wenigen Sekunden; bei der photographischen Platte dagegen wird das Bild eines Sternes nach einer Belichtung von wenigen Sekunden bedeutend schwächer sein, als nach einer Belichtung von Stunden. Die photographische Platte ist also dem Auge nicht durch Empfindlichkeit an sich überlegen, sondern dadurch, daß sie es ermöglicht, schwache Lichteindrücke zu summieren, so daß man durch Dauerbelichtungen schwache Objekte, die das Auge überhaupt nicht mehr wahrzunehmen vermag, gut sichtbar machen kann.

Eine Dauerbelichtung erfordert nun, daß man die vom Objektiv des Fernrohres erzeugten Sternbilder mit einer den sonstigen astronomischen Messungen entsprechenden Genauigkeit lange Zeit hindurch auf derselben Stelle der Platte festzuhalten vermag. Diese Forderung wird indessen selbst bei der besten Aufstellung des Instruments und durch das beste das Fernrohr treibende Uhrwerk nicht ausreichend erfüllt, und selbst wenn dies der Fall wäre, würde die Refraktionsänderung infolge der sich während der Exposition ändernden Höhe des Gestirns über dem Horizont solche Störungen erzeugen, daß die Aufnahme unbrauchbar würde. Es muß daher der Beobachter nachhelfend eingreifen und durch irgend eine Vorrichtung bei sehr starker Vergrößerung einen der abzubildenden Sterne stets genau im Durchschnittspunkte eines Fadenkreuzes halten und hierdurch sowohl Unregelmäßigkeiten der Fernrohrbewegung, als auch die Refraktionsänderung unschädlich machen. Eine gebräuchliche Vorrichtung hierfür besteht darin, daß man das zum Photographieren dienende Objektiv und ein zweites von nahezu derselben Brennweite in einem gemeinschaftlichen Rohr anbringt und dieses zweite Objektiv, in dessen Brennpunkte sich ein Fadenmikrometer befindet, während der Herstellung der Aufnahmen zum Pointieren des Sternes mit dem Auge benutzt. In dieser Weise ist z. B. der in Fig. 107 abgebildete photographische Refraktor des Potsdamer Observatoriums gebaut worden.

Eine andere Einrichtung zum Pointieren, die sich für sehr große Fernrohre, besonders für Spiegelteleskope eignet, ist folgende. Die zur Aufnahme dienende Kassette ist mittels Mikrometerschrauben von sehr großer Ganghöhe in zwei zueinander senkrechten Richtungen beweglich gemacht. Außerdem befindet sich an der einen Seite der Kassette und fest mit ihr

Urteil der Platte oft für zu klein & Belichtungszeit

Stoffalter

1. Spiegelform

2

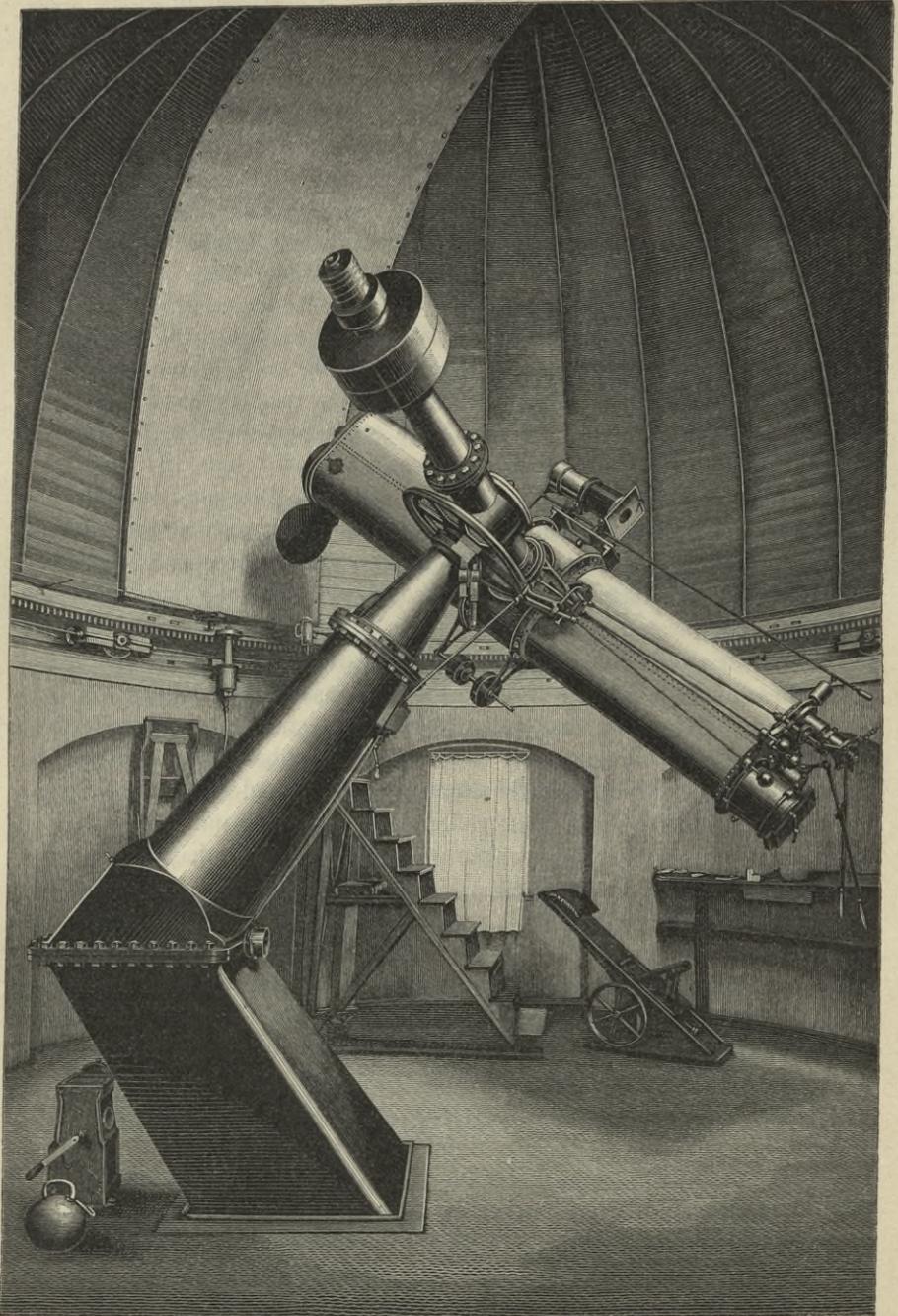


Fig. 107. Photographischer Refraktor des Potsdamer Observatoriums.

verbunden ein mit Fadenkreuz versehenes Okular. Man hält nun einen dem aufzunehmenden möglichst nahen Stern auf diesem Fadenkreuz, indem man mittels jener groben Schrauben das Okular verschiebt, wodurch gleichzeitig die mit ihm fest verbundene Kassette stets in der richtigen Stellung gehalten wird.

Nachdem wir die für alle Daueraufnahmen im weitesten Sinne geltenden Prinzipien besprochen haben, wollen wir zur Beschreibung der für die einzelnen Aufgaben geeigneten Instrumente und Beobachtungsmethoden übergehen.

Das Hauptinstrument der Astrophotographie ist der photographische Refraktor; er hat die weiteste und allgemeinste Verwendung gefunden und wird namentlich immer da bevorzugt werden, wo Messungen an den Platten beabsichtigt werden, so z. B. bei der Herstellung der Aufnahmen für das Himmelskartenunternehmen, für Parallaxenuntersuchungen, für Ausmessung von Sternhaufen, für die Bestimmung der Sonnenparallaxe mit Hilfe des Planeten Eros usw. Er ist also das eigentliche Präzisionsinstrument der Astrophotographie und verdrängt als solches mehr und mehr die mikrometrischen Apparate der älteren Astronomie, insbesondere das Heliometer. Die Vorteile der photographischen Messung sind aber auch zu erheblich, als daß dies anders sein könnte, besonders nachdem eine große Zahl sorgfältiger Untersuchungen gezeigt hatte, daß die mit dem photographischen Refraktor erhaltenen Resultate den auf rein astrometrischem Wege erhaltenen an Genauigkeit zum mindesten gleich sind. Die photographische Aufnahme erfordert bei nicht zu schwachen Objekten nur wenige Minuten, läßt sich daher in kurzer Zeit beliebig oft wiederholen, und es kann selbst bei nur kurzer Klarheit des Himmels noch eine Aufnahme ausgeführt werden, wo eine direkte Messung viel zu viel Zeit erfordern würde und deshalb nicht beendet werden könnte. Auch ist die körperliche Anstrengung des Beobachters, unter welcher leicht die Güte der Beobachtungen leiden kann, eine bedeutend geringere, als bei direkten Messungen; ferner kann die aufgenommene Platte in Ruhe zu jeder beliebigen Zeit und beliebig oft ausgemessen werden, und dies kann in einem geeigneten Raume geschehen, in welchem der Beobachter nicht der Ungunst des Wetters ausgesetzt ist, wie bei der Beobachtung in der offenen Kuppel. Sollte sich weiterhin bei einer späteren Verarbeitung der Messungen zeigen, daß ein Irrtum untergelaufen ist, so läßt sich dieser jederzeit verbessern, da die betreffende Platte mühelos daraufhin geprüft werden kann. Dies alles sind Vorzüge der messenden Astrophotographie gegenüber der direkten mikrometrischen Messung.

Die Aufstellung des photographischen Refraktors ist stets parallaxisch (S. 120 ff.), wie die der optischen Refraktoren. Beide Arten von

Trupium

1. Refraktor

Instrumenten unterscheiden sich überhaupt nur dadurch voneinander, daß der photographische Refraktor an Stelle des Okulars eine Kassette zur Aufnahme der lichtempfindlichen Platte besitzt, und daß sein Objektiv eine besondere Konstruktion hat. Man benutzt nämlich meist ein größeres Verhältnis (1 : 10) von Objektivöffnung zur Brennweite, als dies bei den optischen Instrumenten (1 : 15 bis 1 : 20) üblich ist. Weiterhin achromatisiert man das photographische Objektiv für die brechbareren Strahlen, da die Bromsilbergelatineplatte gerade für diese Strahlen maximale Empfindlichkeit hat, und endlich verlangt man, daß es ein größeres Gesichtsfeld (etwa 4 Quadratgrade für die Instrumente der Himmelskartenaufnahmen) korrekt zeichnet. Selbstverständlich müssen nebenbei alle die Bedingungen, die sonst ein gutes Objektiv zu erfüllen hat, in ebendemselben Grade erfüllt sein; so soll z. B. insbesondere die sphärische Aberration möglichst behoben sein. Die neuere praktische Optik hat diese Forderungen zu erfüllen verstanden und Objektive von so großer Vollkommenheit geliefert, daß die Genauigkeit photographischer Messungen, wie sie heute erreicht worden ist, ermöglicht wurde.

Handelt es sich darum, sehr große Gebiete des Himmels durch eine einzige Aufnahme abzubilden (Durchmusterungen), so genügt die Größe des Gesichtsfeldes, welches das Objektiv des photographischen Refraktors besitzt, nicht mehr; man muß dann Objektive benutzen, die aus drei und mehr Linsen zusammengesetzt sind. In letzter Zeit haben die Optiker mit Hilfe neuerer Glassorten derartige spezielle Objektive konstruiert; vorher verwendete man die besseren Typen gewöhnlicher photographischer Objektive (Aplanate, Euryskope usw.) dazu. Alle diese Objektive haben noch größere Öffnungen im Verhältnis zur Brennweite (1 : 5 bis 1 : 3), und sie sind daher auch besonders geeignet zur Aufnahme lichtschwacher, flächenartiger Objekte: Teile der Milchstraße, große Nebelgebilde, Kometenschweife, Sonnenkorona. Zur Ausmessung sind die mit solchen Instrumenten erhaltenen Platten zwar noch brauchbar; doch ist die Genauigkeit infolge des kleinen Maßstabes und der viel geringeren Güte der Bilder wesentlich kleiner.

Man hat endlich noch diese Gattung von Objektiven vielfach und mit Erfolg zum Aufsuchen kleiner Planeten und zur Photographie von Meteoren benutzt, da sie eben ein so großes Bildfeld haben und damit die Wahrscheinlichkeit, einen dieser Körper zu photographieren, eine ziemlich große wird. Da es von Interesse ist, die Art und Weise dieses Aufsuchens der kleinen Planeten kennen zu lernen und diese Arbeit auch ohne große instrumentelle Mittel von Liebhabern der Astronomie unternommen werden kann, soll in Kürze Näheres darüber gesagt werden. An einem kleinen, parallaktisch montierten, mit Uhrwerk versehenen Refraktor

*Hoff. von K.
Garran.*

befestigt man zwei stabile photographische Kammern, welche mit je einem der oben erwähnten Objektive versehen sind. Man richtet nun das Fernrohr auf einen hellen Stern der Gegend, die man auf das Vorhandensein kleiner Planeten durchmustern will, und belichtet gleichzeitig zwei Platten mehrere Stunden lang, indem man andauernd sorgfältig den hellen Stern auf dem Fadenkreuze des Fernrohres hält. Ist nun ein kleiner Planet in dieser Gegend vorhanden gewesen, so sieht man nach dem Entwickeln der Platte außer den zahlreichen, völlig runden Sternscheibchen eine kurze längliche oder linienartige Spur, die der betreffende Planet infolge seiner Bewegung während der mehrstündigen Belichtung gezogen hat, und zeigen beide Platten dieselbe Erscheinung, so kann man sicher sein, daß diese kurze Linie kein Plattenfehler ist, sondern eine Planetenspur. Bestimmt man dann angenähert den Ort des Planeten mit Hilfe bekannter benachbarter Sterne auf der Platte, so kann man durch Vergleichen dieser Position mit den in den Ephemeriden angegebenen Positionen der kleinen Planeten konstatieren, ob der Planet zu den bereits bekannten gehört oder nicht. Es ist offenbar, daß das Aufsuchen kleiner Planeten, das früher recht mühevoll war und eine große Kenntnis des Fixsternhimmels erforderte, durch Einführung der Photographie wesentlich erleichtert und eine fast rein mechanische Aufgabe geworden ist. Daher kann es nicht Wunder nehmen, daß die Zahl photographisch entdeckter kleiner Planeten bereits eine sehr erhebliche ist.

Außer den beiden bisher besprochenen Gattungen photographischer Instrumente benutzt man neuerdings mit schönem Erfolge Spiegelteleskope mit großem Öffnungsverhältnis (1 : 5) zur Aufnahme der lichtschwächsten Objekte des Himmels, besonders der schwachen Nebel und Sternhaufen. Der Spiegel hat die Eigenschaft absolut vollkommener Achromasie, außerdem aber absorbiert er nicht, wie die Objektive, die ultravioletten Lichtstrahlen; es ist daher die Lichtstärke dieses Instruments — gute Ausführung natürlich vorausgesetzt — eine sehr hohe und die der Objektive übertreffende. In der Tat sind die Resultate, die in letzter Zeit besonders mit den Spiegelteleskopen des Lick- und des Yerkesobservatoriums erhalten worden sind, und die später in dem Kapitel über die Nebel noch eine Würdigung finden werden, bewundernswert. Leider ist der Anwendung des Spiegels dadurch eine Grenze gesetzt, daß er infolge eines sehr kleinen Bildfeldes es nicht gestattet, Objekte von einigermaßen großer Ausdehnung aufzunehmen.

Wir müssen zum Schlusse noch einer Anwendung der Photographie gedenken, die geradezu epochemachende Fortschritte in der Astrophysik herbeigeführt hat, nämlich der Anwendung auf die Spektroskopie und insbesondere auf die Astrospektroskopie. Hier hat die photographische

*Spiegelteleskope
zur Aufnahme der
Nebel.*

*Nymphae Spectra
von Lyell
Licht verfahren
bar.*

Platte nicht nur die ultravioletten, dem Auge unzugänglichen Spektralgebiete der Beobachtung erschlossen, sondern sie hat auch eine eigentliche Astrospektroskopie überhaupt erst möglich gemacht. Das Licht auch der hellsten Sterne hat nämlich eine so geringe Intensität, daß in den Sternspektren direkt nur das größte Detail erkannt und gemessen werden kann. Die photographische Platte dagegen mit ihrer Fähigkeit, schwache Lichteindrücke, wenn sie nur genügend lange einwirken, zu summieren, macht selbst die Spektren schwacher Sterne der Beobachtung völlig zugänglich, so daß ihr Charakter studiert und die Lage der Spektrallinien infolge der Anwendbarkeit starker Zerstreungen äußerst genau bestimmt werden kann.

Die zur Spektrographie nötigen Instrumente haben wir bereits kennen gelernt, und den auf diesem Wege erhaltenen Resultaten werden wir an den verschiedensten Stellen noch begegnen. Es erübrigt daher hier nur noch, einen Apparat kurz zu beschreiben, der zur Abbildung der Sonne in monochromatischem Lichte dient.

Auf Seite 244 ist auseinandergesetzt worden, wie die Protuberanzen im Lichte einer einzelnen Spektrallinie beobachtet werden können. Es lag nun nahe, zu versuchen, das gleiche Verfahren auch mit Anwendung der Photographie zu verwerthen und sich dabei nicht nur auf die Abbildung einzelner Protuberanzen zu beschränken, sondern das Verfahren dahin zu erweitern, daß man sämtliche Protuberanzen am Sonnenrande auf einem einzigen Bilde vereint erhielt. Nach zahlreichen vergeblichen Versuchen verschiedener Forscher gelang es endlich Hale in Chicago, und nahezu gleichzeitig Deslandres in Meudon, die Aufgabe zu lösen, und zwar in einer Weise, welche weit über das anfänglich gesteckte, oben angegebene Ziel hinausging und Resultate gezeitigt hat, welche für die Physik der Sonne von hoher Bedeutung sind. Hale hat dem *Spektroheliographen*, wie er den von ihm konstruierten Apparat nannte, sehr verschiedene Formen gegeben. Eine der einfachsten, welche sich auch bei mehrjährigen Beobachtungen in Potsdam durchaus bewährt hat, ist die folgende. Ein zusammengesetztes Spektroskop, dessen Kollimator und Kamerarohr einander parallel sind, ist an einem Refraktor so befestigt, daß sich der Spalt des Kollimators in der Brennebene des Refraktors befindet. Richtet man den Refraktor auf die Sonne, so erhält man in der Brennebene des Kamerarohres ein Spektrum derselben. Aus diesem Spektrum wird nun durch einen in der Brennebene der Kamera angebrachten zweiten Spalt ein ganz schmaler Teil herausgeblendet, welcher nicht breiter sein darf, als die Fraunhofersche Linie, in deren Licht die Aufnahme erfolgen soll. Am besten eignet sich hierfür nach Hales Untersuchungen die dem Spektrum des Calciumdampfes angehörende Linie *K*. Da diese

Linie, wie alle Fraunhoferschen Linien, im gewöhnlichen Sonnenspektrum dunkel erscheint, so würde bei dieser Einrichtung in dem zweiten Spalte für gewöhnlich überhaupt nichts zu sehen sein. Fällt aber auf den Spalt des Kollimators Licht von einem Objekt, in dem die Calciumlinie hell auftritt, wie dies z. B. bei den Protuberanzen der Fall ist, so wird man auch in dem zweiten Spalte eine helle Linie erblicken, und wenn sich unmittelbar hinter demselben eine photographische Platte befindet, so wird auf ihr ein Bild der hellen Linie entstehen. Erteilt man nun, während der Refraktor der täglichen Bewegung der Sonne folgt, mit Hilfe geeigneter Vorkehrungen dem ganzen Spektralapparate eine langsame Bewegung senkrecht zur Richtung der optischen Achse des Fernrohrs, so wird der erste Spalt nach und nach über die ganze Sonnenscheibe hinweggeführt, und auf der hinter dem zweiten Spalte befindlichen photographischen Platte, welche an dieser Bewegung nicht teilnimmt, bilden sich der Reihe nach alle diejenigen Teile des Sonnenbildes oder seiner Umgebung ab, in denen die Linie *K* hell erscheint. Da der zweite Spalt in der Praxis doch nie so eng gemacht werden kann, daß er wirklich durch das Bild der Linie *K* ganz ausgefüllt wird, so fällt nebenher immer noch etwas Licht von dem kontinuierlichen Spektrum auf die Platte, so daß man auch eine Abbildung der Sonnenscheibe selbst erhält. Mit Hilfe dieses Verfahrens ist es also in der Tat möglich, sämtliche Protuberanzen der Sonne jederzeit auf einem einzigen Bilde darzustellen. Bedeutend wichtiger aber ist es noch, daß der Apparat es auch ermöglicht, die Sonnenfackeln und ähnliche Gebilde ebenfalls photographisch zu fixieren und über die ganze Sonnenscheibe zu verfolgen, während man früher die Fackeln, optisch sowohl als photographisch, nur beobachten konnte, solange sie sich in der Nähe des Sonnenrandes befanden; sobald sie sich aber mehr der Mitte näherten, verschwanden sie in dem intensiven Lichte der Photosphäre.

Von den schönen Resultaten, die der Spektroheliograph bisher bereits geliefert hat, werden wir im nächsten Kapitel zu berichten haben.

Dritter Teil.

Das Sonnensystem.

Kapitel I.

Allgemeine Beschaffenheit des Sonnensystems.

In den vorangehenden Teilen haben wir die Entwicklung unserer Vorstellungen über die Vorgänge und Gesetze, die sich am Himmel und speziell im Sonnensystem offenbaren, zu schildern versucht; wir haben ferner die Methoden und Instrumente beschrieben, die der Astronom zur Messung am Himmel und zur Untersuchung zölestischer Erscheinungen gebraucht, und müssen nun im einzelnen die Körper betrachten, welche das Universum bilden, und uns ferner bemühen, auf Grund der Tatsachen der Beobachtung und ihrer unabweisbaren Folgerungen zu Schlüssen über Beschaffenheit und Bau des Weltganzen zu gelangen. Naturgemäß beginnen wir dabei mit einer allgemeinen Beschreibung des Sonnensystems, zu welchem unsere Erde gehört.

Wie wir sahen, haben Kopernikus, Kepler und Newton gezeigt, daß das Sonnensystem im wesentlichen aus der Sonne, als mächtigem Zentralkörper, und einer Anzahl von Planeten besteht, die in Ellipsen die Sonne umkreisen, das Ganze zusammengehalten durch das Band der allgemeinen Anziehung. Die neuere Wissenschaft hat eine große Zahl von Körpern hinzugefügt und das System zu einem viel verwickelteren gemacht, als selbst Newton es vermutete. So weit wir jetzt wissen, können die Körper dieses Systems folgendermaßen klassifiziert werden:

1. Die Sonne, der große Zentralkörper.
2. Die acht großen Planeten Merkur, Venus, Erde, Mars, Jupiter, Saturn, Uranus, Neptun.
3. Ein Schwarm von kleinen Planeten oder Asteroiden, fast alle zwischen den Bahnen des Mars und des Jupiter gelegen.
4. Eine Anzahl von Planetentrabanten.

*Körper des
Sonnensystems.*

5. Eine unbekannte Zahl von Kometen und Meteoriten, die in sehr exzentrischen Bahnen laufen und ursprünglich vielleicht nicht zum Sonnensystem gehört haben.

Der Unterschied in Größe, Masse und Entfernung, selbst unter den großen Planeten, ist enorm. Neptun ist 80mal so weit von der Sonne entfernt als Merkur, und Jupiter ist mehrere tausendmal so schwer als letzterer. Man kann daher eine Darstellung des ganzen Systems, die in den Rahmen dieses Buches paßte, nicht wohl in demselben Maßstabe entwerfen. Wäre z. B. die Bahn des Merkur mit einem Durchmesser von 1 cm gezeichnet, so würde die des Neptun 80 cm Durchmesser haben müssen (vgl. auch die Figg. 109 und 110).

Mit Ausnahme von Neptun schreiten die Entfernungen der acht großen Planeten von der Sonne in leidlich regelmäßiger Progression fort, und die Gruppe der kleinen Planeten nimmt dabei die Stelle eines einzelnen Planeten ein. Diese Progression ist unter dem Namen des *Titiuschen Gesetzes* oder der *Bodeschen Reihe**) bekannt und wird in der Weise erhalten, daß man zu der Reihe der Zahlen 0, 3, 6, 12, 24, 48 usw., von denen (mit Ausnahme der zweiten) jede das Doppelte der vorhergehenden ist, 4 addiert. Im folgenden ist die auf diese Weise gebildete neue Reihe mit den wirklichen Entfernungen zusammengestellt und dabei die Erdentfernung gleich 10 gesetzt.

Planet	Reihe	Wirkl. Entfernung	Unterschied
Merkur	$0 + 4 = 4$	3.9	0.1
Venus	$3 + 4 = 7$	7.2	0.2
Erde	$6 + 4 = 10$	10.0	0.0
Mars	$12 + 4 = 16$	15.2	0.8
Kleine Planeten	$24 + 4 = 28$	15—43	—
Jupiter	$48 + 4 = 52$	52.0	0.0
Saturn	$96 + 4 = 100$	95.4	4.6
Uranus	$192 + 4 = 196$	191.8	4.2
Neptun	$384 + 4 = 388$	300.5	87.5

Man sieht, daß vor der Entdeckung des Neptun die Übereinstimmung eine so nahe war, daß die Annahme eines wirklichen Gesetzes der Entfernungen wohl berechtigt erschien. Aber die Entdeckung dieses Planeten vernichtete die vermutete Gesetzmäßigkeit vollständig, und wir haben jetzt durchaus keinen Grund, zu glauben, die Verhältnisse im Sonnensystem seien der ziffermäßige Ausdruck irgend eines einfachen und genauen Gesetzes. Von Zeit zu Zeit beschäftigen sich zwar immer wieder speku-

*) Von dem Wittenberger Professor Titius (1766) aufgestellt, durch Bode aber erst später allgemeiner bekannt geworden.

*Größe & Ab-
stand.
Titius' Gesetz.
Bode's Gesetz
zu Grunde.*

lative Geister damit, numerische Beziehungen zwischen Distanzen, Massen, Umlaufzeiten usw. der Planeten auszugrübeln, und das wird wahrscheinlich auch fernerhin so bleiben, denn die Zahl solcher Beziehungen, die sich durch gewisse Zahlenfolgen ausdrücken lassen, ist eine sehr große; doch beweist dies keineswegs, daß dabei irgend ein Naturgesetz wirksam sein muß. Nehmen wir 40 oder 50 Zahlen irgend welcher Art, z. B. die Jahre, in welchen einige wenige Personen geboren sind; ihr Alter in Jahren, Monaten und Tagen bei einem besonderen Ereignis ihres Lebens; die Nummern der Häuser, in denen sie wohnen, usw., so werden wir ebenso viele eigentümliche Beziehungen zwischen diesen Zahlen auffinden können, als zwischen jenen des Planetensystems gefunden wurden. Niemand wird aber behaupten wollen, daß solche Verhältnisse in irgend einem tieferen gesetzmäßigen Zusammenhange ständen. Sie bleiben Spiele der Phantasie und Kombinationssucht.

Die große Verschiedenheit in Größe (siehe Fig. 108) und Masse der Planeten und ihre relative Kleinheit gegenüber der Sonne wird offenbar, wenn man die Sonne und die acht großen Planeten betrachtet. Die Masse eines jeden dieser neun Körper übertrifft nämlich die vereinigte Masse aller, die kleiner als er selbst sind; ein Satz, der jedoch nicht mit völliger Gewißheit ausgesprochen werden kann, da die Massen einiger der Planeten noch nicht mit hinreichender Sicherheit bekannt sind. Teilen wir die Sonnenmasse in tausend Millionen gleicher Teile, deren einer die Einheit des Gewichtes darstelle, dann wird, nach den besten bisherigen Bestimmungen, die Masse eines jeden der Planeten durch die Zahlen der folgenden Zusammenstellung gegeben, welche zugleich die eben erwähnte Tatsache sichtbar macht. Die Planeten sind dabei ihren Massen entsprechend geordnet.

Masse des Merkur	167
Masse des Mars	323
Vereinigte Masse von Merkur und Mars. . .	490
Masse der Venus	2451
Vereinigte Masse von Merkur, Mars, Venus	2941
Masse der Erde	2999
Vereinigte Masse der vier Planeten . . .	5940
Masse des Uranus	43730
Vereinigte Masse der fünf Planeten . . .	49670
Masse des Neptun	51780
Vereinigte Masse der sechs Planeten . . .	101450
Masse des Saturn	285580
Vereinigte Masse der sieben Planeten . .	387030

Größe 8
Masse 21

Masse des Jupiter	954785
Vereinigte Masse aller Planeten	1341815
Masse der Sonne	1000000000

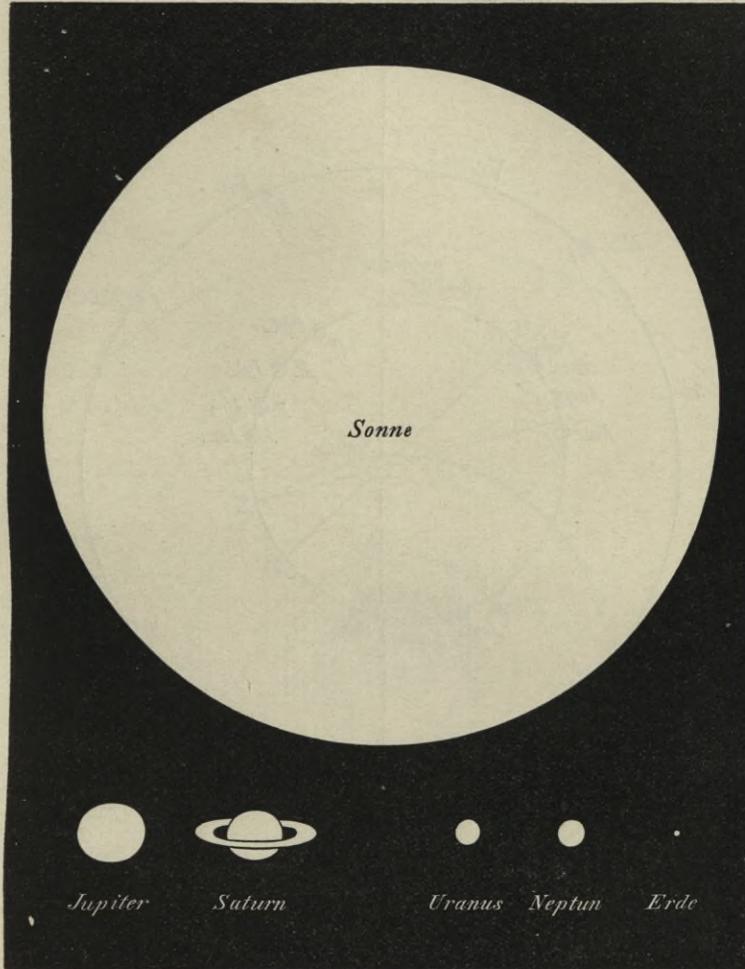


Fig. 108. Größenverhältnisse im Sonnensystem.

Man sieht, daß die kombinierten Massen aller Planeten weniger als $\frac{1}{700}$ der Sonnenmasse betragen, daß Jupiter etwa $2\frac{1}{2}$ mal so schwer ist als die anderen sieben Planeten zusammen, Saturn fast dreimal so schwer als die sechs kleineren usw.

Die scheinbaren Bewegungen der Planeten wurden im 1. Kapitel dieses Buches beschrieben, und im 2. Kapitel wurde dann gezeigt, wie diese

*Alle Plan. j. 1/700
von d. Sonne
j. 2 1/2 mal so sch.*

Lafum.

scheinbaren Bewegungen aus den wirklichen, von Kopernikus zuerst erkannten, folgen. Die Planeten, deren Bahnen innerhalb der Erdbahn liegen, und die daher auch innere Planeten genannt werden, Venus und Merkur, halten sich, wie eine leichte Überlegung zeigt, immer in der

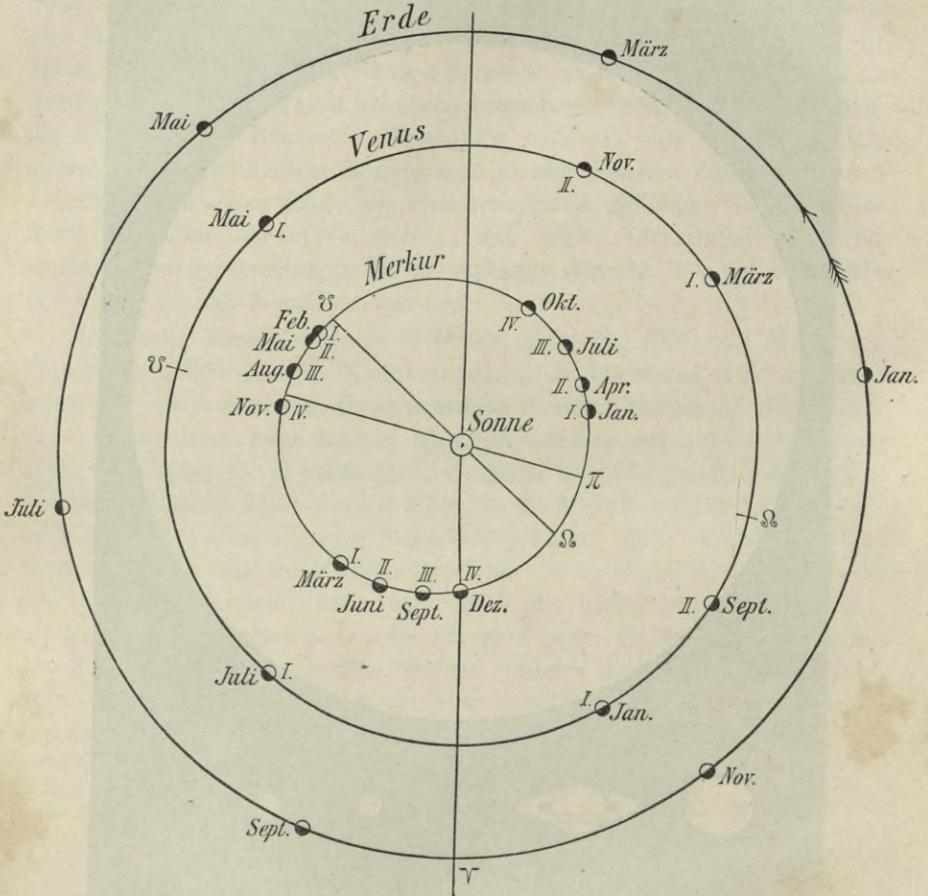


Fig. 109. Bahnen von Erde, Venus und Merkur.

Stellungen für die Monatsanfänge 1905. ∇ Richtung des Frühlingspunktes. π Perihel der Merkursbahn. Ω , \emptyset Knoten.

a. J. J. J.

Nähe der Sonne und können nicht wie die äußeren Planeten der Sonne gegenüber treten oder in den späteren Nachtstunden sichtbar werden (siehe Fig. 109). Stehen sie in der Richtungslinie von der Erde nach der Sonne, so heißt es, sie sind in *Konjunktion* (\odot), und zwar in *oberer*, wenn die Sonne zwischen Erde und Planet liegt, in *unterer*, wenn letzterer zwischen Erde und Sonne steht. In der oberen Konjunktion kehren sie

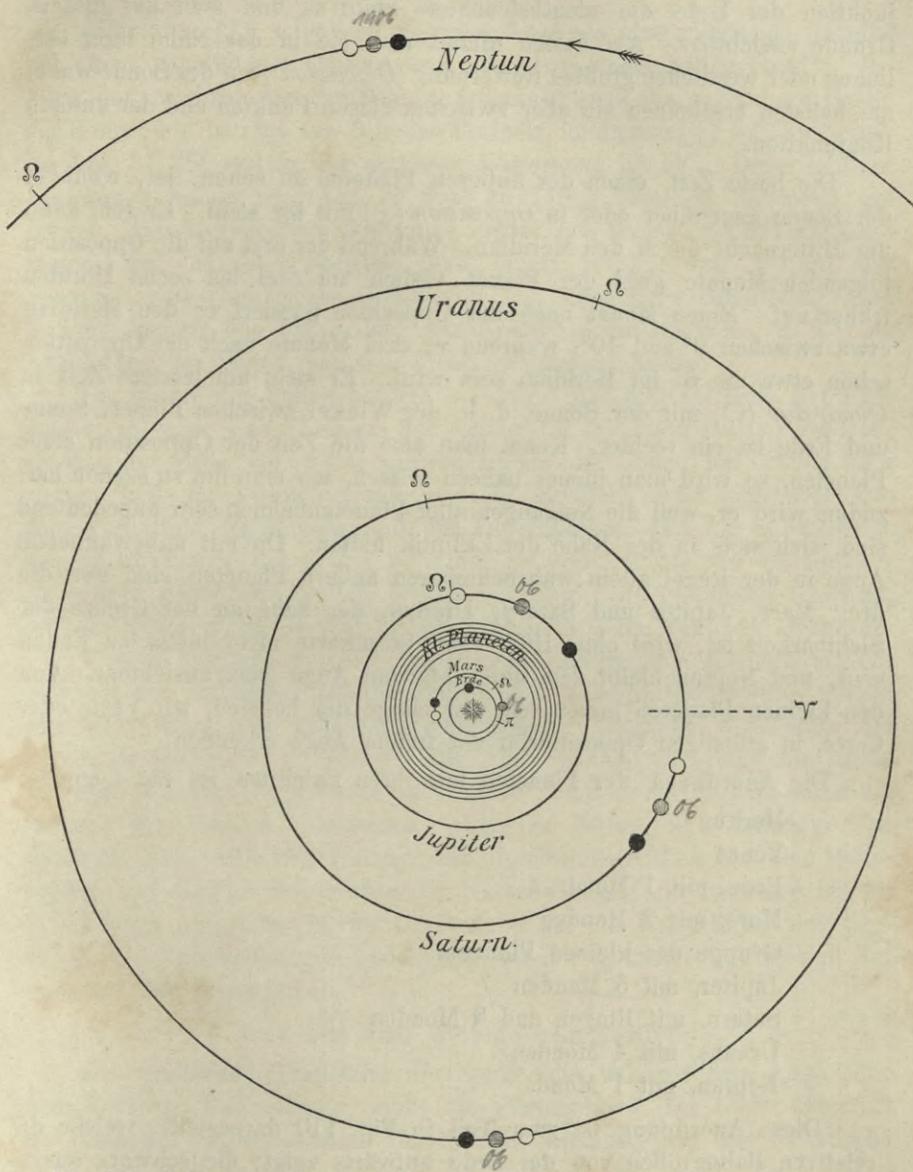


Fig. 110. Bahnen der Erde, des Mars, der Planetoiden, des Jupiter, Saturn, Uranus und Neptun.

uns zwar die vollbeleuchtete Seite zu, sind aber wegen zu großer Nähe der Sonne nicht sichtbar; andererseits wenden sie in der unteren Konjunktion der Erde die nichtbeleuchtete Seite zu und sind aus diesem Grunde unsichtbar. Am besten nimmt man sie in der Nähe ihrer östlichen oder westlichen größten Entfernung (*Digression*) von der Sonne wahr; am hellsten erscheinen sie aber zwischen diesen Punkten und der unteren Konjunktion.

b. äußern
Die beste Zeit, einen der äußeren Planeten zu sehen, ist, wenn er der Sonne gegenüber oder in *Opposition* (\oslash) mit ihr steht. Er geht dann um Mitternacht durch den Meridian. Während der drei auf die Opposition folgenden Monate geht der Planet täglich um drei bis sechs Minuten früher auf. Einen Monat nach der Opposition passiert er den Meridian etwa zwischen 9^h und 10^h , während er drei Monate nach der Opposition schon etwa um 6^h im Meridian sein wird. Er steht um letztere Zeit in *Quadratur* (\square) mit der Sonne, d. h. der Winkel zwischen Planet, Sonne und Erde ist ein rechter. Kennt man also die Zeit der Opposition eines Planeten, so wird man immer nahezu wissen, wo man ihn zu suchen hat; zudem wird er, weil die Neigungen aller Planetenbahnen sehr unbedeutend sind, sich stets in der Nähe der Ekliptik halten. Die mit unbewaffnetem Auge in der Regel allein wahrnehmbaren äußeren Planeten sind nur die drei: Mars, Jupiter und Saturn; Uranus, der nahe an der Grenze der Sichtbarkeit ist, wird ohne Hilfe einer Sternkarte nicht leicht zu finden sein, und Neptun bleibt dem unbewaffneten Auge ganz unsichtbar. Von den kleinen Planeten lassen sich nur einige der hellsten, wie Vesta oder Ceres, in günstigen Oppositionen mit freiem Auge erkennen.

Die Anordnung der Planeten mit ihren Satelliten ist die folgende:

Merkur

Venus

Erde, mit 1 Mond

Mars, mit 2 Monden

Gruppe der kleinen Planeten

Jupiter, mit 5 Monden 7

Saturn, mit Ringen und 9 Monden 10

Uranus, mit 4 Monden

Neptun, mit 1 Mond.

10. 724
Diese Anordnung ist zum Teil in Fig. 110 dargestellt, welche die relativen Bahngrößen von der Erde aufwärts zeigt; die schwarz ausgefüllten Ringe bezeichnen die Stellungen der Planeten am 1. Januar 1905, die schraffierten Anfang 1906 und die leeren 1907. Der Maßstab ist $\frac{1}{17}$ von dem der Fig. 109.

Kapitel II.

Die Sonne.

Die Sonne (\odot) zeigt sich unserem Auge als eine glänzende Scheibe mit einem scheinbaren Durchmesser von etwa einem halben Grad*). Infolge der wechselnden Entfernung schwankt auch die scheinbare Größe der Sonne; sie beträgt zur Zeit des Perihels, im Januar, $32' 32''$, im Aphel, im Juli, $31' 28''$ und in der mittleren Entfernung $31' 59''$. Diese mittlere Entfernung haben wir oben (S. 204) zu $149\frac{1}{2}$ Millionen Kilometer gefunden. Der Durchmesser der Sonne ergibt sich daher zu 1391000 Kilometer, und es folgt zugleich, daß einem Winkel von $1''$ auf der Sonnenscheibe eine lineare Größe von 725 Kilometern entspricht. Eine Verschiedenheit des Polar- und des Äquatorialdurchmessers, d. h. eine Abplattung der Sonne, hat sich nicht nachweisen lassen.

Die Masse der Sonne beträgt (s. S. 272) das $330\,000$ fache der Erdmasse; da aber das Volumen der Sonne 1.3 Millionen mal so groß ist, als das der Erde, so ist die mittlere Dichte der Sonne nur gleich dem vierten Teil der Erddichte oder $= 1.4$. Endlich ergibt sich noch aus dem Verhältnis der Massen und der Durchmesser, daß die Schwerkraft an der Oberfläche der Sonne $27\frac{1}{2}$ mal so groß ist als am Erdäquator. Es würde daher ein Pendel, welches auf der Erde Sekunden schwingt, auf der Sonne mehr als fünf Schwingungen in einer Sekunde ausführen.

Unsere Kenntnis von der Natur dieses leuchtenden Körpers beginnt erst mit der Erfindung des Fernrohres, da es begreiflicher Weise vorher unmöglich war, sich irgend eine einigermaßen deutliche Vorstellung von seiner Beschaffenheit zu bilden. Die Alten hielten allerdings die Sonne für eine mächtige Feuerkugel und kamen damit der Wahrheit näher als manche der neueren Astronomen; allein es fehlte ihren Meinungen so durchaus jede reelle Begründung, daß dieselben eigentlich nur dem Philosophen und Geschichtsschreiber der Naturforschung ein Interesse bieten. Wir können uns daher in der Darstellung auf die Betrachtung der teleskopischen Untersuchungen und Ergebnisse der späteren und speziell der neuesten Zeit beschränken.

1. Licht und Wärme der Sonne.

Die leuchtende Oberfläche der Sonne, die wir mit dem Auge oder dem Fernrohr wahrnehmen, heißt die *Photosphäre*. Ihr Licht übertrifft an Intensität jedes künstlich darstellbare weitaus, und das elektrische

*) Die genauen Zahlenangaben aller Elemente des Sonnensystems finden sich im Anhang noch einmal zusammengestellt. Den dort wie hier im Text angegebenen linearen Größen liegt die Sonnenparallaxe $8''.80$ oder die ihr entsprechende Entfernung 149.5 Millionen Kilometer zugrunde.

Größe.

$32' 32''$
 $31' 28''$

$149\frac{1}{2}$ M. km

Paral. 8,8

Masse 330000 f.

Dichte 1,4

Reibung 27 1/2 f.

Kohlenlicht ist das einzige, welches mit der unbewölkten Sonne vergleichbar ist. Noch viel größer aber erscheint ihre Helligkeit im Vergleiche zu der des Mondes oder der hellsten Fixsterne. Nach den besten bisher ausgeführten photometrischen Bestimmungen leuchtet die Sonne etwa 570 000 mal so hell als der Vollmond, beinahe 4000 Millionen mal so hell als Jupiter und fast 50 000 Millionen mal so hell als der Stern 1. Größe Capella.

Prüfen wir die Sonne sorgfältig unter Benutzung eines sehr dunklen Glases, so finden wir, daß sie am hellsten im Mittelpunkte ist und nach allen Seiten gleichmäßig bis zum Rande an Helligkeit abnimmt. Genaue Vergleichen der Intensität der Strahlung an verschiedenen Stellen der Oberfläche zeigen, daß diese Abnahme nach dem Rande zu für Wärme-, Licht- und chemische Strahlen in gleicher Weise, wenn auch nicht in gleichem Verhältnisse, stattfindet. Die besten Messungen der Wärmestrahlen, zu deren Ausführung man sich einer Thermosäule oder eines Bolometers bedient, rühren von Secchi, Langley, Vogel und Frost her. Secchis Vermutung, daß die äquatorialen Gegenden der Sonne heißer seien als die polaren, ist durch die neueren Beobachtungen nicht bestätigt worden. Auch die aus meteorologischen Daten abgeleitete Annahme d'Arrests und Buijs-Ballots, die verschiedenen Meridiane der Sonne strahlten ungleich Wärme aus, erscheint sehr unwahrscheinlich; immerhin ist bemerkenswert, daß Buijs-Ballot hierdurch eine Rotationszeit der Sonne fand (25.7 Tage), die mit der aus den Fleckenbeobachtungen sich durchschnittlich ergebenden recht gut übereinstimmt.

Über die Lichtstrahlen hat besonders Vogel eingehende Untersuchungen mit Hilfe eines Spektralphotometers*) angestellt.

In nachstehender Tabelle finden sich die Resultate der Messungen. Der Abstand vom Mittelpunkte ist in Teilen des gleich 1 genommenen Halbmessers der Sonne, die Intensität der Strahlung im Mittelpunkte gleich 100 angesetzt.

Man sieht, daß in der Nähe des Randes die violetten Strahlen am meisten abnehmen, die roten weniger und die Wärmestrahlen am wenigsten. Annähernd gibt jede Quadratminute nahe dem Rande etwa $\frac{2}{5}$ soviel Wärme als am Mittelpunkte, ungefähr $\frac{1}{3}$ soviel rotes Licht, $\frac{1}{6}$ soviel grünes und $\frac{1}{8}$ soviel violettes Licht. Über die Ursache dieser Abnahmen ist man nicht im Zweifel; sie liegt in der Absorption der

*) Das *Spektralphotometer* ist ein zusammengesetzter Spektralapparat, in welchem über das Spektrum der zu untersuchenden Lichtquelle das Spektrum einer zweiten Lichtquelle gelagert werden kann, dessen Intensität sich meßbar verändern läßt. Hierdurch wird es ermöglicht, die relative Helligkeit einzelner Teile des zu untersuchenden Spektrums zu bestimmen.

Intensität der
Lichtstrahlung
& Wärme.

Rotation 25.7 Tage

Abnahme der
Absorption

Entfernung vom Zentrum	Wärmestrahlen	Lichtstrahlen		
		Rot	Grün	Violett
0.00 <i>Luft</i>	100	100	100	100
0.20	99	99	99	98
0.40	97	98	94	93
0.60	92	95	86	82
0.70	87	91	80	74
0.80	81	84	71	64
0.90	70	71	57	48
0.95	62	58	44	35
1.00	(40)	30	16	13

Strahlen durch die Atmosphäre der Sonne, welche durch andere Beobachtungen nachgewiesen ist. Ähnlich wie die Lichtstrahlen beim Durchgange durch die Erdatmosphäre, haben auch die Strahlen, die von der Sonnenphotosphäre in tangentialer Richtung, vom Rande, ausgehen, eine größere Schicht der die Sonne umgebenden Atmosphäre zu durchsetzen, als die radial vom Mittelpunkte ausgehenden. Die für die einzelnen Strahlengattungen verschiedenen Absorptionsmengen entsprechen genau dieser Voraussetzung, da es bekannt ist, daß die brechbarsten oder chemisch wirksamsten Strahlen am meisten, die Wärmestrahlen am wenigsten durch Gase oder Dämpfe absorbiert werden.

Hieraus folgt, daß wir nur einen Teil der von der Sonne wirklich ausgestrahlten Licht- und Wärmemenge empfangen, und daß sie ohne Atmosphäre viel heißer, viel heller und weißer an Farbe sein würde, als sie in der Tat ist. Der Totalbetrag der Absorption ist sehr verschieden geschätzt worden; Laplace schätzte ihn auf volle elf Zwölftel, Secchi auf neun Zehntel des Gesamtbetrages. Vogel hat berechnet, daß die Sonne ohne Atmosphäre für violettes Licht 3mal, für rotes Licht 1.5mal so hell erscheinen müßte, und es ist anzunehmen, daß diese niedrigeren Werte der Wahrheit sehr nahe kommen werden; die Sonne würde also, wenn sie keine Atmosphäre besäße, etwa doppelt so hell und heiß erscheinen, als sie jetzt wirklich ist.

Eine wichtige physikalische und astronomische Aufgabe besteht darin, den Totalbetrag der Wärme zu messen, der von der Sonne im Laufe einer bestimmten Zeit, z. B. in einem Tage oder einem Jahre, ausgestrahlt wird. Diese Aufgabe ist zwar vollständig bestimmt, bietet aber zwei Schwierigkeiten. Die eine liegt in der Unterscheidung der Wärme, welche von der Sonne selbst kommt, von der, welche von der Atmosphäre der Sonne und den sie umgebenden Objekten herrührt; die andere besteht in der Berücksichtigung der Absorption der Sonnenwärme durch unsere Atmosphäre, welche ermittelt werden muß, um die Gesamtmenge bestimmen

Messung d. ausgestrahlten Wärme

zu können. Die ersten erfolgreichen zu diesem Zwecke mittels eines Pyrheliometers angestellten Versuche rühren von Pouillet und John Herschel her. Die Resultate des ersteren können wir so ausdrücken, daß im Laufe von 24 Stunden eine Eisschicht von 37 cm Dicke schmelzen würde, wenn die Sonnenstrahlen senkrecht darauf fielen, keine Absorption in der Erdatmosphäre und vollständige Absorption durch das Eis stattfände. Da die Sonne einen Teil der Zeit unter dem Horizont ist, und, wenn darüber, nur auf einen Punkt der Erde senkrecht strahlt, so würde die durchschnittlich an der ganzen Erdoberfläche geschmolzene Eisschicht nur einen Bruchteil der genannten Quantität betragen, nämlich 9.2 cm im Tage oder etwa 33 m im Jahre.

Gewöhnlich wird aber die von der Sonne ausgestrahlte Wärme in einem anderen Maße angegeben, den sogenannten Kalorien oder Wärmeeinheiten. Man versteht dabei unter einer Kalorie diejenige Wärmemenge, welche die Temperatur eines Gramms Wasser um 1° C erhöht. Die Anzahl der Kalorien, welche bei senkrecht auffallenden Sonnenstrahlen ein Quadratcentimeter der Erdoberfläche in einer Minute empfangen würde, wenn keine Absorption in der Erdatmosphäre stattfände, nennt man die Solarkonstante. Aus den Pouillet'schen Beobachtungen folgte dieselbe zu 1.8. Neuere, mit verbesserten Instrumenten (Pyrheliometer, Bolometer) ausgeführte Beobachtungen haben gezeigt, daß das Pouillet'sche Resultat zu klein ist; sie haben im Mittel für die Solarkonstante den Wert 2.5 ergeben.

Man hat versucht, die Temperatur der Sonne aus der Gesamtmenge der Wärme, welche sie ausstrahlt, zu bestimmen, ist dabei aber auf große und bisher durchaus unüberwindliche Schwierigkeiten gestoßen. Zunächst leuchtet ein, daß man von einer bestimmten Temperatur der Sonne überhaupt nicht sprechen kann, da dieselbe in den verschiedenen Schichten des Sonnenkörpers, sowie auch in den einzelnen Teilen der Photosphäre, z. B. in den Flecken und Fackeln, enorme Unterschiede aufweisen wird. Aber auch wenn man von diesen Ungleichheiten absieht, könnte man aus Strahlungsbeobachtungen nur dann auf die wirkliche Temperatur der Sonne schließen, wenn das Strahlungsvermögen der Sonnenphotosphäre bekannt wäre. Da wir uns aber darüber vollkommen in Unkenntnis befinden, so müssen wir uns mit dem Versuche begnügen, die sogenannte effektive Temperatur der Sonne zu ermitteln, d. h. diejenige Temperatur, welche ein Körper von bekanntem Strahlungsvermögen*) und von derselben scheinbaren Größe wie die Sonne besitzen müßte, um dieselbe

*) Als Maß dient das Strahlungsvermögen eines absolut schwarzen Körpers, d. h. eines Körpers, welcher alle auf ihn fallenden Strahlen absorbiert.

Pouillet

Solarkonstante
1,8 Kal
2,5

Temperatur
der Sonne
Körper
von
bekanntem
Strahlungsvermögen

Wärme auszustrahlen, wie die Sonne. Aber nicht einmal in dieser eingeschränkten Fassung läßt sich eine befriedigende Lösung des Problems finden, da wir die Beziehung nicht anzugeben vermögen, welche bei den auf der Sonne herrschenden hohen Temperaturen zwischen der Strahlung eines Körpers und seiner Temperatur besteht. Je nach der Annahme, welche man hierüber macht, erhält man für die Temperatur der Sonne ganz verschiedene Werte. So fand Secchi unter der Voraussetzung, daß die Strahlung der Temperatur proportional sei, für die letztere mehrere Millionen Grad, und zu einem ähnlichen Resultate gelangte, auf etwas abweichendem Wege, der Schwede Eriksson. Dagegen fanden französische Physiker, hauptsächlich Violle, unter Zugrundelegung eines von Dulong und Petit experimentell abgeleiteten Gesetzes, daß die Temperatur der Sonne 2000°C wenig übersteige, die höchsten irdischen Temperaturen also noch nicht erreiche. Rosetti in Padua leitete auf Grund eines von ihm aufgestellten Strahlungsgesetzes den Wert 10000°C ab, Paschen unter der Annahme, daß die Sonne das gleiche Emissionsvermögen besitze wie Platin, den Wert 5000°C .

Von allen bisher aufgestellten Strahlungsgesetzen ist das Stefansche am sichersten begründet, und es ist auch gelungen, experimentell seine Gültigkeit für sehr große Temperaturintervalle nachzuweisen. Dieses Gesetz sagt aus, daß die von einem Körper ausgestrahlte Wärmemenge der vierten Potenz seiner absoluten Temperatur proportional ist. Unter Zugrundelegung dieses Gesetzes und der neuesten Bestimmungen der Solarkonstante (2.5) findet man die effektive Temperatur der Sonne = ca. 6000°C , ein Wert, der sich auf etwa 6600°C erhöht, wenn man die Absorption in der Sonnenatmosphäre berücksichtigt, was allerdings nur schätzungsweise und mit sehr geringer Sicherheit geschehen kann.

Erwähnenswert ist noch, daß durch eine Unsicherheit in dem Werte der Solarkonstante die daraus berechnete Sonnentemperatur nur in geringem Grade beeinflußt wird. Setzt man z. B. die Konstante = 5.0, so ergibt sich die Temperatur zu 7100°C , und der exorbitante und durchaus unmögliche Wert 10.0 würde erst zu einer Temperatur von 8500°C führen.

Noch auf einem anderen Wege ist man zu einer anscheinend ziemlich sicheren Bestimmung der effektiven Sonnentemperatur gekommen. Nach dem sogenannten Wienschen Verschiebungsgesetze ist nämlich in dem Emissionsspektrum eines absolut schwarzen Körpers das Produkt aus der absoluten Temperatur und der Wellenlänge des Intensitätsmaximums eine Konstante. Diese Konstante ist auf experimentellem Wege ermittelt worden, und man findet daraus, wenn man die Wellenlänge des Intensitätsmaximums im Sonnenspektrum zu 0.0005 mm annimmt, die Temperatur der Sonne = 5600°C .

Graphing

graph

Sonnenbestimmung

2

Man darf annehmen, daß die hier angeführten Werte für die effektive Sonnentemperatur der Wahrheit sehr nahe kommen werden; über die wirkliche Temperatur der Sonne aber vermögen wir, wie oben bereits auseinandergesetzt wurde, nicht, auch nur schätzungsweise irgend eine Angabe zu machen.

2. Die Photosphäre.

Dem bloßen Auge erscheint die *Photosphäre* oder leuchtende Oberfläche der Sonne von solcher Gleichförmigkeit, daß jeder Versuch, einen Einblick in ihre Struktur zu gewinnen, aussichtslos erscheint. Benutzen wir aber ein Fernrohr, so finden wir die Sonne im allgemeinen besetzt mit Gruppen dunkel aussehender Flecke (s. Fig. 112); und ist das Fernrohr gut, so nehmen wir bei sorgfältiger Betrachtung wahr, daß die ganze helle Oberfläche ein körniges, granuliertes Aussehen hat, ähnlich wie eine milchige Flüssigkeit, in der Reiskörner suspendiert sind. Vor einer längeren Reihe von Jahren machte der englische Astronom und eifrige Sonnenbeobachter Nasmyth bekannt, daß dieses scheckige Aussehen ihm von dem Durcheinanderlagern länglicher, schmaler, wie Weidenblätter (willow leaves) geformter Objekte herzurühren schein, welche, in allen Richtungen liegend und sich kreuzend, ein die ganze Photosphäre bedeckendes Netzwerk bildeten.

Unter den neuesten mit besonderer Sorgfalt ausgeführten Untersuchungen über die Beschaffenheit der Photosphäre verdienen die des Amerikaners Langley und des Franzosen Janssen vorzüglich Erwähnung. Nach Langleys unter sehr günstigen instrumentalen und klimatischen Bedingungen ausgeführten Beobachtungen ist das beschriebene scheckige Aussehen die Folge einer wollig-wolkenähnlichen Beschaffenheit der Photosphäre. Neben diesen wolkenähnlichen Erscheinungen unterscheidet man auf dem hellen Grunde zahlreiche schwache Fleckchen. Mit starken Vergrößerungen löst sich unter günstigen Verhältnissen die Oberfläche dieser wolkenartigen Gebilde in eine Reihe kleiner, intensiv heller, unregelmäßig verteilter Körperchen auf, die den oben genannten reiskorn- oder weidenblattartigen Formen entsprechen; sie erscheinen wie in einem relativ dunklen Medium suspendiert, und ihre Begrenzung, obschon nicht vollkommen bestimmt, überrascht doch gegenüber der Unbestimmtheit der wolkenartigen größeren Komplexe. Die schon erwähnten Fleckchen zeigen sich jetzt als beträchtliche Öffnungen oder Poren, die durch Abwesenheit der weißen Wolkenknoten und Durchscheinen des dunkleren Grundes entstehen. Ihre Größe ist sehr verschieden, die besser sichtbaren haben einen Durchmesser von ungefähr 2" bis 4".

Bei der besten Luftbeschaffenheit findet Langley, daß die hellen Knötchen oder »Reiskörner« aus Haufen winziger Lichtpunkte bestehen, deren Durchmesser er auf etwa $\frac{1}{3}$ " Secchi, ebenfalls ein eifriger Beobachter der Sonne, sogar noch kleiner schätzt. Die Tatsache, daß diese nach Secchi besonders häufig an den Rändern der Poren auftretenden Lichtpunkte in kleine Häufchen (die Reiskörner) zusammengeballt sind, gibt letzteren, was zuerst Huggins bemerkte, eine gewisse Unregelmäßigkeit des Umrisses. Eine scharfe Grenze läßt sich zwischen den Lichtpunkten und Reiskörnern nicht ziehen; wir kommen der Wahrheit vielleicht ebenso nahe, wenn wir sagen, daß die Reiskörner von sehr verschiedener Größe ($\frac{1}{3}$ bis 1 Sekunde und mehr im Durchmesser) sind, und daß die kleineren sich oft zu Häufchen zusammenballen, welche von Körnern größerer Dimension kaum unterschieden werden können.

Janssen in Meudon bei Paris hat mit Hilfe der Photographie sehr eingehende Untersuchungen über die Beschaffenheit der Sonnenoberfläche angestellt. Da seine photographischen Bilder die seiner Vorgänger an Größe nicht unbeträchtlich übertreffen — bei den größten hat die Sonne einen Durchmesser von über 30 cm — so zeigen sie die *Granulation* mit großer Schärfe und Bestimmtheit. Die umstehende Fig. 111 ist ein Ausschnitt aus einer Aufnahme von Janssen, jedoch nochmals vergrößert, so daß die ganze Sonne nach gleicher Skala einen Durchmesser von etwa 1 m haben würde. Janssen fand nun die Granulation von sehr verschiedener Größe und Helligkeit und die Durchmesser der Körner von wenigen Zehnteln einer Sekunde bis zu 3 oder 4 Sekunden. Im allgemeinen ist ihre Form etwas elliptisch, jedoch starken Veränderungen unterworfen. Die Unterschiede in der Helligkeit scheinen von der Lage der Granulationen in verschiedenen Tiefen der Photosphäre herzuführen. Das bemerkenswerteste Ergebnis von Janssens Photographien ist jedoch das, was er unter dem Namen des »*photosphärischen Netzes*« (*réseau photosphérique*) begreift. Es ist dies nicht ein Netzwerk von Linien, sondern eine weitere Teilung der Photosphäre in Gegenden, in denen die Körner oder Granulationen scharf und gut begrenzt erscheinen, und in solche, in denen sie zart und verwaschen aussehen. Dieses verschiedene Aussehen tritt auch in Fig. 111, wenngleich nicht sehr auffallend, hervor. Die Grenzen der Gegenden mit scharfen und verwaschenen Granulationen sind begreiflicherweise nicht genau zu ziehen, und sie erscheinen manchmal gerade, manchmal gekrümmt. Die Ausdehnung der Gegenden mit unbestimmten Granulationen ist sehr veränderlich. Mitunter erreichen sie einen Durchmesser von 1 Minute und mehr. In ihnen verschwinden die körnerartigen Gebilde öfters gänzlich, und Ströme von Materie treten an ihre Stelle. Die Ursache dieser Erscheinung scheint in heftigen

Bewegungen der photosphärischen Substanz zu liegen, welche die Körner-elemente zerstören. Ferner haben Janssen und Huggins mitunter auch eine auffallend spiralförmige Lagerung und Anordnung der Granulationen bemerkt.

Da ein Winkel von einer Sekunde in der Entfernung der Sonne einer linearen Ausdehnung von 725 km entspricht, so folgt, daß die kleinsten Körner etwa 200 km groß sind.

Von der Granulation sind die sogenannten *Fackeln* durchaus zu unterscheiden. Diese ziehen sich als mannigfach gekrümmte und verschlungene Lichtadern an gewissen Stellen, in Häufigkeit, Intensität und

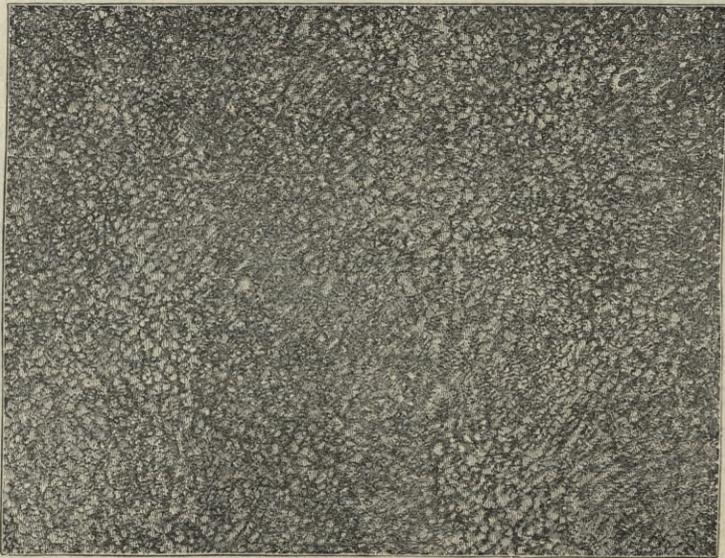


Fig. 111. Janssens »photosphärisches Netz«.

Form wechselnd, Tausende von Kilometern an der Sonnenoberfläche hin und fallen meist schon im kleinsten Fernrohr selbst dem ganz ungeübten Auge auf (siehe Fig. 112). Mit den Sonnenflecken und Protuberanzen stehen sie jedenfalls in engem Zusammenhange, denn alle diese Phänomene nehmen in der Hauptsache zugleich an Intensität, Häufigkeit und Ausdehnung zu und ab.

Die Fackeln sind im Fernrohre und auf den Photographien nur in der Nähe des Sonnenrandes erkennbar; je weiter sie von demselben entfernt sind, um so weniger heben sie sich von der Umgebung ab, und auf der Mitte der Scheibe sind sie überhaupt nicht mehr zu sehen. Durch dieses Verhalten wurde ein eingehenderes Studium der interessanten Gebilde sehr erschwert und zum Teil unmöglich gemacht, da man sie stets

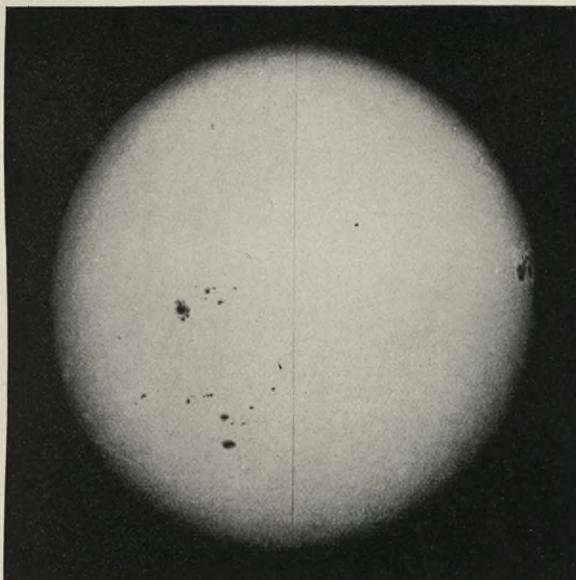


Fig. 112. Sonne nach einer Aufnahme mit dem Heliographen des Potsdamer Observatoriums.



Fig. 113. Sonnenaufnahme mit dem Spektroheliographen des Yerkes-Observatoriums.

nur wenige Tage hintereinander verfolgen konnte und wegen der starken Gestaltsänderungen, die sie erfahren, nicht imstande war, die an dem einen Rande beobachteten Objekte mit den am andern Rande auftretenden mit Sicherheit zu identifizieren.

Es war daher eine bedeutsame Errungenschaft, daß es der von Hale konstruierte Spektroheliograph (s. S. 268) ermöglichte, die Fackeln an allen Stellen der Sonnenscheibe photographisch aufzunehmen, so daß man sie nunmehr während ihres ganzen Laufes über die uns zugekehrte Seite der Sonne verfolgen kann. Fig. 113*) zeigt eine solche mit einem Spektroheliographen am großen Refraktor der Yerkes-Sternwarte erhaltene monochromatische Aufnahme der Sonne, auf der die hellen, gewaltige Flächen bedeckenden Fackeln mitten auf der Scheibe genau so deutlich zu sehen sind wie am Rande. Die Aufnahme zeigt aber noch mehr. Die ganze Sonnenscheibe ist bedeckt mit einem unentwirrbaren Netz feiner Lichtadern, zwischen denen sich mehr oder weniger dunkle Stellen befinden. Es kann keinem Zweifel unterliegen, daß wir hier dieselbe Erscheinung vor uns haben, die wir soeben an der Hand der direkten Beobachtung am Fernrohr als Granulation beschrieben haben, nur mit dem Unterschiede, daß die Aufnahme mit dem Spektroheliographen ausschließlich diejenigen Teile wiedergibt, welche Calciumlicht enthalten. Die Ähnlichkeit mit dem Aussehen der Granulation ist noch viel auffallender, wenn die Photographien so stark vergrößert werden, daß sie den Maßstab der Fig. 111 erreichen. Genaue Messungen, die Hale auf seinen besten Photographien ausgeführt hat, zeigen, daß auch die Dimensionen der kleinsten Calciumwölken genau den oben für die Körnerelemente der Granulation angegebenen Größen entsprechen. Erwähnt muß übrigens noch werden, daß es vielleicht nicht ohne weiteres statthaft ist, die mit dem Spektroheliographen erhaltenen großen, hellen Gebilde als Fackeln zu bezeichnen, da sie ausschließlich Calciumwolken sind und daher keineswegs mit den am Fernrohr als Fackeln beobachteten Objekten identisch zu sein brauchen. Man darf hoffen, daß die fortgesetzten Beobachtungen mit dem Spektroheliographen noch näheren Aufschluß über diese und ähnliche Fragen geben werden.

3. Sonnenflecke und Rotation der Sonne.

Selbst die unvollkommenen Fernrohre des Galilei und seiner Zeitgenossen mußten die Flecke, welche die Sonne häufig in großer Zahl zeigt, erkennen lassen, und es darf nicht auffallen, daß schon sehr bald nach der Erfindung des Fernrohres, Anfang 1611, Joh. Fabricius, der Sohn des

*) Auch Fig. 119 ist eine mit einem Spektroheliographen erhaltene Aufnahme, welche zugleich auch die Protuberanzen zeigt. Näheres s. S. 301.

1.
Fabricius
Stark

ostfriesischen Pfarrers und eifrigen Astronomen Dav. Fabricius, ihr Vorhandensein bekannt machte. Diese Entdeckung, wenn man die erste, vielleicht zufällige Auffindung einer so einfachen, sich von selbst darbietenden Tatsache so nennen will, wurde fast zu gleicher Zeit auch von Galilei und von dem Jesuitenpater Scheiner gemacht, welche beide die Natur der Flecke zu ergründen suchten.

Scheiner

Die erste Idee Scheiners war, die Flecke seien kleine Planeten in der Nachbarschaft der Sonne; aber dies wurde sehr bald von Galilei bestritten, welcher zeigte, daß sie sich auf der Oberfläche der Sonne selbst befinden müßten. Die Vorstellung, das Urbild der Reinheit, die Sonne, sei mit Flecken behaftet, widerstritt der scholastischen Philosophie jener Zeiten, und es ist daher nicht unmöglich, daß die Erklärung des Jesuiten Scheiner aus dem Wunsche entsprang, die Vollkommenheit unseres Zentralkörpers zu retten.

Bewegung

Schon eine oberflächliche Beobachtung zeigte bald, daß die Flecke sich auf der Sonnenscheibe in der Richtung von Osten nach Westen bewegten. In der Regel erschien ein Fleck nahe dem östlichen Rande, rückte regelmäßig auf der Scheibe vor, verschwand nach 12 bis 14 Tagen am Westrande, und tauchte dann häufig nach Verlauf von abermals 14 Tagen wiederum am Ostrande auf. Indessen fand man bald, daß die Flecke durchaus nicht bleibende Objekte seien; manche verschwanden schon nach einigen Tagen, andere waren Wochen hindurch, ja selbst während mehrerer Umläufe um die Sonnenscheibe sichtbar. Aber so lange sie dauerten, so lange zeigten sie auch die beschriebene Bewegung, und Scheiner, der die Bewegung der Flecke zuerst sorgfältiger verfolgte, schloß daraus, daß die Sonne in etwa 25 Tagen um eine Achse rotiere, die ungefähr 83° gegen die Ekliptik geneigt sei. Der weitschauende Blick Keplers hielt die Flecke für etwas unseren Wolken Analoges, und er schließt seine Ansichten und Bemerkungen, die er dem Jesuiten Malcotius im Juli 1613 brieflich mitteilte, mit der Frage: »Steigen diese undurchsichtigen Rauchwolken aus dem weißglühenden Sonnenkörper auf? Gott weiß es; denn die Analogie läßt sich nicht mit Sicherheit bis dahin anwenden.«

17. J. J. J.

Die Astronomen des 17. und 18. Jahrhunderts benutzten zur Beobachtung der Sonne und ihrer Flecke eine Methode, die auch heute noch unter Umständen mit Vorteil angewandt wird, besonders wenn man die auf der Sonne stattfindenden Erscheinungen und Vorgänge mehreren Beobachtern zugleich zur Anschauung bringen will. Man entwirft dabei in einiger Entfernung vor dem Okular des Fernrohres auf einem weißen Schirm das Bild der Sonne; durch Verstellung des Okulars läßt sich die Größe des Sonnenbildes ändern. Zweckmäßig ist es hierbei, die direkten,

am Fernrohr vorbeifallenden Strahlen durch einen Schirm abzublenden. Zu feineren, direkt am Fernrohre auszuführenden Untersuchungen an der Sonne benutzt man in neuerer Zeit sogenannte *helioskopische Okulare*. Sie bestehen aus der Verbindung eines Okulars mit einem spitzwinkligen Prisma oder mit vier Glasplatten, die, paarweise vereint, sich gegeneinander drehen lassen. Im ersten Falle wird durch Reflex an einer Fläche des Prismas die Intensität des Sonnenlichtes so geschwächt, daß man nur ganz schwach gefärbter Blendgläser bedarf, um das Auge zu schützen. Im zweiten Falle wird das Licht durch mehrfachen Reflex an den Glasplatten und durch dabei eintretende Polarisation nach Belieben geschwächt, so daß man keiner Blendgläser bedarf.

Als man zu Herschels Zeit zuerst mächtigere Fernrohre auf die Sonne anwandte, ergab sich sehr bald, daß die Flecke nicht einfach dunkle Punkte oder kleine Flächenteile waren, als welche sie zuerst erschienen, sondern daß sie im wesentlichen aus zwei verschiedenartigen Teilen bestanden. Der zentrale Teil oder *Kern* (auch *Umbrä*) ist am dunkelsten; er ist umgeben von dem helleren *Hofe* oder der *Penumbra*, die bei schwacher Vergrößerung in der Regel gleichmäßig grau erscheint. Betrachtet man die Penumbra aber bei guter Luft mit einem stärkeren Fernrohre, so findet man sie mannigfach *gestreift*; auch die Kerne sind häufig nicht gleichförmig dunkel (siehe Fig. 114 und 115). Übrigens sind die Kerne keineswegs sehr dunkel oder gar schwarz, wie man bei ihrem Anblicke zunächst vermuten könnte. Sie erscheinen vielmehr, verglichen mit den Planeten Merkur oder Venus, wenn diese vor der Sonnenscheibe vorübergehen, nur grau, und Langley hat gefunden, daß sie den Vollmond an Helligkeit noch 500mal übertreffen.

Die Flecke sind von äußerst unregelmäßiger Form und verschiedenster Größe; man hat schon solche von über 2 Minuten scheinbarem oder 87000 und mehr Kilometer wirklichem Durchmesser gesehen, die also die Erde an Größe um das Siebenfache und mehr übertrafen. Gewöhnlich treten sie in Gruppen auf, mitunter zwei oder mehrere kombiniert; häufig geschieht es auch, daß ein großer Fleck in verschiedene kleinere sich zerteilt. Dabei verändern sie ihre Form und Größe oft in kürzester Zeit vollkommen, wie die umstehenden Fig. 114 und 115 zeigen, welche den großen Sonnenfleck von Anfang Juli 1872 nach Lohses Beobachtungen zu Bothkamp darstellen. Ihre Dauer ist, wie bereits erwähnt, gleichfalls sehr veränderlich, von wenigen Tagen bis zu Wochen und in einzelnen Fällen selbst mehreren Monaten. Dabei kommen sie in der Regel nur in den äquatorialen Gegenden der Sonne, bis zu etwa $\pm 30^\circ$ heliographischer Breite, vor; Flecke von über $\pm 40^\circ$ Breite gehören zu den größten Seltenheiten.

Herschel
L. P. A. W. H.

Lohse &
G. W. H.

W. W. H.
man

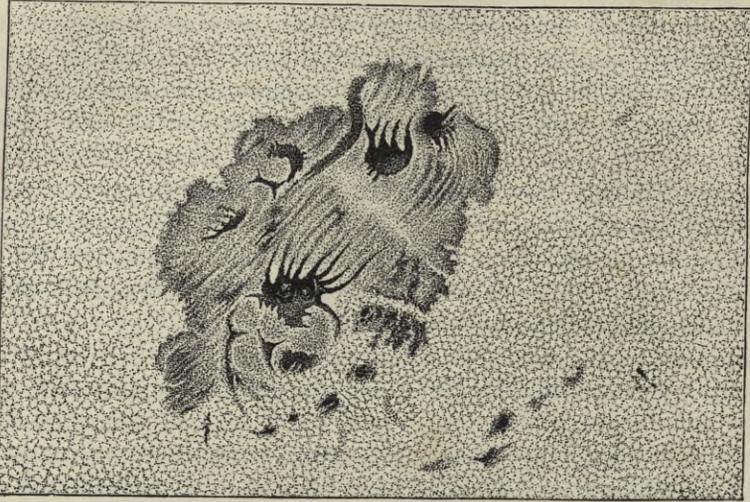


Fig. 114. Großer Sonnenfleck vom Juli 1872, nach Lohse (Juli 2, Mittag).

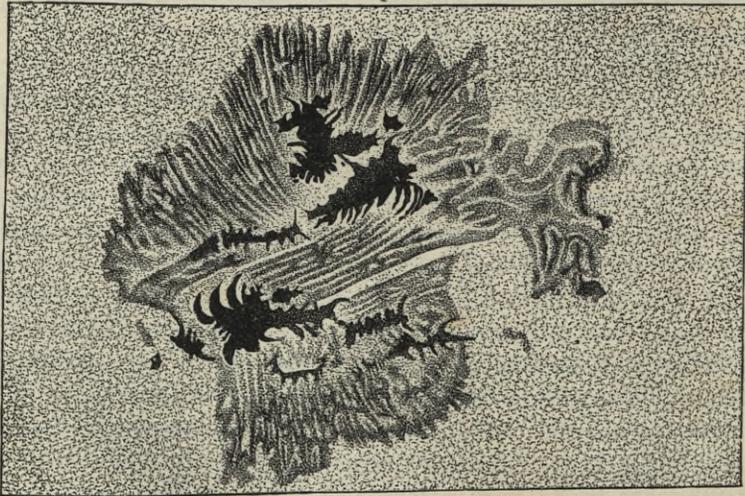


Fig. 115. Großer Sonnenfleck vom Juli 1872, nach Lohse (Juli 4, Nachmittag).

Bemerkenswert ist, daß die ersten Flecke, welche nach einem Minimum entstehen, in höheren Breiten, etwa bei 30° , aufzutreten pflegen, daß dann die mittlere Breite der Flecke allmählich abnimmt und die letzten Flecke vor dem nächsten Minimum sich in der Nähe des Äquators bilden.

Bis vor etwa 150 Jahren verglich man häufig die Sonnenflecke mit Schlacken, die auf der geschmolzenen Oberfläche der Photosphäre schwämmen. Der schottische Astronom Wilson fand indessen, daß sie vielmehr als Vertiefungen in der Photosphäre erschienen, indem der dunkle Kern offenbar viel tiefer liege als die leuchtende Oberfläche und selbst als der Rand der Penumbra. Er beobachtete nämlich, daß bei Annäherung eines Flecks an den Sonnenrand die Penumbra an der dem Mittelpunkte der Sonnenscheibe zugekehrten Seite immer schmaler wurde und schließlich ganz verschwand, und erklärte diese Tatsache durch einfache perspektivische Wirkung der in verschiedenem Niveau liegenden Teile von Kern, Penumbra und Photosphäre (Fig. 116). Bei großen,

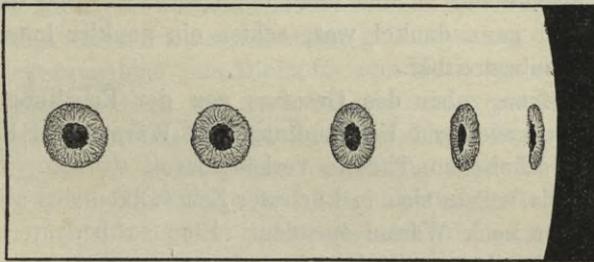


Fig. 116.

regelmäßig gestalteten Flecken mit deutlichen Kernen verschwindet in der Tat am Sonnenrande der Kern selbst oft gänzlich. Danach würde also ein Sonnenfleck im wesentlichen eine trichterförmige Gestalt haben; der Kern bildete den Boden des Trichters, die Penumbra seine Wände.

Dieses trichterförmige Aussehen der Flecke bildet das Fundament der bekannten Wilson'schen Theorie, die indessen noch häufiger mit Herschels Namen, der sie weiter entwickelte, verknüpft wird. Nach dieser Anschauung soll das Innere der Sonne ein dunkler, kühler Körper sein, den zwei Schichten von wolkenartiger Bildung umhüllen. Die äußere Schicht, von intensivem Glanze, bilde die sichtbare Photosphäre, während der inneren, dunkleren Schicht die Penumbra der Flecke ihre Entstehung verdanke. Die Kerne selbst seien einfach Öffnungen in diesen Schichten, durch die wir den dunklen Sonnenkörper wahrnehmen. Eifrig bestrebt, diesem Körper einen speziellen Zweck in dem Haushalte der Schöpfung anzuweisen, dachte man sich ihn mit intelligenten Wesen

*Hauptbeweis**F. Klar.**Schiffen-Gruppe
Herk. Offen.
i. d. Tiefen
der Atmosphäre*

bevölkert, denen die Schicht der kühlen inneren Wolken Schutz vor der feurigen Strahlung der Photosphäre gewährte, während die gelegentlichen Öffnungen doch dann und wann einen Ausblick in das Universum gestatteten.

Herschel
 Sehen wir von den Phantasiegebilden lebender Wesen ab, so trug in der Tat diese Theorie den Erscheinungen selbst im wesentlichen Rechnung. Daß die Photosphäre nicht durchweg fest, flüssig oder auch gasförmig sein könnte, schien nach dem Ansehen der Flecke unbestreitbar. Wäre sie fest, so könnten die Flecke nicht einem beständigen Wechsel der Form unterliegen; wäre sie flüssig oder gasförmig, so könnten diese Vertiefungen nicht Wochen oder gar Monate hindurch dauern, weil die flüssige oder gasförmige Materie von allen Seiten einbrechen und sie ausfüllen würde. Die einzige Hypothese, die für Herschel übrig zu bleiben schien, war, daß die Photosphäre aus Wolken bestände, die in einer Atmosphäre schwämmen. Da die Ränder der Vertiefungen verhältnismäßig dunkel aussahen, schien die Folgerung unvermeidlich, die Photosphäre leuchte nur an und nahe der Oberfläche, und da der Grund der Vertiefungen ganz dunkel war, schien ein dunkler innerer Sonnenkörper ebenso unbestreitbar.

Anfallbar
v. Gerson
 Die Entdeckung aber des Gesetzes von der Erhaltung der Kraft und von der gegenseitigen Umwandlung von Wärme und Kraft mußte der Wilson-Herschelschen Theorie verhängnisvoll werden. Eine Sonne wie die Herschels würde sich in kürzester Zeit vollkommen abkühlen und uns weder Licht noch Wärme spenden. Eine so bedeutende Wärmemenge, wie sie die Sonne seit Jahrtausenden ausstrahlt, kann nur durch einen beständigen Aufwand von Kraft erhalten werden; nach Herschels Theorie aber ist die zur Ersetzung dieser ausgegebenen Wärmequantität erforderliche Kraftmenge, die doch jedenfalls hauptsächlich in der Sonne selbst zu suchen ist, nicht zu finden. Und wenn auch selbst die Gluthitze der Photosphäre durch irgend welche chemische Prozesse oder durch das Aufstürzen von Milliarden von Meteoriten erhalten bliebe, so würde sie durch Leitung und Strahlung doch beständig in das Innere übertragen werden und seit langem schon übertragen worden sein; die ganze Sonne würde also so heiß werden wie die Photosphäre und ein dunkler, kühler Kern unmöglich sein.

Herschels Autorität und die Übereinstimmung mit vielen einzelnen Erfahrungstatsachen haben seiner Hypothese durch Generationen hindurch bis in die Mitte des vorigen Jahrhunderts Anhang und Anerkennung verschafft; sie mußte aber weichen und anderer Anschauungsweise Platz machen, als unsere Erkenntnis eine bessere und die Einsicht in allgemeinere physikalische Vorgänge eine tiefere geworden war. Das Verdienst

hier den ersten und größten Schritt getan und zur Erklärung solarer Erscheinungen nur die Gesetze angewandt zu haben, die sich aus der Beobachtung irdischer Erscheinungen ergeben, gebührt Kirchhoff, der eine unserer jetzigen physikalischen Erkenntnis entsprechende Erklärung der Sonnenflecke gab. Wir werden auf diese weiter unten, bei Besprechung der verschiedenen Ansichten über die physische Beschaffenheit der Sonne überhaupt, noch zurückkommen.

4. Periodizität der Flecke.

Die zahlreichen und sorgfältigen Beobachtungen der Sonnenflecke, die während des letzten Jahrhunderts angestellt worden sind, haben deutlich eine etwa elfjährige Periode in der fleckenerzeugenden Tätigkeit der Sonne nachgewiesen. Während eines Zeitraums von zwei oder drei Jahren sind die Flecke größer und häufiger als im Durchschnitt; dann beginnen sie ihrer Zahl nach abzunehmen bis zu dem etwa sechs bis sieben Jahre nach dem Maximum eintretenden Minimum. Nach weiteren vier bis fünf Jahren sind sie zum Maximum zurückgekehrt. Die Intervalle sind ziemlich ungleich; aus den neueren Untersuchungen geht aber mit Sicherheit hervor, daß die Fleckenzunahme vom Minimum zum Maximum rascher stattfindet als die Abnahme, ähnlich wie auch bei gewissen veränderlichen Sternen, wie wir später sehen werden, die Zunahme der Helligkeit schneller vor sich geht, als die Abnahme. Eine Vorstellung über den Verlauf der Erscheinung mögen einige Resultate der Beobachtungen Schwabes in Dessau geben, der seit 1826 fast 50 Jahre hindurch die Sonne konsequent beobachtet und 1843 zuerst*) auf die Periodizität der Sonnenflecke aufmerksam gemacht hat. Er sah die Sonne während der Jahre 1828 bis 1831 nur an einem einzigen Tage fleckenfrei, 1833 dagegen an 139 Tagen; von 1836 bis 1840 wiederum nur an 3 Tagen, 1843 aber an 147 Tagen; von 1847 bis 1851 an 2 Tagen, 1856 an 193 Tagen; 1858 bis 1861 niemals, 1867 dagegen an 195 Tagen ohne Flecke.

Bemerkenswert frei von Flecken war die Sonne danach in den Jahren 1833, 1843, 1856 und 1867. Diese Periode hat R. Wolf in Zürich bis zu Scheiners Zeit zurückverfolgen können und ihre durchschnittliche Länge zu $11\frac{1}{9}$ Jahren bestimmt. Aus seinen eingehenden Untersuchungen und denen seines Schülers und Nachfolgers Wolfer haben sich die folgenden genaueren Daten für die bisher beobachteten Sonnenfleckenminima und -maxima ergeben.

*) Eine frühere, aber unbekannt gebliebene Andeutung rührt von dem dänischen Astronomen Chr. Horrebow aus dem Jahre 1776 her.

Minima	Differenz	Minima	Differenz	Maxima	Differenz	Maxima	Differenz
1610.8	8.2	1755.2	11.3	1615.5	10.5	1761.5	8.2
1619.0	15.0	1766.5	9.0	1626.0	13.5	1769.7	8.7
1634.0	11.0	1775.5	9.2	1639.5	9.5	1778.4	9.7
1645.0	10.0	1784.7	13.6	1649.0	11.0	1788.1	17.1
1655.0	11.0	1798.3	12.3	1660.0	15.0	1805.2	11.2
1666.0	13.5	1810.6	12.7	1675.0	10.0	1816.4	13.5
1679.5	10.0	1823.3	10.6	1685.0	8.0	1829.9	7.3
1689.5	8.5	1833.9	9.6	1693.0	12.5	1837.2	10.9
1698.0	14.0	1843.5	12.5	1705.5	12.7	1848.1	12.0
1712.0	11.5	1856.0	11.2	1718.2	9.3	1860.1	10.5
1723.5	10.5	1867.2	11.7	1727.5	11.2	1870.6	13.3
1734.0	11.0	1878.9	10.7	1738.7	11.6	1883.9	10.2
1745.0	10.2	1889.6	12.1	1750.3	11.2	1894.1	
		1901.7					

Man ersieht hieraus, daß die von Wolf abgeleitete Länge der Periode von $11\frac{1}{9}$ Jahren nur ein Durchschnittswert ist, während die Einzelwerte zwischen 7 und 17 Jahren schwanken.

Die anderen auf der Sonne beobachteten Gebilde, die oben bereits erwähnten Fackeln und die weiter unten näher zu besprechenden Protuberanzen, sind in der Häufigkeit ihres Auftretens derselben Periode unterworfen wie die Flecke, nur ist bei ihnen die ganze Erscheinung weniger scharf ausgeprägt und daher nicht mit der gleichen Sicherheit zu beobachten.

Die Existenz einer Periodizität der in den Flecken usw. sich ausprechenden Sonnentätigkeit war somit außer Zweifel gestellt, eine genügende Erklärung dafür hat man aber bisher noch nicht gefunden. Ihr nahes Zusammenfallen mit der Umlaufzeit des Jupiter hat manche zu der Ansicht geführt, es bestände ein kausaler Zusammenhang zwischen den beiden Erscheinungen, indem die Attraktion dieses mächtigsten Planeten unseres Systems irgend eine Störung in der Sonne bewirke, die größer im Perihel sei als im Aphel. Aber einem solchen Zusammenhange wird durch die Tatsache widersprochen, daß die Sonnenfleckenperiode mehr als ein halbes Jahr kürzer ist als die Umlaufzeit des Jupiter. Außerdem kann bei der großen Entfernung und verhältnismäßig geringen Exzentrizität der Jupitersbahn der Wirkungsunterschied zwischen Perihel und Aphel nur sehr gering sein. Es ist vielmehr gewiß, daß die Ursache der Erscheinung nicht außerhalb der Sonne zu suchen, sondern nur das Resultat innerer Kräfte ist, über deren Natur wir aber noch nichts Genaueres wissen.

Von Interesse ist es, daß einige terrestrische Erscheinungen gewisse Beziehungen zu den Vorgängen auf der Sonnenscheibe erkennen lassen. Speziell für die magnetischen Erscheinungen besteht unzweifelhaft ein direkter physischer Zusammenhang; die Variationen der magnetischen Deklination zeigen nämlich einen ganz übereinstimmenden Gang mit der Sonnenfleckenperiode, so daß erstere mittels einer von Wolf aufgestellten Formel ganz gut aus der sogenannten Relativzahl der Sonnenflecke berechnet werden können. Dagegen haben die zahlreichen Untersuchungen, welche über den Zusammenhang der Sonnenflecke mit der Temperatur auf der Erdoberfläche, mit dem Luftdruck, dem Wind und anderen meteorologischen Elementen angestellt worden sind, bisher zu keinen sicheren Ergebnissen geführt.

Zf. mag. 1851

5. Rotationsgesetz der Sonne.

Die Bahnen, welche die Flecke auf der Sonnenscheibe zu beschreiben scheinen, sind nicht immer geradlinig. Dies rührt daher, daß der Äquator der Sonne nicht parallel zur Ekliptik ist, sondern einen Winkel von etwa 7° mit ihr bildet.

Lage der Sonne zur Ekliptik 7°

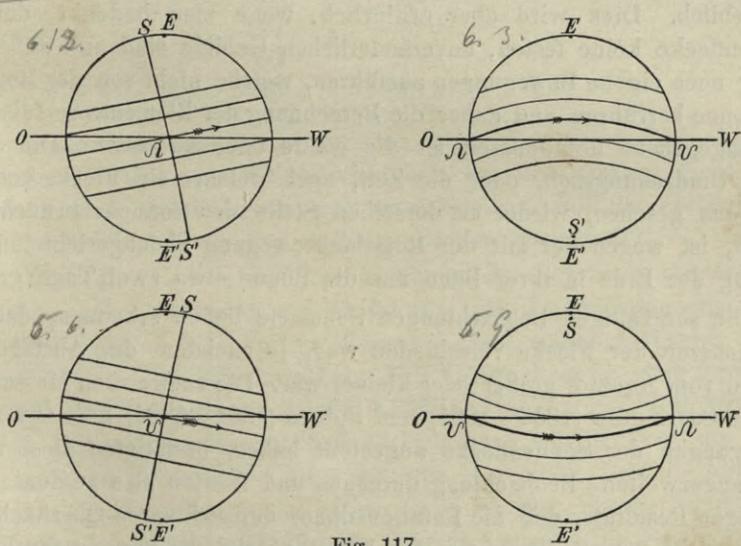


Fig. 117.

Fig. 117 zeigt die Lagen, welche die Rotationsachse der Sonne in den verschiedenen Jahreszeiten*) zur Ekliptik einnimmt, und die sich daraus ergebenden Formen der scheinbaren Fleckenbahnen. Aus den Bewegungen

*) Die Darstellungen gelten der Reihe nach für Dez. 6, März 6, Juni 5, Sept. 5. E, E' sind die Pole der Ekliptik, S, S' die der Sonne.

der Flecke lassen sich die Rotationselemente der Sonne, d. h. die Neigung der Achse gegen die Achse der Ekliptik, die Länge des aufsteigenden Knotens, sowie die Dauer der Rotation bestimmen. Bereits Chr. Scheiner hat eine solche Berechnung durchgeführt und die Neigung zu $7\frac{1}{2}^\circ$, die Knotenlänge zu $69\frac{1}{2}^\circ$ und die Rotationsdauer zu $25\frac{1}{2}$ Tagen gefunden. Wie die folgende Zusammenstellung zeigt, kommen diese Zahlen den heute angenommenen Werten bereits sehr nahe. Die neuesten und besten Bestimmungen der Elemente rühren von Carrington, Spörer und Wilsing her, von denen die beiden ersten die allgemeinste Annahme gefunden haben.

Beobachter	Knotenlänge auf 1900 reduziert.	Neigung	Rotationsdauer
Chr. Scheiner	73.4	7° 30'	25 ^d .5
Carrington	74.37	7 15	25.38
Spörer	75.07	6 58	25.23
Wilsing	76.03	7 10	25.17

Die Differenzen zwischen den einzelnen Bestimmungen sind nicht unerheblich. Dies wird aber erklärlich, wenn man bedenkt, daß die Sonnenflecke keine festen, unveränderlichen Gebilde sind und außerdem häufig noch eigene Bewegungen ausführen, welche nicht von der Rotation der Sonne herrühren und daher die Berechnung der Elemente verfälschen. Die angegebene Rotationszeit ist die wahre oder *siderische*. Die *synodische* Umdrehungszeit, oder die Zeit, nach welcher ein Fleck, von der Erde aus gesehen, wieder an derselben Stelle der Sonnenoberfläche erscheint, ist wegen der mit der Rotationsbewegung gleichgerichteten Bewegung der Erde in ihrer Bahn um die Sonne etwa zwei Tage größer.

Die sorgfältigen Beobachtungen Scheiners ließen erkennen, daß die Rotationszeit der Flecke verschieden war, je nachdem der Abstand der Flecke vom Äquator größer oder kleiner war. Die zahlreichen Messungen, welche Carrington (1853—1861) und Spörer (1861—1894) über Örter und Bewegungen der Sonnenflecke angestellt haben, bestätigten diese mehrfach angezweifelte Beobachtung durchaus und führten also zu dem merkwürdigen Resultate, daß die Rotationsdauer der sichtbaren Oberfläche der Sonne nicht für alle Teile dieselbe ist. Während die Periode für Flecke in der Nähe des Sonnenäquators etwa 25 Tage beträgt, ergibt sie sich in 35° Breite bereits zu 27 Tagen. Wir können daher für die Sonne nicht, wie für die Erde und andere Planeten, die uns eine feste, starre Oberfläche zeigen, eine ganz bestimmte Rotationszeit angeben. Über die Abhängigkeit der Umdrehungszeit von der heliographischen Breite der Flecke sind vielfache Untersuchungen angestellt worden. Danach ist dieselbe

am Äquator	=	25.0	Tage
• bei 10° Breite	=	25.2	»
» 20	»	=	25.7 »
» 30	»	=	26.5 »
» 40	»	=	27.4 »

Zu beachten ist aber, daß dies nur Durchschnittswerte sind, von denen die einzelnen Flecke sehr erhebliche Abweichungen zeigen können.

Leider läßt sich diese Untersuchung mit Hilfe der Flecke nicht über 40° Breite ausdehnen, da, wie bereits oben erwähnt wurde, Flecke in höheren Breiten nicht auftreten. Dunér hat deshalb versucht, die Geschwindigkeiten an den Sonnenrändern mittels des Spektroskops nach dem Dopplerschen Prinzip zu messen (s. S. 233) und auf diese Weise die Umdrehungszeiten für alle Breiten zu bestimmen. Er gelangte zu folgenden Resultaten:

Breite	Umdrehungszeit
0°	25.5 Tage
15	26.4 »
30	27.6 »
45	30.0 »
60	33.9 »
75	38.5 »

Wenn diese Zahlen auch von den obigen nicht unerheblich abweichen, was im Hinblick auf die Schwierigkeit der Beobachtung nicht wunder nehmen darf, so zeigen sie doch unverkennbar, daß die Verlangsamung der Umdrehung bis zu den höchsten Breiten hin anhält*).

Auch die Fackeln sind zur Ableitung des Rotationsgesetzes benutzt worden, wobei Stratonoff und Wolfer eine gute Übereinstimmung mit den aus den Flecken berechneten Werten fanden, während Wilsing (ähnlich wie Crew) zu dem Resultate kam, daß die Fackeln in allen Breiten die gleiche Rotationsgeschwindigkeit besitzen. Alle diese Untersuchungen leiden aber an dem Mangel, daß es bisher nur möglich war, die Fackeln wenige Tage nacheinander zu beobachten (s. S. 285). Erst die Aufnahmen mit dem Spektroheliographen haben hierin Wandel gebracht, und es steht zu hoffen, daß man mit diesem Apparat auch für die Bestimmung des Rotationsgesetzes der Sonne wichtige Aufschlüsse erhalten wird.

*) Nicht unerwähnt darf bleiben, daß Crew nahe zu gleicher Zeit dieselbe Untersuchung durchgeführt und dabei in allen Breiten die gleiche Geschwindigkeit gefunden hat. Der Widerspruch zwischen beiden Beobachtungsreihen ist bisher noch nicht aufgeklärt, doch gilt die Dunérsche als die zuverlässigere.

Über die physische Ursache der Verschiedenheit der Rotationsgeschwindigkeit in den einzelnen Breiten herrschen wesentliche Meinungsverschiedenheiten. Zöllner, welcher die Sonnenflecke als schlackenartige Abkühlungsprodukte betrachtete, die auf der glühendflüssigen Oberfläche schwimmen, nahm zur Erklärung des Rotationsgesetzes Oberflächenströmungen an, und zwar am Äquator vorwiegend westliche, in höheren Breiten vorherrschend östliche. Faye, der den Sonnenkörper als wesentlich gasförmig und die Flecke als Öffnungen in der Photosphäre auffaßte, suchte die genannten Rotationsunterschiede auf radiale, aus den tieferen Schichten aufsteigende Gasströme zurückzuführen. Young betrachtete das Gesetz als eine den Oberflächenschichten eigentümliche Erscheinung, welche ihre Entstehung dem Herabsinken abgekühlter Massen aus oberen Schichten der Atmosphäre verdankt, wo dieselben größere lineare Geschwindigkeit angenommen haben. Wilsing faßte die verschiedene Rotationsgeschwindigkeit als eine den äußeren Schichten eigentümliche Erscheinung auf, die den Rest einer ursprünglich vorhandenen Bewegung bildet. Neuerdings sind noch andere Erklärungsversuche gemacht worden, auf die wir weiter unten zurückkommen werden. Hier bemerken wir nur, daß wir in allen diesen Punkten Fragen berühren, von deren endgültiger Beantwortung die Wissenschaft auch heute noch sehr weit entfernt ist.

6. Die Umgebungen der Sonne.

Wäre die Sonne niemals mit einem anderen Instrument als mit dem Fernrohre allein untersucht oder niemals vom Monde total verfinstert worden, so würden wir wohl kaum eine richtige Vorstellung von den auf ihrer Oberfläche und in ihrer unmittelbaren Umgebung stattfindenden Vorgängen und Erscheinungen haben gewinnen können. Und doch ist es merkwürdig, daß die moderne Wissenschaft uns auf der Sonne weit mehr Mysterien gezeigt als enthüllt und erklärt hat, so daß wir uns weiter als je von einer befriedigenden Erklärung aller jener Phänomene befinden. Wenn die Alten die Sonne für eine Kugel von geschmolzenem Eisen hielten, so hatten sie damit eine Vorstellung, welche dem Wissen jener Zeit vollständig genügte. Als Galilei und Scheiner die Sonnenflecke beobachteten, konnten sie dieselben einfach nur für dunkle Stellen der Photosphäre halten. Die Deutung der Flecke durch Herschel entsprach vollständig der Erkenntnis seiner Zeit, und er kann als der letzte angesehen werden, der eine Theorie der physischen Beschaffenheit der Sonne entwickelte und festhielt, die in der Tat der Zeit, in der sie ausgesprochen wurde, genügte. Wir haben gesehen, wie seine Anschauungsweise nach der Entdeckung des Gesetzes von der Erhaltung der Kraft



Fig. 118. Sonnenfinsternis, April 1893.

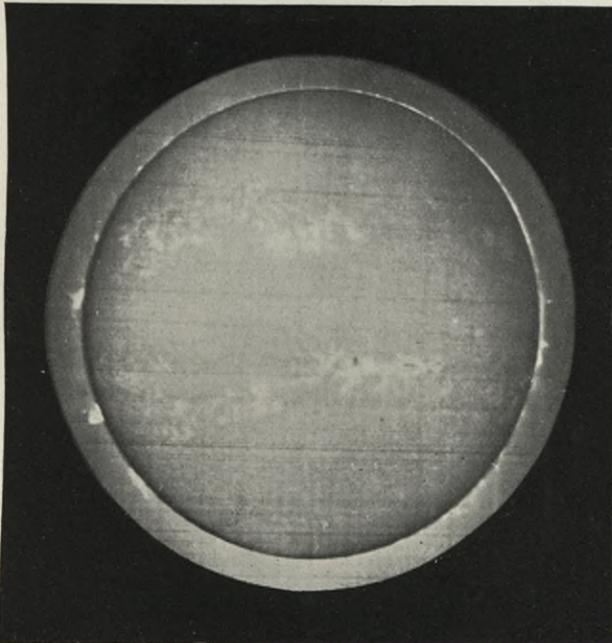


Fig. 119. Sonnenaufnahme mit dem Spektroheliographen des Kenwood-Observatoriums.

verschwinden mußte, und wie dem 19. Jahrhundert schon die genauere Beobachtung der Sonnenflecke und die Erklärung ihrer Erscheinungen Rätsel darbot, die weder für Herschel, noch für die Alten existierten. Aber die neue Zeit hat uns noch andere und sonderbarere Phänomene gezeigt.

Wenn während des Fortschreitens einer totalen Sonnenfinsternis die stetig abnehmende Sonnensichel beobachtet wird, bemerkt man nichts Auffallendes bis kurz vor dem Moment ihres vollständigen Verschwindens. Wenn aber der letzte Strahl des Sonnenlichtes verschwindet, bietet sich dem Auge ein Bild von ungeahnter Schönheit und Größe, das, einmal nur wahrgenommen, nie wieder dem Gedächtnis entschwindet. Die Mondkugel, von tiefstem Schwarz, scheint in der Luft zu hängen, umgeben von einem Strahlenkranze milden Silberlichtes, gleich dem, mit welchem die alten Maler die Häupter der Heiligen zu umgeben pflegten. In dieser *Korona* ragen Zungen und Wolken rosenfarbiger Flammen in den phantastischsten Formen von verschiedenen Punkten des Mondrandes auf (siehe Fig. 118). Von diesen zwei Erscheinungen war die *Korona* bereits dem Altertum bekannt; aber erst seit etwa einem halben Jahrhundert ist die Aufmerksamkeit der Astronomen auf die rosigen Flammen, die *Protuberanzen*, gerichtet, obgleich eine vereinzelt Beobachtung derselben sich schon vor über 170 Jahren in den Philosophical Transactions (1733) findet.

Die von der *Korona* gegebenen Beschreibungen stimmen in der Hauptsache überein, wenn sie auch in vielen Details differieren. Halley beschreibt die während der totalen Sonnenfinsternis vom Jahre 1716 gesehene so: »Wenige Sekunden, bevor die Sonne ganz bedeckt war, zeigte sich rund um den Mond ein leuchtender Ring von der Breite eines *Digitus* (Zoll) oder etwa eines Zehntels des Monddurchmessers. Er war blaß-weiß oder vielmehr perlfarben und schien mir etwas die Töne des Regenbogens zu besitzen und konzentrisch mit dem Monde zu sein.«

Fast bei jeder Sonnenfinsternis ist die Gestalt der *Korona* anders gesehen worden. Mitunter erschien sie mehr quadratisch als rund; bei anderen Gelegenheiten ist sie als vielstrahliger Stern beobachtet worden, dessen einzelne Strahlen sich zum Teil bis in weite Entfernungen vom Sonnenrande erstreckten. Freilich darf man nicht außer acht lassen, daß die Anfertigung von Zeichnungen der *Korona*, für deren Beobachtung nur wenige Minuten zur Verfügung stehen, eine schwierige Aufgabe ist, so daß selbst die Beschreibung zweier an demselben Ort und unter den gleichen Verhältnissen beobachtenden Personen oft ganz außerordentlich voneinander abweichen. Zuverlässiger sind natürlich die

I.
Korona

ausgegeben

photographischen Bilder; doch auch sie zeigen je nach der Dauer der Belichtung, der Empfindlichkeit der Platte und der Entwicklung nicht unerhebliche Unterschiede. Verschiedentlich ist versucht worden, die wechselnde Gestalt der Korona mit der Periodizität der Sonnenflecke in Zusammenhang zu bringen, jedoch ist es bisher noch nicht gelungen, einen Beweis dafür zu liefern.

An der Basis ist die Korona immer am hellsten und nimmt allmählich nach außen an Helligkeit ab. Man hat versucht, die Leuchtkraft der gesamten Korona zu bestimmen. Die Resultate, zu denen man dabei gelangt ist, differieren zwar sehr stark voneinander; immerhin aber darf man als erwiesen ansehen, daß die Beleuchtung durch die Korona stärker ist als die durch den Vollmond. Vielleicht ist auch mit den Änderungen in der Gestalt der Korona eine Änderung der Leuchtkraft verbunden.

Man hielt die Korona früher für eine Atmosphäre der Sonne oder des Mondes. Vor 50 Jahren noch war die plausibelste Annahme, sie sei eine Sonnenatmosphäre, und die roten Protuberanzen seien in ihr schwimmende Wolken. Daß die Korona keine Atmosphäre des Mondes sein könne, bewies sehr bald ihr unregelmäßiger Umriss; denn die Atmosphäre eines Körpers wie der Mond würde sich notwendigerweise in nahe gleichförmigen Schichten regelmäßig ausbreiten und könnte nicht, wie es bei der Korona in der Tat so häufig geschieht, an einzelnen Stellen sich auftürmen. Die Korona gehört daher ohne Zweifel zur Umgebung der Sonne.

Die Frage, ob die Protuberanzen dem Monde oder der Sonne zugehören, wurde endgültig während der totalen Sonnenfinsternis in Sizilien 1860 beantwortet. Messungen ihrer Höhe über dem Mondrande bewiesen, daß der Mond sie nicht mit sich fortführte, sondern über sie wegging; sie gehörten also der Sonne an.

Zu dieser Zeit war die Spektralanalyse noch wenig entwickelt, und niemand dachte daran, sie auf Korona und Protuberanzen anzuwenden. Die nächste bedeutende Finsternis fand 8 Jahre später, am 18. August 1868, in Indien und Siam statt. Das Spektroskop war in der Zwischenzeit in allgemeineren Gebrauch gekommen, und Expeditionen wurden daher von verschiedenen Nationen (hauptsächlich Engländern, Franzosen und Deutschen) ausgerüstet, um die fraglichen Objekte spektroskopisch zu untersuchen. Der glücklichste Beobachter war der Franzose Janssen, der im Innern Vorderindiens an einem hohen Punkte beobachtete, wo die Luft ausnehmend ruhig war. Als der letzte Sonnenstrahl von dem vorrückenden Monde weggenommen war, zeigte sich eine enorme, viele tausend Kilometer über die Oberfläche der Sonne emporragende Protuberanz. Das Spektroskop wurde sofort darauf gerichtet, und Janssen erkannte,

Leuchtkraft.
Vollmond.

folgt.

II.

Protuberanzen
beobachtung
Lufteintritt.

Janssen
(Hind.)

daß ihr Spektrum einfach aus den hellen Linien des glühenden Wasserstoffes bestand. Die Protuberanz leuchtete also nicht als eine vom Sonnenlicht bestrahlte Substanz, sondern selbständig als eine ungeheure Masse glühenden Wasserstoffgases. Damit war die Ansicht, die Protuberanzen seien wolkenähnlicher Natur, mit einem Schlage gestürzt.

Diese Beobachtung bezeichnet den Anfang einer neuen Ära in der Physik der Sonne, welche durch ein eigentümliches Zusammentreffen unabhängig noch von einem zweiten Forscher inaugurirt werden sollte. Als Janssen die Linien betrachtete, kam ihm der Gedanke, daß sie hell genug seien, um auch wohl nach der Sonnenfinsternis, zunächst nach der Phase der Totalität, gesehen zu werden. Er beschloß also, sie möglichst lange zu verfolgen, und so gelang es ihm in der Tat, sie nicht nur nach der Totalität, sondern nach der Finsternis überhaupt wahrzunehmen. Die Tage und Wochen nach der Finsternis zeigten ihm, daß die Protuberanzlinien mit einem genügend kräftigen Spektroskop und bei vollständig klarem Himmel jederzeit zu erkennen waren, so daß diese merkwürdigen Gebilde, die bisher nur während der seltenen und kurzen Momente totaler Finsternisse gesehen worden waren, nun zum Gegenstande regelmäßiger Beobachtung gemacht werden konnten.

Wie gesagt, wurde diese wichtige Entdeckung aber noch an einem anderen Orte, unabhängig von der Sonnenfinsternis am 18. August, gemacht, und zwar von dem Engländer Norman Lockyer. Dieser war durch Nachdenken zu der Überzeugung geführt worden, man müsse das Spektrum der Protuberanzen mit hinreichend starken Spektroskopen jederzeit wahrnehmen können, wenn ihre Materie ein selbstleuchtendes Gas sei, dessen Spektrum, wie wir wissen, nur aus einzelnen hellen Linien besteht. Er hatte seine Methode schon 1866 der Royal Society mitgeteilt und auch Versuche angestellt, die aber wegen ungenügender Instrumente resultatlos blieben. Ein neues, kräftigeres Instrument wurde bestellt, und mit diesem fand nun Lockyer, ohne von Janssens Beobachtung zu wissen, als er es am 20. Oktober nach dem Sonnenrande richtete, an einigen Stellen in dem Spektrum drei helle Linien, von denen zwei dem Wasserstoff angehörten. Sein Resultat wurde sofort der Pariser Akademie der Wissenschaften mitgeteilt, welche die Nachricht an demselben Tage erhielt, als auch von Janssen in Indien der ausführliche Bericht über seine Beobachtungen eintraf. Ganz unabhängig sowohl von Janssen als auch von Lockyer hatte Zöllner bereits mehrere Monate vor der Beobachtung Janssens eine spektroskopische Methode zur Beobachtung der Protuberanzen angegeben, nach welcher dieselben nicht nur durch das Auftreten heller Linien im Spektrum, sondern in ihrer vollen Gestalt erkannt werden konnten (s. S. 244).

*In Spektrum
Hog immer
wird sein*

Im Verfolg seiner Untersuchungen fand Lockyer, daß die Protuberanzen, von deren außerordentlich wechselnden Formen und wunderbaren Gestaltungen die nachstehende Fig. 120 einen Begriff geben möge, aus einer dünnen, die ganze Oberfläche der Sonne umgebenden Umhüllung



Fig. 120.

entspringen und nur besonders hervorragende Teile dieser Hülle sind. Die Sonne ist danach von einer hauptsächlich aus Wasserstoffgas bestehenden Atmosphäre umgeben, deren Teile hier und da in Gestalt von flammigen Wolken und Zungen oft zu enormer Höhe emporgeschleudert

werden. Jener schmalen, helleuchtenden Atmosphäre gab Lockyer wegen ihrer starken Färbung den Namen *Chromosphäre*. Sie ist, wie die Protuberanzen, nur mit dem Spektroskop oder während totaler Sonnenfinsternisse wahrzunehmen und bei letzteren Gelegenheiten auch früher schon von verschiedenen Beobachtern bemerkt worden, ohne daß man über ihre Natur etwas wußte.

Durch das Spektroskop ist somit die Möglichkeit gegeben, die Protuberanzen jederzeit, sobald die Sonne überhaupt sichtbar ist, zu beobachten, und in der Tat wird auf verschiedenen Sternwarten, besonders in Italien, täglich der ganze Sonnenrand nach Protuberanzen abgesucht,

ad. 1.



Fig. 121. Wolkenartige Protuberanzen.



Fig. 122. Eruptive Protuberanzen.

um sie zu zeichnen und zu messen. Dieses Absuchen des Randes ist naturgemäß eine ziemlich zeitraubende Operation, und es lag daher der Wunsch nahe, ebenso wie die Sonnenflecke auch alle gleichzeitig vorhandenen Protuberanzen auf einem einzigen Bilde fixieren zu können. Mit Hilfe des Spektroheliographen ist dies nun in der Tat möglich, und Fig. 119 zeigt eine Aufnahme dieser Art. Das Bild ist so entstanden, daß zuerst eine Aufnahme der Sonnenoberfläche mit den Fackeln und Flecken gemacht worden ist und dann eine zweite für die Protuberanzen, bei welcher die Sonnenscheibe durch eine Blende abgedeckt wurde. Eine gleichzeitige Aufnahme der Fackeln und Protuberanzen ist nicht möglich, da letztere eine sehr viel längere Belichtungsdauer erfordern als die Fackeln.

Periodizität Die fortdauernde Beobachtung der Protuberanzen hat gezeigt, daß auch diese Erscheinungen der bei den Flecken näher besprochenen Periodizität unterworfen sind, nur ist das Minimum bei ihnen weniger ausgeprägt. Das Auftreten der Protuberanzen ist aber nicht wie das der Flecke an bestimmte Breiten gebunden, vielmehr findet man sie, ebenso wie die Fackeln, selbst an den Polen.

ad 2. Man teilt die Protuberanzen häufig in zwei Klassen, die wolkenartigen (Fig. 121) und die eruptiven (Fig. 122), ein. Die Größe der Protuberanzen schwankt zwischen weiten Grenzen. Während die durchschnittliche Höhe etwa 40" bis 50" beträgt, besitzen viele beträchtlich größere Dimensionen, und in manchen Fällen sind sogar Höhen von 10' und mehr erreicht worden. Wenn man bedenkt, daß 1' einer Höhe von mehr als 40000 km entspricht, so sieht man sich hier vor einem Schauspiel, dessen Großartigkeit ohnegleichen ist. Auch die Gestaltsänderungen der Protuberanzen vollziehen sich mit einer Geschwindigkeit, von der wir uns nur schwer eine Vorstellung machen können. So hat man sowohl aufsteigende als auch Wirbel-Bewegungen beobachtet, welche mehrere hundert Kilometer in der Sekunde betragen.

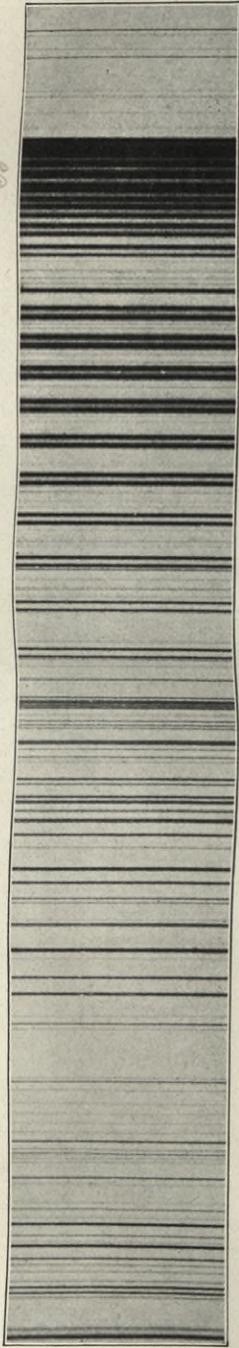
Diese enormen Geschwindigkeiten haben einzelne Forscher zu der Annahme geführt, daß es sich bei ihnen nicht um wirkliche Bewegungen handeln könne. Ja man hat sogar geglaubt, die Protuberanzen selbst nicht für reelle, sondern für optische Erscheinungen halten zu dürfen, welche durch Anomalien in der Strahlenbrechung hervorgebracht würden. Wir werden weiter unten auf diese Anschauungen noch etwas näher eingehen.

7. Das Spektrum der Sonne und ihrer Umgebung.

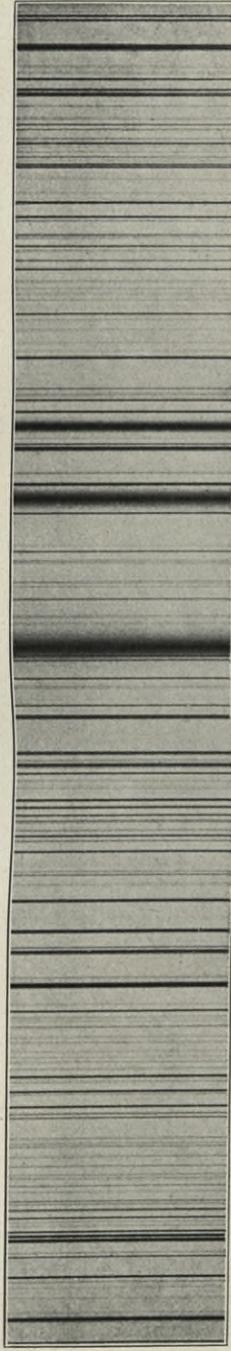
Läßt man Sonnenlicht entweder direkt oder mittels eines Spiegels auf den Spalt eines Spektralapparats fallen, so erhält man ein Spektrum des Lichtes, welches von allen Teilen der uns zugewandten Sonnenoberfläche ausgeht. Wenn wir jedoch mit Hilfe einer Linse ein Sonnenbild auf den Spalt des Spektralapparats projizieren, so ist es möglich, das Spektrum eines jeden beliebigen Teiles dieses Bildes zu untersuchen.

A. Fraunhofer 1801
gen. d. Spektr. Betrachten wir zunächst das Spektrum des gesamten uns von der Sonne zugehenden Lichtes, so stellt sich dasselbe als ein kontinuierliches Spektrum dar, durchsetzt von zahlreichen Fraunhoferschen Linien. Die schematische Darstellung des sichtbaren prismatischen Sonnenspektrums (Fig. 124 S. 304) zeigt die relative Lage der hauptsächlichsten Fraunhoferschen Linien und die ungefähre Abgrenzung der einzelnen Farben. Eine einigermaßen detaillierte Darstellung des Sonnenspektrums mit seinen Tausenden von Linien ist in dem Rahmen dieses Buches nicht wieder-

I.



II.



III.

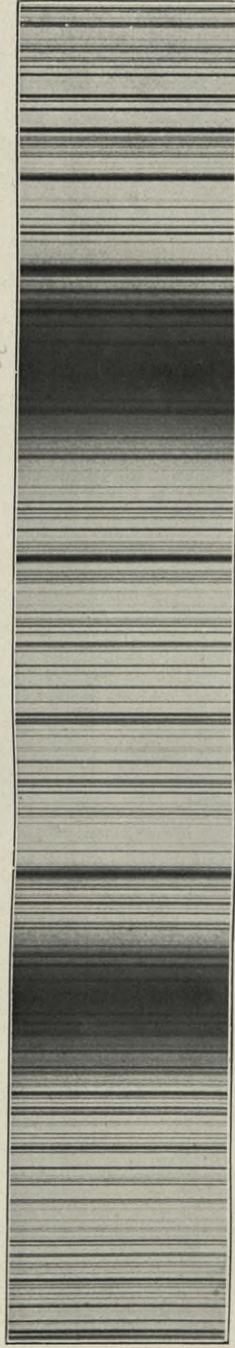


Fig. 123. Einzelne Teile des Sonnenspektrums. I. Gegend bei B, II. Gegend bei b, III. Gegend bei H und K.

zugeben. Um alle in einem größeren Spektralapparate der Neuzeit erkennbaren Linien eintragen zu können, müßte man dem Spektrum eine Länge von mehreren Metern geben, doch wird man einen Begriff von dem Aussehen des Sonnenspektrums erhalten, wenn man die in Fig. 123 dargestellten Stücke desselben betrachtet.

In jedem Taschenspektroskop sind schon mehr Linien zu erkennen, als in Fig. 124. Wer Gelegenheit hat, sich mit einem solchen Instrumente den schönen Anblick des Sonnenspektrums oder des Spektrums einer von der Sonne hell erleuchteten Wolke zu verschaffen, dem wird zunächst auffallen, wie groß der Intensitätsunterschied der verschiedenen Spektralfarben ist. In der Figur 124 ist durch eine über dem Spektrum gezeichnete Kurve die Intensität des sichtbaren prismatischen Sonnenspektrums*) nach Fraunhofers Angaben zur Darstellung gebracht. Das Maximum der Intensität ist im Gelb gelegen.

Es mögen hier noch die Wellenlängen und die Schwingungszahlen für die wichtigsten Fraunhoferschen Linien Platz finden.

Fraunhofersche Linie	Wellenlänge **) λ	Schwingungszahl in der Sekunde (Billionen)	Ursprung
A	7594	395	Tellurisch
B	6868	437	Tellurisch
C	6563.0	457	H
D ₁	5896.2	509	} Na
D ₂	5890.2	509	
E ₁	5270.5	569	Ca, Fe
E ₂	5269.7	569	Fe
b ₁	5183.8	578	} Mg
b ₂	5172.9	580	
F	4861.5	617	H
G	4308.0	696	Fe, Ca
g	4226.9	709	Ca
H ₁ = H	3968.6	756	Ca
H ₂ = K	3933.8	762	Ca

Eine große Anzahl von Physikern und Astrophysikern ist seit Jahren bemüht gewesen, eine möglichst gute Darstellung des Sonnenspektrums

*) Es sei hier betont, daß es sich um das prismatische Spektrum zum Unterschiede von dem Interferenzspektrum handelt. Bei letzterem ist die relative Ausdehnung und damit auch die Intensität der Farben eine andere.

**) Das Tausendstel-Millimeter (Mikron) wird vielfach mit μ bezeichnet und dementsprechend das Milliontel-Millimeter mit $\mu\mu$. Wir haben uns hier der fast ausschließlich gebräuchlichen Einheit, des Zehntels eines Milliontel-Millimeters (*Angströmsche Einheit*), bedient. Beispielsweise ist die Wellenlänge der Linie F zu bezeichnen mit 486.15 $\mu\mu$ oder 4861.5 Å oder kurz mit λ 4861.5.

und eine genaue Bestimmung der Wellenlängen der einzelnen Linien zu geben. Die umfassendste Untersuchung verdanken wir Rowland und seinen Schülern. Sie ist unter dem Titel: Preliminary Table of Solar Spectrum Wave-Lengths (Chicago 1896) veröffentlicht worden, enthält die Wellenlängen von etwa 20000 Linien und wird zur Zeit als das Fundament für alle Spektraluntersuchungen angesehen.

Die Grenzen des sichtbaren Spektrums sind für die meisten Augen durch die Linien *A* und *H* gegeben, doch bereitet das Fixieren von Linien zwischen *g* und *H* schon Schwierigkeiten; mit Hilfe fluoreszierender Substanzen ist man aber imstande, noch beträchtlich über *H* hinauszukommen. Eine überraschende Erweiterung unserer Kenntnisse über

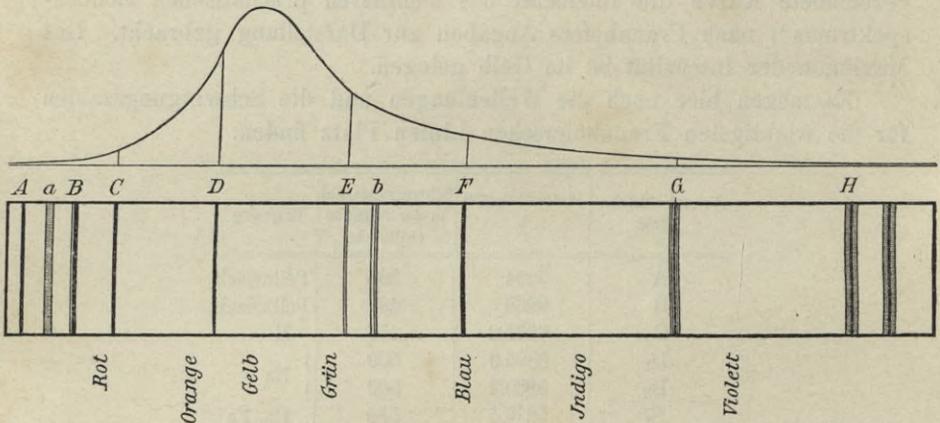


Fig. 124.

das Sonnenspektrum ist durch die Anwendung der Photographie*) möglich geworden (Draper, Cornu, Rowland, Higgs). Man gelangt mit Hilfe derselben im Sonnenspektrum jedoch nur bis λ 3000, dann bricht das Spektrum infolge der Absorption, welche die Erdatmosphäre ausübt, plötzlich ab.

Auch nach der Richtung der größeren Wellenlängen ist es gelungen, das Sonnenspektrum noch bedeutend weiter zu verfolgen, nachdem man erkannt hatte, daß Licht- und Wärmestrahlen in ihrem Wesen identisch sind und sich nur durch die Größe der Wellenlängen der Äther-schwingungen voneinander unterscheiden. Mit Hilfe von besonderen

*) Die Intensitätsverteilung ist für die photographische Platte eine gänzlich andere, als für das Auge; bei den gewöhnlichen Trockenplatten reicht die Empfindlichkeit etwa von λ 5000 bis λ 2000, und das Maximum derselben liegt zwischen den Linien *F* und *G*. Durch passende Behandlung der photographischen Platten ist man jedoch neuerdings imstande, auch das ganze sichtbare Spektrum bis ins Ultrarot aufzunehmen.

Apparaten (Thermosäulen, Bolometern) wurde es möglich, den ultraroten Teil des Spektrums bis λ 53000 (0.0053 mm) zu verfolgen (Langley).

Wir haben in dem Abschnitt »Spektralanalyse« gesehen, daß es Kirchhoff gelang, den innigen Zusammenhang zwischen Emission und Absorption glühender Gase mathematisch zu begründen, so daß man aus der Anwesenheit von Absorptionslinien in den Spektren mit Sicherheit Schlüsse auf das Vorhandensein verschiedener Elemente in den Atmosphären selbst der fernsten Weltkörper ziehen kann. Er war auch der erste, der die einzelnen Spektrallinien verschiedener Substanzen mit großer Sorgfalt mit den Linien des Sonnenspektrums verglich und so die Existenz von einer großen Anzahl unserer irdischen Elemente in der Atmosphäre der Sonne nachwies.

Die außerordentliche Verfeinerung der Darstellung des Sonnenspektrums mit Hilfe der Photographie hat in neuerer Zeit nun nicht ganz in dem gleichen Maße auch unsere Kenntnis von der Zusammensetzung der Sonnenatmosphäre gesteigert, da die Untersuchungen im Laboratorium über die Spektren der verschiedenen Elemente nicht gleichen Schritt gehalten haben, auch zweifellos noch manche chemische Elemente existieren, welche bisher unbekannt geblieben sind. So sind wir denn zur Zeit noch weit davon entfernt, eine einigermaßen erschöpfende Deutung der zahlreichen Linien des Sonnenspektrums geben zu können. Gegenwärtig können wir aber nachstehende Elemente als mit großer Sicherheit in der Atmosphäre der Sonne vorhanden anführen: Eisen, Nickel, Titan, Mangan, Chrom, Kobalt, Kohlenstoff, Vanadium, Zirkonium, Cer, Calcium, Scandium, Neodym, Lanthan, Yttrium, Niobium, Molybdän, Palladium, Magnesium, Natrium, Silicium, Wasserstoff, Helium, Strontium, Barium, Aluminium, Cadmium, Rhodium, Erbium, Zink, Kupfer, Silber, Germanium, Beryllium, Zinn, Blei, Kalium, Indium, Platin, Praseodym, Wolfram, Ytterbium, Thallium, Sauerstoff.

Im Sonnenspektrum ist aber noch eine große Anzahl von Linien enthalten, welche nicht eigentlich zum Spektrum der Sonne gehören, sondern welche ihre Entstehung der Absorption verdanken, die das Sonnenlicht bei seinem Durchgange durch die Erdatmosphäre erfährt. Diese sogenannten *atmosphärischen* oder *tellurischen Linien* stellen also in Wirklichkeit das Absorptionsspektrum der Erdatmosphäre dar. Die Kenntnis dieser Linien, die vorwiegend im Rot und Gelb auftreten, ist für die meisten spektralanalytischen Untersuchungen an Himmelskörpern von großer Bedeutung, und es haben daher verschiedene Forscher (Brewster, Ångström, Cornu u. a.) genaue Verzeichnisse derselben geliefert. Die bekanntesten sind die Fraunhoferschen Linien A, a, B, welche vom Sauerstoff herrühren, während Bänder, die in der Nähe der D-Linien auftreten, vom Wasserdampf erzeugt werden.

N. 229.

Leitung der
Linien.

1. Fraunhofer

1. Fraunhofer

Von dem eigentlichen Sonnenspektrum weicht nun das Spektrum der Sonnenfleckchen schon etwas ab. Nicht nur, daß hier die Intensität des kontinuierlichen Spektrums geringer ist, auch das Aussehen eines Teiles der Linien ist geändert. So werden die Linien einiger Elemente merklich verbreitert, aber nicht alle Linien desselben Elements; weiterhin werden einige sonst wenig auffallende Linien, besonders die des Vanadiums, sehr erheblich verstärkt, und andere, wie die des Wasserstoffs und des Calciums (*H* und *K*), werden zuweilen sogar Emissionslinien. Letztere Elemente haben in den Spektren der Fackeln immer helle Linien, ja meist werden *H* und *K* sogar doppelt umgekehrt, d. h. die helle Linie ist in ihrer Mitte durch einen dunklen Raum in zwei Teile zerlegt. In den Sonnenflecken sowohl als auch in den Fackeln sieht man häufig einige Spektrallinien merkwürdige Gestalten annehmen, woraus man nach dem Dopplerschen Prinzip auf starke Bewegungen in diesen Gebilden schließen muß.

Vollkommen verschieden vom Spektrum des Sonnenkörpers sind die Spektren der Umgebung der Sonne; hier findet man nur Emissionsspektren, und zwar hauptsächlich solche leuchtender Gase. Ein Teil dieser Erscheinungen ist dem Leser bereits bei der Besprechung der Protuberanzen bekannt geworden, und es ist dort auch schon erwähnt, daß der Hauptbestandteil jener leuchtenden Gasmassen Wasserstoff ist. Wenn dies nun auch der gewöhnlichste Fall ist, so hat man doch nach einer längeren Beobachtung dieser Protuberanzen gefunden, daß neben Wasserstoff fast immer noch Calcium, häufig wohl auch Helium, in den seltneren, sogenannten metallischen Protuberanzen außerdem noch die Elemente Eisen, Titan, Magnesium, Scandium, Strontium, Aluminium vorkommen.

Von dem Spektrum der Protuberanzen ist das der oberen Schichten der Chromosphäre, welche man gleichzeitig mit den Protuberanzen beobachten kann, kaum verschieden; nur sind hier noch häufiger Metalllinien sichtbar, welche dann in der unteren Schicht der Chromosphäre vorherrschen. Diese untere Schicht ist bis jetzt der Beobachtung nur bei Sonnenfinsternissen zugänglich und auch da nur in den wenigen Sekunden kurz vor und kurz nach der Totalität, wo die Photosphäre durch den Mond bedeckt ist und der letzte bzw. erste Lichtstrahl gewissermaßen blitzartig aufleuchtet (*Flash-Spektrum*). Erst durch die Anwendung der Photographie ist man in den letzten Jahren des vorigen Jahrhunderts zu einer besseren Kenntnis dieses höchst interessanten, für die Theorie der Sonne wichtigen Spektrums gekommen und hat so nachweisen können, daß eine sehr große Zahl der Fraunhoferschen Linien in dieser Schicht als helle (umgekehrte) Linien auftreten. Fast sämtliche chemische Elemente ließen sich erkennen, so besonders Aluminium, Barium, Calcium (*H*, *K*), Kohle, Kobalt, Chrom, Eisen, Wasserstoff (die ganze Linien-

I. Spektr. d.
Sonnenflecke

III. Spektr. d.
Sonnenumgebung

Wasserstoff
Ca, He

Fe, Ti, Al, Sc
Al.

Chromosphäre

1. obere Schicht

untere Schicht

2. untere Schicht

Umgekehrte L.

serie), Helium, Magnesium, Mangan, Natrium, Nickel, Scandium, Silicium, Strontium, Titan, Vanadium, Yttrium, Zirkon. Die einzelnen Elemente sind bis zu verschiedenen Höhen in der Chromosphäre sichtbar, Calcium, Wasserstoff, Helium z. B. durch die ganze Chromosphäre hindurch, Mangan und Kohlenstoff nur in den an die Photosphäre angrenzenden Teilen. Auch ist die Verteilung der Elemente an den verschiedenen Stellen des Sonnenrandes häufig nicht die gleiche. Bisher konnten nicht alle Fraunhoferschen Linien im Chromosphärenspektrum gefunden werden, auch entsprechen die Intensitäten dieser Chromosphärenlinien nicht durchgängig denen des Fraunhoferschen Spektrums, so daß die Bezeichnung *umkehrende Schicht* für diese untersten Teile der Chromosphäre vielleicht nicht gerechtfertigt ist. Weitere Finsternisse werden hier erst Aufklärung bringen.

Das Spektrum der Korona ist zum Teil das kontinuierliche eines glühenden festen Körpers. Einige Beobachter glauben zwar schwache Andeutungen der Fraunhoferschen Linien, also reflektiertes Licht der Sonne, darin wahrgenommen zu haben, die Photographien lassen aber bisher nichts davon erkennen. Außer jenem kontinuierlichen Spektrum besitzt aber die Korona noch ein sehr charakteristisches, aus hellen Linien bestehendes Spektrum, über dessen Ursprung man noch völlig im unklaren ist; die einzelnen Linien sind folgende:

Wellenlänge λ	Intensität
3800	2
3987.0	5
4231.3	3
4359.5	3
4568.5	3
5303.3	10

Die Linie λ 5303.3 ist die am längsten bekannte; sie wurde früher, als man noch keine genauen Wellenlängenmessungen von ihr hatte, mit einer nahestehenden, sehr hellen Chromosphärenlinie (λ 5317) verwechselt, welche der Linie 1474 in Kirchhoffs Sonnenspektrum entsprach. Die Linie ist schlecht definiert und unsymmetrisch und scheint nicht monochromatisch zu sein. Vielleicht rührt aber dieses Aussehen von starken Bewegungen in der Korona her. Die Koronalinien scheinen nicht alle ein und demselben Element anzugehören, da die monochromatischen Abbilder der Korona je nach der benutzten Linie verschieden sind. Übrigens sieht man auch aus diesen Aufnahmen, daß keinerlei Zusammenhang zwischen Korona einerseits und Chromosphäre und Protuberanzen andererseits besteht.

Für die Erkenntnis der Korona und ihrer spektralen Eigenschaften werden erst weitere Finsternisse abgewartet werden müssen, deren Beobachtung insbesondere durch die Amerikaner und Engländer eifrig betrieben wird.

8. Ansichten verschiedener Forscher über die physische Beschaffenheit der Sonne.

Über die physische Beschaffenheit der Sonne und die Gesetze, welche die so mannigfaltigen Erscheinungen und Vorgänge auf ihr regeln, herrscht im großen und ganzen noch viel Dunkel und Zweifel, wenn auch einige Punkte ziemlich sicher erforscht und begründet zu sein scheinen. Da die wesentlichen Eigenschaften der Materie notwendigerweise überall dieselben sind, so werden wir zur Erklärung der Erscheinungen auf der Sonne auch nur die Gesetze anwenden dürfen, welche wir auf der Erde in Wirksamkeit sehen, und das Problem der physischen Konstitution der Sonne würde gelöst sein, sobald wir imstande wären, alle Erscheinungen durch diese Gesetze zu erklären. Die logische Forderung, daß die physischen Gesetze, die auf der Sonne wirken, in Übereinstimmung mit den auf der Erde wirksamen sein müssen, ist nicht immer genügend von denen beachtet worden, die über jenes Thema spekulierten und so zu mancherlei oft gewagten Hypothesen geführt worden sind. Das bekannteste Beispiel ist die oben erwähnte Wilson-Herschelsche Hypothese eines kühlen Sonnenkernes. Wir müßten von dem Begriff der Wärme eine wesentliche und allgemeine Eigenschaft, die der Fortpflanzung, wegnehmen, wollten wir annehmen, das Innere der Sonne könne bei der Gluthitze der umgebenden Photosphäre sich auch nur kurze Zeit relativ kalt erhalten. Übrigens braucht die strenge Anwendung der uns bekannten physikalischen Gesetze auf die Physik der Sonne keineswegs stets zum Ziele zu führen, da sich die Vorgänge auf der Sonne in solch ungeheuren Massen und bei so außergewöhnlichen Temperatur- und Druckverhältnissen abspielen, daß die Gültigkeit unserer Gesetze für die Sonne durchaus nicht erwiesen ist. So darf es nicht überraschen, daß sich auch die besten der von verschiedenen Forschern aufgestellten Sonnentheorien in vielen wesentlichen Punkten widersprechen, ja daß wohl keine einzige derselben als in jeder Beziehung befriedigend zu betrachten ist. Noch in neuester Zeit hat sich der Mangel einer alle Erscheinungen gleich gut deutenden Theorie der Sonnenphysik fühlbar gemacht und wird immer fühlbarer werden, je mehr unsere Einzelkenntnis in solaren Vorgängen wächst. Es fehlt eben zur Zeit noch an einem »Newton«, der den richtigen Zusammenhang der Dinge durchschaut, und so wollen wir uns darauf beschränken, eine Zusammenstellung

Alle Namen
Herschel's
für
muss ganz
Wils. Kern
muss von ihm
für
angeführt
da aber muss
immer gelte
pland

von Sonnentheorien verschiedener Forscher zu geben, und zwar zum Teil in deren eigener Darstellung.

Als Kirchhoff, der Begründer unserer heutigen Anschauungsweise, vor bald fünfzig Jahren seine Ansichten entwickelte, war das Material an beobachteten Tatsachen noch ein überaus spärliches; die Fülle von Erscheinungen, die uns Spektralanalyse, Photometrie und Photographie wie die rein teleskopische Beobachtung auf der Sonne und in ihrer Umgebung seitdem enthüllt haben, war noch unbekannt. Kirchhoffs Theorie konnte sich daher nur auf wenig, aber freilich das Wesentlichste beziehen, auf den leuchtenden, wärmestrahrenden Sonnenkörper überhaupt und auf die Sonnenflecke. Damit, daß Kirchhoff bewies, ein kühler Sonnenkern mit seinen gekünstelten Hüllen widerspreche den einfachsten physikalischen Gesetzen, und die Sonne müsse durchaus ein in der höchsten Gluthitze befindlicher Körper sein, war der Grund zu allen späteren Untersuchungen und Anschauungen gelegt, die nun die Menge sich häufender Einzeltatsachen zu erklären haben.

Nahezu gleichzeitig wurden von Secchi, Faye und Zöllner umfassende Theorien über die physische Konstitution der Sonne aufgestellt, und wenn dieselben auch heutzutage schwerlich noch anerkannt werden dürften, so haben sie doch so lange die Anschauungen der Sonnenforscher beherrscht, daß sie auch heute noch mindestens eine historische Berechtigung besitzen und deshalb hier zur Darstellung gelangen müssen.

Ansichten von Secchi. »Für mich, wie für jedermann sonst, ist die Sonne ein leuchtender Körper von enormer Temperatur, in welchem die unseren Chemikern und Physikern bekannten Substanzen, sowie einige andere noch unbekannt, sich in einem dampfförmigen Zustande befinden, zu einem solchen Grade erhitzt, daß das Spektrum des Dampfes kontinuierlich ist, entweder infolge des Druckes, welchem der Dampf ausgesetzt ist, oder infolge seiner hohen Temperatur. Diese leuchtende, glühende Masse ist es, welche die Photosphäre bildet. Ihre Grenze ist bestimmt, wie im Falle glühender Gase im allgemeinen, durch die Temperatur, auf welche die äußere Schicht durch ihre Strahlung in den freien Weltraum reduziert wird, wie zugleich durch die von dem Körper ausgeübte Schwerkraft. Die Photosphäre stellt sich dar als zusammengesetzt aus kleinen, glänzenden Granulationen, die durch ein dunkles Netzwerk voneinander getrennt sind. Diese Granulationen werden von den Spitzen der Flammen gebildet, welche sich über die untere absorbierende Schicht erheben; letztere bildet, wie wir bald genauer sehen werden, das erwähnte Netzwerk.

»Über der Photosphärenschicht liegt eine Atmosphäre von sehr verwickelter Beschaffenheit. Auf ihrem Grunde befinden sich die schweren

Kirchhoff
Grund: die
gleichmässige
Erwärmung

Secchi
Photopäan
dampförmig

Corona

metallischen Dämpfe von einer Temperatur, welche, als von geringerer Höhe, nicht länger die Ausstrahlung von Licht mit einem kontinuierlichen Spektrum zuläßt, obschon sie genügt, direkt Spektren mit glänzenden Linien zu geben, die während totaler Sonnenfinsternisse am Sonnenrande wahrgenommen werden können. Diese Schicht ist außerordentlich dünn, indem sie nur eine Tiefe von ein bis zwei Bogensekunden hat. Gemäß dem von Kirchhoff aufgestellten Gesetz absorbieren jene Dämpfe diejenigen Strahlen des Photosphärenspektrums, welche sie passieren, und verursachen so die Unterbrechungen, die man als die dunklen Fraunhoferschen Linien im Sonnenspektrum kennt. Die Dämpfe sind mit einer enormen Quantität Wasserstoffgas gemischt. Dieses Gas ist in solcher Menge vorhanden, daß es sich beträchtlich über die andere Schicht erhebt und eine zu einer Höhe von 10" bis 16" und mehr ansteigende Umhüllung bildet, welche das ausmacht, was wir die Chromosphäre nennen. Dieses Wasserstoffgas ist stets vermischt mit einer anderen, vorläufig Helium genannten Substanz, welche die gelbe Linie D_3 des Spektrums der Protuberanzen bildet, und mit einer zweiten noch dünneren Substanz, welche die grüne Linie 1474K (Kirchhoff) gibt. Diese letztere Substanz steigt zu weit größerer Höhe als der Wasserstoff an; aber sie ist im Sonnenspektrum nicht so leicht sichtbar wie dieser. Wahrscheinlich gibt es in der Sonnenatmosphäre auch noch eine andere, noch nicht sicher bestimmte Substanz. So scheinen also die Substanzen, welche diese Sonnenumhüllung zusammensetzen, nach ihrer Dichtigkeit angeordnet zu sein, aber doch ohne bestimmte Trennung, indem die Diffusion der Gase eine beständige Mischung hervorbringt.

»Diese Atmosphäre wird bei totalen Finsternissen in der Gestalt der Korona sichtbar. Es ist sehr schwer, ihre absolute Höhe zu fixieren. Die Finsternisse beweisen, daß sie in ihren höchsten Teilen bis zu einer Höhe gleich dem Sonnendurchmesser reichen mag.

»Kein Zweifel, daß sie sich noch weiter erstreckt, und sie mag wohl mit dem Zodiakallicht in Verbindung stehen. Die sichtbare Schicht dieser Atmosphäre ist nicht sphärisch; sie ist höher in mittleren Breiten, bei 45 Grad, als am Äquator und an den Polen am niedrigsten. An der Basis der Chromosphäre hat der Wasserstoff die Gestalt kleiner Flammen, die aus sehr dünnen, schmalen Fasern zusammengesetzt sind, welche den Granulationen der Photosphäre zu entsprechen scheinen. In Perioden der Ruhe ist die Richtung dieser Fasern senkrecht zur Sonnenoberfläche; in Zeiten lebhafter Bewegung aber sind sie im allgemeinen mehr oder weniger geneigt und oft symmetrisch gegen die Pole gerichtet.

»Der Sonnenkörper ist niemals in einem Zustande absoluter Ruhe. Die verschiedenen im Innern des Körpers zusammenkommenden Sub-

Chromosphäre

Protuberanzen

stanzen streben danach, sich infolge ihrer chemischen Verwandtschaft zu verbinden, und bringen notwendigerweise Erregungen und innere Bewegungen jeder Art und von großer Intensität hervor. Daher rühren die zahlreichen Krisen, welche sich an der Oberfläche in der Erhebung der tieferen Atmosphärenschichten durch Eruptionen und oft durch wirkliche Explosionen zeigen. Die niedrigeren metallischen Dämpfe, besonders Wasserstoff, werden dann zu beträchtlichen Höhen emporgeschleudert, zu Höhen, die sich im Spektroskop (im vollen Sonnenlicht) bis zu einem Viertel des Sonnendurchmessers verfolgen lassen. Diese Wasserstoffmassen, welche die Atmosphäre mit einer Temperatur höher als die der Atmosphäre selbst verlassen, steigen in die höheren Regionen der letzteren, bleiben dabei in ihr suspendiert, breiten sich aber in beträchtlichen Höhen aus und bilden das, was wir Prominenz oder Protuberanz nennen. Die Struktur dieser Wasserstoffprotuberanz gleicht durchaus jener von Flüssigkeitsschichten, die sich aus dichteren Schichten erheben und in die dünneren diffundieren; aber ihre selbst an der Basis außerordentlich große Veränderlichkeit und die rapiden Änderungen im Orte des Ausganges und in der Diffusion beweisen, daß sie nicht irgend eine Öffnung in einer festen widerstehenden Schicht passieren.

»Diese Eruptionen sind oft vermischt mit Säulen metallischer Dämpfe von größerer Dichte, welche die Höhe des Wasserstoffes nicht erreichen, und deren Natur mit Hilfe des Spektroskops erkannt werden kann; gelegentlich sehen wir sie in der Form parabolisch gekrümmter Strahlen auf die Sonne zurückfallen. Die häufigsten Substanzen sind Natrium, Magnesium, Eisen, Calcium usw. — tatsächlich dieselben Substanzen, die man die niedrige, absorbierende Schicht der Sonnenatmosphäre bilden sieht, und welche durch ihre Absorption die Fraunhoferschen Linien hervorbringen. Eine strenge und unvermeidliche Konsequenz dieser Umstände ist die Tatsache, daß, wenn die so erhobene Masse durch die Rotation der Sonne zwischen die Photosphäre und das Auge des Beobachters zu liegen kommt, die Absorption sehr merkbar wird und einen dunklen Fleck auf der Photosphäre selbst hervorruft. Die metallischen Absorptionslinien sind in dieser Gegend dann wirklich breiter und verschwommener, und wenn die erhobene Masse hoch und dicht genug ist, so können wir selbst die Rückumkehrung der bereits umgekehrten Linien sehen, d. h. wir können die hellen Linien der Substanz selbst auf dem Grunde des Flecks sehen. Dies geschieht oft mit Wasserstoff, der sich zu einer großen Höhe erhebt, und auch mit Natrium und Magnesium, welche Metalle die wenigst dichten Dämpfe haben. Hier haben wir also den Ursprung der Sonnenflecke. Sie werden gebildet durch Massen absorbierender Dämpfe, welche aus dem Innern der Sonne hervorbrechen, und sobald sie zwischen

Stumpfe

die Photosphäre und das Auge des Beobachters treten, einen großen Teil des Lichtes absorbieren.

»Aber diese Dämpfe sind schwerer als die umgebenden Massen, in welche sie hineingeschleudert sind. Sie sinken deshalb durch ihr eigenes Gewicht und bringen in der Atmosphäre eine Art von Höhlung hervor, welche mit einer dunkleren und mehr absorbierenden Masse erfüllt ist. Daher rührt die bei den Flecken wahrgenommene Vertiefung. Ist die Eruption plötzlich oder von sehr kurzer Dauer, so wird diese Dampfmasse auf die Photosphäre zurückfallen, glühend werden, sich auflösen, und der Fleck verschwindet schnell; aber die inneren Krisen des



Fig. 125.

Sonnenkörpers können sich eine lange Zeit fortsetzen, und die Eruption kann sich an derselben Stelle während mehrerer Sonnenrotationen erhalten. Daher die Beständigkeit der Flecke; denn die Wolke kann fortfahren, sich so lange und so schnell zu bilden, als die Photosphäre sie auflöst, wie es mit den Dampfstrahlen unserer Vulkane geschieht. Die Eruptionen können sich nahe an ihrem Ende wieder beleben, mehrere Male an derselben Stelle sich wiederholen und so in Form und Lage sehr veränderliche Flecke verursachen.

»Die Flecke bestehen aus einer zentralen Gegend, die Kern oder Umbra heißt, und aus einem umgebenden, weniger dunklen, Penumbra genannten Teile. Die Penumbra besteht in Wirklichkeit aus dünnen,

dunklen Schleiern und aus Fasern oder Strömen photosphärischer Materie, welche in die dunkle Masse hineinzubrechen streben. Diese Ströme haben die Form von Zungen, welche oft aus kugeligen, wie Perlen-schnüre oder Weidenblätter aussehenden Massen bestehen und offenbar nur die »Körner« der Photosphäre sind, welche sich gegen das Zentrum des Flecks stürzen und es mitunter gleich einer Brücke kreuzen.

»In jedem Fleck müssen wir drei Perioden seiner Existenz unterscheiden: die erste, der Bildung; die zweite, der Ruhe; die dritte, der Auflösung. In der ersten wird die photosphärische Masse erhoben und zugleich verzerrt durch eine mächtige Erregung, oft in der Art eines Wirbels, welcher sie über die flüssigen Strömungen ringsum erhebt und unregelmäßige Erhebungen bildet, entweder ohne Penumbra oder mit einer sehr unregelmäßigen. Diese unregelmäßigen Bewegungen spotten jeder Beschreibung: ihre Geschwindigkeiten sind enorm, und die betroffene Gegend erstreckt sich über mehrere Quadratgrade; aber das Aufwerfen gelangt bald zu einem Ende, die Erregung läßt allmählich nach, und Ruhe folgt. In der zweiten Periode fällt die erregte und erhobene Masse wieder zurück und strebt, sich zu mehr oder weniger kreisförmigen Massen zu verbinden und ihrem Gewichte entsprechend in die Oberfläche der Photosphäre einzusinken. Daher die eingedrückte Gestalt der Photosphäre, die einem Trichter gleicht, und die zahlreichen Ströme, welche von jedem Punkte des Umfanges kommen und auf diese dunkle Masse stürzen; aber gleichzeitig dauert der Widerstreit zwischen ihr und der ausströmenden Substanz fort. Der Fleck nimmt eine nahezu stabile und kreisähnliche Form an, ein Zustand, welcher lange Zeit dauern kann — so lange in der Tat, als die inneren Wirkungen der Sonnenkugel neues Material liefern. Wenn endlich die letzteren aufhören, läßt die eruptive Tätigkeit nach und erschöpft sich schließlich; die auf allen Seiten von der Photosphäre überströmte, absorbierende Masse ist aufgelöst, und der Fleck verschwindet.

»Das Dasein dieser drei Phasen wird durch das vergleichende Studium der Flecke und Eruptionen bestätigt. Wenn ein Fleck während seiner ersten Periode sich am Sonnenrande befindet, so wird seine Lage, obschon die dunkle Region unsichtbar ist, durch Eruption metallischer Dämpfe angezeigt, falls der Fleck beträchtlich ist. In den dunkelsten werden die Dämpfe von Natrium, Eisen und Magnesium in größter Menge und zu den größten Höhen erhoben gesehen. Ein ruhiger und kreisförmiger Fleck ist gekrönt von schönen Fackeln und Strahlen von Wasserstoff und metallischen Dämpfen, die sehr niedrig, aber dabei sehr glänzend sind. Ein Fleck, welcher im Begriff ist, sich zu schließen, zeigt keine metallischen Auswürfe, sondern höchstens einige kleine Wasserstoffstrahlen,

Luft. 8
Menge 5
Flack
Luft. 8

sowie eine bewegtere und erhöhte Chromosphäre. Übrigens lehrt die Beobachtung, daß Eruptionen im allgemeinen die Flecke begleiten, und daß sie zu den Zeiten, wo die Flecke fehlen, gleichfalls mangeln. So wird die Stärke der Sonnentätigkeit gemessen durch die doppelte Tätigkeit von Eruptionen und Flecken, die eine gemeinsame Quelle haben, und die Flecke sind in Wirklichkeit nur eine sekundäre Erscheinung, welche von den Eruptionen und der mehr oder weniger absorbierenden Fähigkeit der Materien abhängt: absorbierten die ausgestoßenen Substanzen nicht, so könnten wir überhaupt keine Flecke sehen.

»Die nur aus Wasserstoff bestehenden Eruptionen bringen keine Flecke hervor; so sieht man jene an allen Punkten der Scheibe, während die Flecke sich auf die tropischen Zonen, wo allein die metallischen Eruptionen erscheinen, beschränken. Die Eruptionen einfachen Wasserstoffes verursachen die Fackeln. Der größere Glanz der Fackeln hat zwei Ursachen: die erste liegt in der Erhebung der Photosphäre über das absorbierende Stratum von Dampf, welches sehr dünn ist (nur 1" bis 2", wie wir früher sagten); diese höhere Region entgeht so der Absorption der tieferen Schicht und erscheint glänzender. Die andere Ursache mag sein, daß der Wasserstoff beim Hervorbrechen die absorbierende Schicht zur Seite schiebt und, indem er an die Stelle der metallischen Dämpfe tritt, einen besseren Blick auf das Licht der Photosphäre selbst gestattet.

»So sind also schließlich die Flecke eine sekundäre Erscheinung: sie unterrichten uns aber trotzdem von den heftigen Bewegungen, welche im Innern der strahlenden Kugel vor sich gehen. Die Häufigkeit der Flecke korrespondiert mit der Häufigkeit der Eruptionen, diese beiden Phänomene zusammengenommen sind das Kennzeichen solarer Tätigkeit. Die Flecke nehmen die Zone zu beiden Seiten des Sonnenäquators ein und gehen selten über den Parallel von 30° hinaus. Ein oder zwei in 45° geschene Flecke sind Ausnahmen. Dieser Parallel ist daher die Grenze der größten Tätigkeit des Körpers. Es ist bemerkenswert, daß die Parallele von 30° die Hemisphären in zwei Teile von gleichem Rauminhalte zerlegen. Über diese Parallele hinaus sehen wir Fackeln, aber nicht wahre Flecke — oder höchstens nur verschleierte Flecke, die eine sehr schwache metallische Eruption anzeigen.

»Solch eine flüssige Masse, in welcher die Teile sehr verschiedenen Temperaturen ausgesetzt sind, kann nicht ohne eine innere Zirkulation bestehen. Wir kennen deren Gesetze bis jetzt noch nicht, aber die folgenden Tatsachen sind fest genug begründet: die Fleckenzonen sind nicht festliegend, sondern haben eine vom Äquator nach den Polen zu fortschreitende Bewegung. Die Flecke beginnen, wenn sie in einer gewissen höheren Breite angekommen sind, zu verschwinden, erscheinen

*Auffbruch der
Flecke*

aber nach einiger Zeit in niedrigeren Breiten wieder und gehen nachher von neuem weiter. Zwischen diesen Phasen der Ortsveränderung findet gewöhnlich ein Fleckenminimum statt. Während der Perioden der Tätigkeit haben die Protuberanzen eine vorherrschende Richtung gegen die Pole, ebenso auch die Flammen der Chromosphäre. Dies zeigt eine allgemeine Bewegung der Photosphäre vom Äquator nach den Polen zu an. Diese Bewegung wird unterstützt durch die Verschiebung der Zonen der Eruptionen und Protuberanzen, welche sich stets gegen die Pole zu bewegen scheinen.

»Außer dieser Bewegung in Breite hat die Photosphäre auch eine Bewegung in Länge, welche am größten am Äquator ist. Diese Erscheinungen führen zu dem Schluß, daß die ganze Masse von einer Wirbelbewegung affiziert wird, welche vom Äquator nach den Polen zu, in einer Richtung schief gegen die Meridiane, sich fortbewegt. Die Theorie dieser Bewegungen muß noch erforscht werden und hängt ohne Zweifel mit der ursprünglichen Art, in welcher die Sonne gebildet wurde, zusammen.

»Die Tätigkeit des Sonnenkörpers unterliegt beträchtlichen Fluktuationen: die bestbegründete Periode ist die von $11\frac{1}{3}$ Jahren, aber die Tätigkeit nimmt rascher zu als ab — sie wächst ungefähr vier Jahre und nimmt ab ungefähr sieben. Diese Tätigkeit ist mit den Erscheinungen des Erdmagnetismus verknüpft; wir können aber nicht sagen, in welcher Weise. Wir können einen direkten elektromagnetischen Einfluß der Sonne auf unsere Erde annehmen oder einen indirekten, aus der thermischen Wirkung der Sonne entspringenden, welche auf den Erdmagnetismus zurückwirkt. Es ist sehr natürlich, anzunehmen, daß die Äthermasse, welche die Räume unseres Planetensystems füllt, durch die Tätigkeit des Zentralkörpers erheblich alteriert wird. Was aber auch die Ursache dieser Änderung der Tätigkeit sein möge, wir sind über sie in völliger Unklarheit. Man hat sie der Einwirkung der Planeten zuschreiben wollen, doch genügt diese durchaus nicht. Die wahre Erklärung bleibt der Erkenntnis vorbehalten, welche einst die Natur des Bandes entschleiern wird, welches Wärme mit Elektrizität, mit Magnetismus und mit der Ursache der Gravitation verknüpft.

»Über das Innere der Sonne haben wir keine sichere Kenntnis. Die Temperatur der Oberfläche ist trotz des fortwährenden Wärmeverlustes, welchen sie erleidet, so groß, daß wir für das Innere keine geringere annehmen können; und folglich kann keine feste Schicht dort existieren, ausgenommen vielleicht in Tiefen, wo der durch die Schwere entstehende Druck die von der Wärme hervorgerufene molekulare Ausdehnung erreicht oder übertrifft. Wie dem auch sein mag, die der Erforschung durch unsere Instrumente zugängliche Schicht ist ohne Zweifel flüssig und gasförmig, und wir können so die Änderungen des Sonnendurchmessers

erklären, die von manchen Astronomen gefunden wurden*). Trotz dieser kleinen Schwankungen ist die Wärmestrahlung des Sonnenkörpers in sein Planetensystem doch während langer Zeiträume und im besonderen während der historischen Zeit nahezu konstant. Diese Konstanz hat mehrere Ursachen: zuerst die enorme Masse der Sonne, welche sich nur sehr langsam abkühlen kann; dann die Zusammenziehung der Masse, welche die dem Wärmeverlust folgende Kondensation begleitet; endlich die Ausstrahlung der Dissoziations- oder Zersetzungswärme, welche aus chemischen Wirkungen entsteht, die in der ganzen Masse stattfinden mögen.

»Der Ursprung dieser Wärme muß in der Gravitation gesucht werden; denn es ist gezeigt worden, daß die Sonnenmasse, indem sie sich von den Grenzen des Planetensystems bis zu ihrem jetzigen Volumen zusammengezogen hat, nicht nur ihre wirkliche, sondern eine mehrere Male größere Wärmemenge erzeugen würde. Was den absoluten Wert dieser Temperatur betrifft, so können wir ihn nicht mit Sicherheit bestimmen. Da die Wissenschaft bis jetzt noch nicht die Beziehung ermittelt hat, welche zwischen molekularer lebendiger Kraft und der Intensität der Strahlung (welch letztere die einzige durch die Beobachtung gegebene Größe ist) besteht, so befinden wir uns in einem Zustande peinlicher Ungewißheit. Trotzdem aber muß diese Temperatur mehrere Millionen Grad unseres Thermometers betragen und fähig sein, alle bekannten Substanzen im Dampfzustande zu erhalten.«

»Rom, Februar 11, 1877.«

Ansichten von Faye. »Untersuchen wir ohne Vorurteil die Bewegungen der Flecke, so finden wir mit Carrington, daß eine einfache Beziehung zwischen ihrer Breite und ihrer Winkelgeschwindigkeit besteht. Immerhin genügt dieses Gesetz nicht, um die Beobachtungen mit der Genauigkeit, welche sie zulassen, darzustellen. Es ist noch erforderlich, der Tiefenparallaxe Rechnung zu tragen, welche ich auf $\frac{1}{200}$ des Sonnenradius schätze, sowie gewisser Oszillationen sehr kleinen Umfangs und langer Periode, denen die Flecke senkrecht auf ihren Parallelen unterliegen. Dann werden die Beobachtungen mit großer Schärfe dargestellt, woraus ich schließe, daß wir es mit einer ganz einfachen mechanischen Erscheinung zu tun haben. Das fragliche Gesetz kann durch die Formel ausgedrückt werden:

$$\omega = a - b \sin^2 \lambda,$$

wo ω die Winkelgeschwindigkeit eines Flecks in der Breite λ und a und b Konstanten sind, die denselben Wert ($a = 857.6$ und $b = 157.3$)

*) Diese besonders von Secchi selbst behaupteten Änderungen haben genauere Untersuchungen von Auwers, Wagner u. a. nicht bestätigt.

über die ganze Oberfläche der Sonne haben. Diese Konstanten mögen sich langsam mit der Zeit ändern, ich habe aber ihre Veränderungen nicht studiert.

»Lassen wir zu, wie wir weiter unten sehen werden, daß die Geschwindigkeit eines Flecks dieselbe ist, wie die mittlere Geschwindigkeit der Photosphärenzone, in welcher er gebildet ist, so sehen wir:

1. Daß die aneinanderstoßenden Streifen der Photosphäre mit einer Rotationsgeschwindigkeit begabt sind, die wenigstens für die Dauer einiger Monate oder Jahre für jeden Streifen nahe konstant ist, aber sich von einem Streifen zum anderen mit der Breite ändert.

2. Daß diese Streifen sich nahe parallel dem Äquator bewegen und niemals Strömungen verraten, die, wie in den oberen Regionen unserer Atmosphäre, konstant gegen die Pole gerichtet wären.

3. Daß die Flecke hohl sind, oder wenigstens, daß der schwarze Kern in Bezug auf die Photosphäre merklich herabgedrückt liegt.

»Die gegen die Pole zu mehr und mehr markierte Abnahme der Oberflächenrotationsgeschwindigkeit und die Abwesenheit jeder Bewegung vom Äquator aus kann nur hervorgehen aus einem vertikalen Aufsteigen von Substanzen, die sich aus einer großen Tiefe unaufhörlich nach allen Punkten der Oberfläche erheben. Es ist genügend, daß diese Tiefe vom Äquator gegen die Pole hin wachse und ein Gesetz ähnlich dem der Rotation befolge, um an der Oberfläche eine mit der Breite wachsende Verzögerung hervorzubringen. Diese Verzögerung beträgt bei 45° Breite etwa zwei Tage in jeder Rotation. Da die Masse der Sonne hauptsächlich aus metallischen, bei einer gewissen Temperatur kondensierbaren Dämpfen gebildet ist und diese Temperatur infolge der äußeren Abkühlung in einer bestimmten Tiefe erreicht ist, so sollte eine doppelte vertikale Bewegung bewirkt werden von aufsteigenden Dämpfen, welche eine Wolke von kondensierter, intensiver Strahlung fähiger Materie und von kondensierten Produkten zu bilden suchen, die in Form von Regen in das Innere zurückfallen. Die letzteren werden in der Tiefe aufgehalten, in welcher sie eine Temperatur treffen, die hoch genug ist, sie von neuem zu verdampfen und dann zum Wiederaufsteigen zu zwingen. Da fast die ganze Masse der Sonne an dieser doppelten Bewegung teilnimmt, so wird die von der Wolke ausgestrahlte Wärme dieser Masse entlehnt sein und nicht einer Oberflächenschicht, deren Temperatur rapid fallen und welche sich bald zu einer vollständigen Kruste kondensieren würde. Daher rührt die Bildung und Erhaltung der Photosphäre und die Konstanz und lange Dauer ihrer Strahlung, welche teilweise auch durch die langsame Zusammenziehung der ganzen Sonnenmasse genährt wird.

»Da die benachbarten Zonen der Photosphäre mit verschiedenen Geschwindigkeiten begabt sind, so resultiert daraus eine Menge kreisförmig drehender Bewegungen um eine in große Tiefe sich erstreckende vertikale Achse, ähnlich wie in unseren Flüssen und den großen oberen Strömungen unserer Atmosphäre. Diese Wirbel, welche die eben erwähnten Geschwindigkeitsdifferenzen auszugleichen streben, folgen den Strömungen der Photosphäre in derselben Weise, wie die Wirbelwinde, Tornados und Zyklone unserer Atmosphäre den oberen Strömungen, in denen sie entspringen. Wie diese steigen sie herab, wie ich (gegenüber den Meteorologen) durch ein spezielles Studium dieser terrestrischen Erscheinungen nachgewiesen habe. Sie führen in die Tiefen der Sonnenmasse die kühleren, hauptsächlich aus Wasserstoff gebildeten Materien der oberen Schichten und rufen so in ihrem Zentrum eine entschiedene Extinktion von Licht und Wärme so lange hervor, als die kreisende Bewegung dauert. Schließlich wird der an der Basis des Wirbels freigewordene Wasserstoff in dieser großen Tiefe von neuem erhitzt und stürzt tumultuarisch durch den Wirbel nach oben, unregelmäßige Strahlen bildend, welche über der Chromosphäre erscheinen. Diese Ausstrahlungen bilden die Protuberanzen.

»Die Wirbel der Sonne sind, wie die der Erde, von allen Dimensionen, von kaum sichtbaren Poren an bis zu den enormen Flecken, die wir von Zeit zu Zeit sehen. Sie haben, wie jene auf der Erde, eine entschiedene Tendenz, zuerst zu wachsen und dann aufzubrechen, und bilden so eine Reihe von Flecken, die sich längs desselben Parallels ausdehnen. Die Penumbra entsteht aus einem Teile der Photosphäre, welcher sich um ihre konische Oberfläche in einer niedrigeren Schicht bildet, infolge der durch den Wirbel bewirkten Erniedrigung der Temperatur. Mitunter sehen wir in dieser Art leuchtender Decke die Spuren einer wirbelnden, im Innern vor sich gehenden Bewegung.

»Schwerer ist die Erklärung der Periodizität der Flecke. Mir scheint, daß sie von Schwankungen in der Form der inneren Lagen, auf welche die kondensierte Materie der Photosphäre in Gestalt eines Regens herabfällt, abhängen müsse. Diese Flut von Substanzen von oben herab muß allmählich die Rotationsgeschwindigkeit dieser Schichten ändern. Wenn ihre Kompression im Laufe der Zeit verändert ist und sie runder werden, so werden die Veränderungen der Oberflächengeschwindigkeit der Photosphäre sowohl wie die wirbelnden Bewegungen an Intensität und Häufigkeit abnehmen.

»Endlich wird eine Zeit kommen, wo die vertikalen Bewegungen, welche die Photosphäre nähren, mehr und mehr gehindert werden. Die

Abkühlung wird dann rein oberflächlich werden, und die Oberfläche der Sonne wird zu einer kontinuierlichen Kruste erhärten.«

»Paris, Februar 1877.«

Nach Zöllner ist die Sonne wesentlich ein glühendflüssiger Körper, der Rest des ungeheuren glühenden Nebelballes, den einst unser ganzes Sonnensystem bildete. Durch die Ausstrahlung in den Weltraum hat sich die Temperatur der Sonnenoberfläche, die Zöllner zu 26000° bis 29000° annimmt, so weit erniedrigt, daß an geeigneten Stellen ein Abkühlungsprozeß beginnen konnte. Für solche Abkühlungsprodukte, die auf der glutflüssigen Oberfläche schwimmen, hält Zöllner die Sonnenflecke. Bedeutende Temperaturdifferenzen in der Umgebung dieser »Schlacken« rufen Störungen des Gleichgewichtes der über ihnen lagernden Atmosphäre hervor und geben Anlaß zu wolkenartigen Kondensationserscheinungen, die uns als Penumbren der Flecke erscheinen. Je größer die Ruhe und Klarheit der Atmosphäre, desto größer ist die Ausstrahlung der Oberfläche, also deren Temperaturerniedrigung, und desto größer damit auch die Fleckenbildung. Durch die »Wolken« (Penumbren) aber, wie durch Herbeiströmen heißerer Gasmassen und durch direkte Leitung glühender Flüssigkeitsteile der Nachbarschaft gleichen sich allmählich die Temperaturdifferenzen aus, und die Flecke verschwinden, bis von neuem an den gleichen oder an anderen Stellen die Bedingungen eintreten, die zur Wiederholung des Phänomens führen. Auch auf die Umgebung des Flecks werden sich die gleichen Wirkungen bis zu einem gewissen Grade erstrecken, wodurch die so häufig auftretenden Fleckengruppen ihre Erklärung finden; überhaupt werden sich, nach Zöllners Auffassung, gleichartige Zustände begünstigen, ungleichartige hemmen, also wird eine Tendenz zum gleichzeitigen Bestehen gleichartiger Zustände stattfinden.

Die Periodizität der Sonnenflecke sowie ihre auf die Äquatorialzonen beschränkte örtliche Verbreitung erklärt Zöllner durch dieselbe, nur in größerem Maßstabe wirkende Ursache, nämlich eine allgemeine Ausdehnung der Gleichgewichtsstörungen der Sonnenatmosphäre. Eine solche wird in der Tat sehr wahrscheinlich, da die Beobachtungen zeigen, daß zur Zeit der Sonnenfleckenmaxima sich auf der ganzen Sonnenoberfläche gewaltige Revolutionen vollziehen. Die elfjährige Periode wäre nach Zöllner daher nichts anderes als das Resultat eines großen, in der ganzen Sonnenatmosphäre gleichzeitig stattfindenden Ausgleichungsprozesses von Druck- und namentlich von Temperaturdifferenzen.

Als eine Folge von Druckdifferenzen oder als ein Phänomen der Ausströmung eines Gases aus einem Raume (im Innern der Sonne) in einen

anderen (äußeren) betrachtet Zöllner auch die eruptiven Protuberanzen, die er, wie andere Beobachter, den dampf- oder wolkenförmigen gegenüberstellt. Einen engeren Zusammenhang zwischen Flecken und Protuberanzen nimmt er insofern an, als er letztere als durch die »Wirbelstürme«, welche die Penumbren der Flecke hervorrufen, in höhere Schichten emporgerissene Bestandteile der Chromosphäre ansieht. Den im Innern der Sonne stattfindenden Druck findet übrigens Zöllner nach den Prinzipien der mechanischen Wärmetheorie so groß (über 4 Millionen Atmosphären), daß dabei die sogenannten permanenten Gase, wie Wasserstoff, nur im glühendflüssigen Zustande existieren können.

Die Fackeln sind nach seiner Theorie Teile der Sonnenatmosphäre, welche durch die an der Grenze der Flecke aufsteigenden Gasströme aus der Tiefe emporgerissen werden und daher wirkliche Erhebungen der glühenden Atmosphäre über ihr gewöhnliches Niveau erzeugen.

Die Tatsache, daß die Rotationsgeschwindigkeit der Flecke in verschiedenen Breiten verschieden ist, wird auf Strömungen zurückgeführt, welche durch die Einwirkung (Reibung) polarer Strömungen der Atmosphäre auf die glühendflüssige Oberfläche entstehen.

Herr Professor Young hatte die Freundlichkeit, auf Ersuchen des Herausgebers dieser Auflage die Darstellung seiner Ansichten einer Neubearbeitung zu unterziehen, welche auch die Forschungsergebnisse der neuesten Zeit berücksichtigt. Seine Anschauungen dürfen somit als die beste Zusammenstellung dessen gelten, was zur Zeit als gesichertes Ergebnis der Forschungen über die physische Beschaffenheit der Sonne angesehen werden darf.

Ansichten von Young. »Gerne benutze ich die mir von Dr. Vogel bei der Herausgabe einer neuen Auflage dieses Buches gebotene Gelegenheit, die Darstellung meiner Ansichten über die Konstitution der Sonne, welche ich vor 27 Jahren für die Originalausgabe niedergeschrieben habe, durchzusehen und zu verbessern. Die Untersuchungen und Entdeckungen während dieses langen Zeitraumes haben natürlich einige Änderungen erforderlich gemacht, wenn auch in geringerem Umfange und von weniger Bedeutung, als ich von vornherein annahm.

»1. Es scheint mir bei der geringen mittleren Dichtigkeit der Sonne und der enormen Kraft der Sonnengravitation festzustehen, daß in den inneren Teilen des Sonnenkörpers, mit alleiniger Ausnahme einer verhältnismäßig dünnen Oberflächenschicht, alle Substanzen infolge der dort herrschenden hohen Temperatur, welche weit über den kritischen Punkten aller bisher bekannten Dämpfe liegt, in gasförmigem Zustande sind. Ob aber alle chemischen Elemente sich notwendigerweise in dem Zustand

der Dissoziation befinden, wie man früher annahm, ist jetzt vielleicht zweifelhaft geworden, da man Verbindungen aufgefunden hat, z. B. gewisse Kohlenstoffverbindungen, welche sich selbst bei den höchsten Temperaturen des elektrischen Ofens ungehindert bilden.

»Bei dem enormen Drucke sind die inneren Gase erheblich dichter als Wasser und wahrscheinlich so zähflüssig, daß der Kern sich vermutlich bis zu einem gewissen Grade wie eine halb feste Kugel von pechartiger Konsistenz verhält, wodurch es möglich wird, daß besondere Bedingungen für einige Zeit an bestimmten Punkten »lokalisiert« werden. Diese Annahme wird nahegelegt durch die an Sonnenflecken und anderen Störungen beobachtete Tendenz, sich an denselben Stellen der Oberfläche zu wiederholen.

»2. und 3. Ich halte es immer noch für wahrscheinlich, daß die Photosphäre oder sichtbare Oberfläche der Sonne aus einer Hülle von Wolken besteht, welche sich durch die Kondensation und Verbindung derjenigen Sonnendämpfe gebildet hat, die durch die Ausstrahlung in den Raum hinreichend abgekühlt sind. Diese Hülle, welche in ihrer strahlenden Leuchtkraft wie ein Auerscher Glühstrumpf wirkt, gibt den kontinuierlichen Untergrund des Sonnenspektrums. Die photosphärischen Wolken schwimmen natürlich in den sie umgebenden Gasen und nicht kondensierten Dämpfen, gerade wie die Wolken in unserer eigenen Atmosphäre.

»Wenn diese Wolkenschicht wirklich existiert, so muß von ihrer unteren Fläche notwendigerweise ein fortwährendes Hinabstürzen in den Gaskern darunter stattfinden, dem dann wieder ein Emporsteigen von Dämpfen aus dem Innern entspricht: eine vertikale Zirkulation von großer Kraft und Heftigkeit, die unter anderem einen zusammenziehenden Druck auf den Kern ausüben muß, nicht ungleich dem der flüssigen Haut einer Blase auf die eingeschlossene Luft, jedoch mit dem Unterschiede, daß die Wolkenhülle der Photosphäre nicht eine zusammenhängende Schicht bildet, sondern sozusagen porös ist, voller Öffnungen, durch die die aufsteigenden Dämpfe und Gase in die darüber befindlichen Regionen eindringen.

»Was die Dicke der Photosphäre anbelangt, so ist mir gegenwärtig kein Mittel bekannt, sie mit Sicherheit zu bestimmen; sie muß mehrere Tausend Kilometer betragen.

»Ich verkenne nicht, daß diese Theorie einer aus Wolken bestehenden Photosphäre zu mancherlei Schwierigkeiten führt, und daß sich vieles zu Gunsten der von Schmidt in Stuttgart aufgestellten Hypothese sagen läßt, nach welcher die Photosphäre ein rein optisches Phänomen ist, das von der Refraktion in einer vollkommen gasförmigen Kugel herrührt. Aber es scheint mir bis jetzt eine notwendige Folge der bekannten physikalischen

Vgl. Faye.

Gesetze zu sein, daß eine gasförmige Kugel, welche zu einem beträchtlichen Teile aus metallischen Dämpfen besteht, unvermeidlich sich selbst mit einer Wolkenhülle umgibt.

»4. Die umkehrende Schicht und die Chromosphäre sind nach meiner Meinung weiter nichts als die unkondensierten Dämpfe und Gase, welche die Atmosphäre bilden, in der die Wolken der Photosphäre schweben, sich aber auch weit über diese erheben. Es soll jedoch mit dem Worte »Atmosphäre« nicht gesagt sein, daß diese über der Photosphäre lagernde Gashülle der Atmosphäre der Erde in ihrer mechanischen Konstitution gleiche. Unter dem Einflusse der Schwerkraft der Sonne kann sie sich nicht im statischen Gleichgewichte befinden, sondern gleicht eher einem Flammenmeer — »einer brennenden Prairie«, um den bezeichnenden Ausdruck von Professor Langley zu gebrauchen.

»Die sogenannte umkehrende Schicht ist das dünne Stratum auf dem Grunde des Flammenmeeres, reich an allen den Dämpfen, aus denen die photosphärischen Wolken gebildet sind. Hier hauptsächlich und in den Tiefen zwischen den Wolken ist der Ursprung der dunklen Fraunhoferschen Linien zu suchen, und beim Beginn und beim Ende der Totalität einer Sonnenfinsternis erscheint für wenige Sekunden das Spektrum dieser Schicht als das helle Linien zeigende Flash-Spektrum.

»Die Chromosphäre ist die Gegend über der umkehrenden Schicht; sie besteht aus denjenigen Gasen und Dämpfen, welche unter den dort herrschenden Bedingungen nicht kondensiert werden — hauptsächlich aus Wasserstoff, Helium und derjenigen Form des Calciumdampfes, welche in seinem Spektrum die Linien *H* und *K* liefert. Sehr wahrscheinlich sind dort auch noch andere, bisher nicht identifizierte Gase vorhanden.

»Die Protuberanzen sind ausschließlich Massen dieser chromosphärischen Gase, welche durch Stürme und aufsteigende Strömungen über das allgemeine Niveau emporgeschleudert sind, und die anscheinend in den unteren Regionen der über der Chromosphäre lagernden Atmosphäre, der Korona, schwimmen. Gelegentlich werden metallische Dämpfe (Mg, Na, Si, Fe usw.) bis zu beträchtlichen Höhen emporgeschleudert, besonders in Gegenden, welche in der Umgebung großer und tätiger Sonnenflecke liegen (jedoch nicht innerhalb der letzteren); in solchen Fällen zeigen die Protuberanzen gewöhnlich schnelle Änderungen in Form und Größe, verbunden mit Verzerrungen und Verschiebungen der Linien ihrer Spektren. Bis vor ganz kurzer Zeit sind diese Spektralerscheinungen als eine Folge von Druck von explosionsartiger Gewalt und von Bewegungen in der Gesichtslinie von fast ungläublichen Beträgen erklärt worden. Neuere Untersuchungen von Julius und anderen arbeiten jedoch darauf hin, zu

zeigen, daß diese Erscheinungen rein optischer Natur sein können und von anomaler Refraktion in dichten Metalldämpfen herrühren.

»5. Die Korona ist noch bis zu einem gewissen Grade rätselhaft. Ohne Frage ist sie zum Teil eine Hülle, welche aus einem außerordentlich dünnen und bisher noch nicht identifizierten Gase (provisorisch Coronium genannt) besteht. Das Spektrum dieses Gases ist durch eine gut sichtbare helle Linie charakterisiert, die man lange Zeit für die Umkehr der Linie Kirchhoff 1474 (λ 5317) hielt, neuerdings aber als etwas brechbarer (λ 5303) erkannt hat. Außerdem hat man bei totalen Finsternissen mit Hilfe der Photographie im violetten und ultravioletten Teile des Koronaspektrums noch einige andere Linien nachgewiesen, die wahrscheinlich demselben Element angehören.

»Was die Strahlen der Korona anbelangt, welche teils durch reflektiertes Sonnenlicht zu leuchten scheinen, teils einfach selbstleuchtend sind, so muß man nach ihrem Spektrum annehmen, daß sie nicht aus Gasen bestehen, sondern aus kleinen Partikeln, welche durch irgend eine Repulsivkraft von der Sonne fortgeschleudert werden — möglicherweise elektrischer Natur, vielleicht aber auch durch die Repulsivkraft der Strahlung, deren Vorhandensein man neuerdings im Laboratorium nachgewiesen hat. Ihre Anordnung in Bezug auf die Sonnenoberfläche wird ersichtlich durch Kräfte bestimmt, welche in ihrer Wirkung, wenn nicht gar in ihrem Ursprung, denen analog sind, welche die Anordnung der Nordlichtstrahlen in unserer eigenen Atmosphäre regeln; letztere scheinen aber ausschließlich gasförmig zu sein.

»6. Hinsichtlich der Sonnenflecke scheint die Annahme nicht mehr zulässig zu sein, daß sie immer Vertiefungen in der Photosphäre sind, da es nach Beobachtungen, die in Potsdam und anderswo gemacht sind, außer Frage zu sein scheint, daß in der Nähe des Sonnenrandes ihre Wärmestrahlung die der benachbarten Sonnenoberfläche gelegentlich übertrifft. Vielleicht läßt sich diese Tatsache durch die Annahme erklären, daß die Absorption der Sonnenatmosphäre für die leuchtenden Strahlen der photosphärischen Wolken sehr viel größer ist, als für die dunklen, langwelligen Strahlen, welche der Fleck aussendet; plausibler aber dürfte die Schlußfolgerung sein, daß sich in diesen besonderen Fällen die Flecke in beträchtlichen Höhen befinden. Das dunkle Aussehen der Flecke ist ziemlich sicher durch Absorption hervorgerufen, und diese Absorption wird mindestens bis zu einem gewissen Grade durch Gase, nicht durch bloße Nebel bewirkt. Dies geht aus der bemerkenswerten Verstärkung der dunklen Linien des Vanadiums und einiger anderer Substanzen hervor, und ferner daraus, daß die grünen Partien des Fleckenspektrums in ein Band von dichtgedrängten dunklen Linien aufgelöst werden.

»Von den bisher aufgestellten Theorien über die Entstehung der Sonnenflecke finde ich keine einzige gänzlich befriedigend. Die Verteilung der Flecke auf der Sonnenoberfläche beweist, daß sie in gewisser Beziehung eng mit dem besonderen Rotationsgesetze der Sonnenoberfläche verknüpft sind, und dies stimmt insoweit mit der Fayesehen Theorie überein; aber die zyklonischen Erscheinungen, die diese Theorie erfordert, sind sicherlich nicht ins Auge fallend. Ferner scheint ein Zusammenhang zu bestehen zwischen der Position eines Flecks auf der Sonnenoberfläche und Zuständen, welche in dem unter der Photosphäre befindlichen, aus Gasen bestehenden, aber zähflüssigen Kerne herrschen. Dies wird durch die so oft beobachtete Tendenz der Flecke, sich wiederholt an derselben oder wenigstens nahe derselben Stelle der Oberfläche zu bilden, bewiesen.

»Unzweifelhaft findet oft, vielleicht sogar in der Regel, ein mächtiges Aufwärtsströmen chromosphärischer Gase rings um den Rand eines Flecks statt, aber niemals oder wenigstens höchst selten durch den Kern selbst. Ob ein Fleck durch Materie entsteht, welche von oben hinabsinkt, oder ob er (wie ich anzunehmen pflegte) eine Einsenkung in der Photosphäre ist, veranlaßt durch ein Nachlassen des von unten wirkenden Druckes, oder ob er irgend eine ganz andere Entstehungsursache hat — darüber habe ich zur Zeit keine feste Meinung.

»Im Ungewissen bin ich auch noch über den Grund der Periodizität der Sonnenflecke und über den nicht zu bezweifelnden Zusammenhang zwischen der Sonnentätigkeit und den magnetischen Störungen auf der Erde. Ich neige jedoch im ganzen immer noch zu der Ansicht, daß die Ursache der Periodizität in der Sonne selbst zu suchen ist; planetarischen Einflüssen darf sie jedenfalls nicht zugeschrieben werden, wenn auch äußere Einflüsse keineswegs ausgeschlossen sind.

»7. Nach den Beobachtungen der letzten 25 Jahre ist die effektive Temperatur der Sonne nicht weit von 8000°C . entfernt; aber die Solar-konstante selbst ist noch nicht sehr sicher bestimmt. Langleys Wert 3.0 Kalorien auf Quadratcentimeter und Minute kommt vielleicht der Wahrheit am nächsten; aber die Beobachtungen im Smithsonian Institut aus den Jahren 1902 und 1903 machen es wahrscheinlich, daß dieser Wert um etwa 25%, also auf 2.25, verkleinert werden muß.

»Die Frage nach der Konstanz der Sonnenstrahlung, eine der wichtigsten im ganzen Bereiche der astrophysikalischen Wissenschaft, ist noch ungelöst; aber die Hoffnung ist berechtigt, daß Untersuchungen, welche in Vorbereitung und zum Teil schon im Gange sind, bald Licht in dieselbe bringen werden. Ihre Schwierigkeit liegt unstreitig in ihrer Verknüpfung mit den verdrießlichen Launen der irdischen Atmosphäre.

»Was die Erhaltung der Sonnenstrahlung anbetrifft, so kann kein Zweifel darüber bestehen, daß die Helmholtzsche Kontraktionstheorie eine vera causa darstellt und wahr ist, so weit als sie reicht. Aber daß sie die ganze Wahrheit wiedergibt, scheint jetzt, angesichts des kürzlich entdeckten Verhaltens des Radiums und der ihm verwandten Stoffe, zum mindesten zweifelhaft, da dies darauf hinweist, daß es neben den mechanischen noch andere mächtige Energiequellen gibt, die zur Erhaltung der Sonnenwärme beitragen.

»8. Die äquatoriale Beschleunigung der Sonnenoberfläche scheint mir in den Untersuchungen von Salmon und Wilsing ihre richtige Erklärung gefunden zu haben, welche dieselbe als ein langsam verschwindendes Überbleibsel von Zuständen ansehen, die jetzt nicht mehr bestehen, die aber einst, als das Sonnensystem in seiner Bildung begriffen war, vorherrschten. Es ist mir bekannt, daß neuerdings andere Forscher, besonders Emden, den Versuch gemacht haben, diese Differenz auf mathematischem Wege als eine notwendige Folge der Konstitution der Sonne herzuleiten. Ich bin aber hierdurch nicht überzeugt worden, da mir einige der grundlegenden Annahmen zweifelhaft erscheinen.

»Dies sind in Kürze meine gegenwärtigen Ansichten, von denen jedoch einige für nicht ganz sicher begründet angesehen werden können. Mit der Zeit werden sicherlich manche jetzt dunkle Punkte Aufklärung finden, dafür werden aber, denn das ist der Lauf der Dinge beim Suchen nach der Wahrheit, aller Wahrscheinlichkeit nach unsere Nachfolger sich vor Probleme gestellt finden, die weit verwickelter sind als diejenigen, welche uns jetzt in Verlegenheit setzen.«

Princeton, N. Y., U. S. A.

Charles A. Young.

Februar 1904.

In den beiden letzten Jahrzehnten sind mehrere neue Sonnentheorien aufgestellt worden, unter denen die von A. Schmidt und die von H. Julius durch die ganz eigenartigen Anschauungen, welche mit allen bisherigen Ansichten über die Vorgänge auf der Sonne in scharfem Widerspruche stehen, von besonderem Interesse sind. Leider ist es kaum möglich, diese beiden Theorien in gemeinverständlicher Weise darzustellen, so daß wir uns hier mit einer kurzen Skizzierung derselben begnügen müssen.

Wir beginnen mit der Theorie von A. Schmidt.

Der Weg eines Lichtstrahls in einer Atmosphäre ist im allgemeinen keine gerade Linie, sondern infolge der Strahlenbrechung gekrümmt. In der Erdatmosphäre bleibt selbst bei dem am stärksten gekrümmten Lichtstrahl der Krümmungsradius noch größer als der Erdradius. Bei größeren Himmelskörpern mit dichteren Atmosphären ist aber der Fall denkbar, daß der

Krümmungsradius für horizontale Strahlen an der Oberfläche kleiner ist, als ihre Entfernung vom Mittelpunkte des Gestirnes. In diesem Falle können solche Strahlen den Himmelskörper nicht verlassen, sie werden durch die Strahlenbrechung gegen die Oberfläche abgelenkt. Für horizontal verlaufende Strahlen in größeren Höhen wächst der Krümmungsradius mit der Entfernung von der Oberfläche und wird in einer bestimmten Höhe gleich dem Abstände vom Mittelpunkte werden; der Strahl läuft dann rund um den Himmelskörper herum in sich selbst zurück. Nur solche Strahlen, welche noch weiter vom Mittelpunkte entfernt sind, können also in den leeren Raum austreten, und für einen außerhalb der Atmosphäre in großer Entfernung befindlichen Beobachter muß sonach der Durchmesser des Himmelskörpers stark vergrößert und die Atmosphärenhöhe entsprechend verkleinert erscheinen. Indem nun Schmidt diese Betrachtungen auf einen leuchtenden Gasball anwendet, wird er zu dem Schlusse geführt, daß die scharfe Begrenzung der Sonnenscheibe nur eine scheinbare ist. Die Sonne ist nach ihm ein unbegrenzter Himmelskörper, in welchem Licht und Leuchtkraft allmählich vom Mittelpunkte nach außen hin abnimmt, und die sichtbare Sonnenscheibe ist das durch die regelmäßige Strahlenbrechung vergrößerte Bild des intensiv leuchtenden Sonneninnern. Die Sonnenfackeln und die Protuberanzen faßt er als Produkte unregelmäßiger Strahlenbrechung auf, und zwar ist das Licht der Protuberanzen nach ihm nicht Licht von Stoffen, die sich in jenen Höhen befinden, wo unser Auge sie erblickt, sondern stammt aus verschiedenen Tiefen des Sonnenballs. Die Sonnenflecke dagegen sind auch nach Schmidt reelle Gebilde und zwar von außen hereingestürzte Massen, welche sich erst mit der Sonnenmasse ins chemische Gleichgewicht setzen, ehe sie aufhören zu leuchten und zu absorbieren.

Die Schmidtschen Ansichten beruhen auf streng mathematischen Entwicklungen, das einzig Hypothetische an ihnen sind die zugrunde gelegten zahlenmäßigen Annahmen über die Dichtigkeits- und Refraktionsverhältnisse auf der Sonne. Die Theorie berücksichtigt aber, worauf besonders Seeliger hingewiesen hat, die Absorption auf der Sonne nicht hinreichend und steht auch in ihren Konsequenzen mit manchen sicher begründeten Anschauungen, z. B. hinsichtlich der Dichtigkeitsverhältnisse, in Widerspruch, so daß sie sich bisher noch wenig Anhänger erworben hat. Auch der Umstand, daß sie von den bei den Flecken, Fackeln und Protuberanzen beobachteten Erscheinungen keine genügende Erklärung zu geben vermag, ist ihrer Anerkennung hinderlich gewesen.

Diesem letzteren Mangel sucht nun eine neuerdings von Julius aufgestellte Hypothese abzuhelpfen. Dieselbe geht aus von den Erscheinungen der sogenannten anomalen Dispersion. Julius zeigte im Anschluß an ein

zuerst von Becquerel ausgeführtes Experiment, daß, wenn Licht, von einer Lichtquelle mit kontinuierlichem Spektrum herrührend, einen Raum durchsetzt, in dem Natriumdampf ungleichmäßig verteilt ist, die Strahlen, welche nahezu die Wellenlängen der Natriumlinien (D) besitzen, in weit stärkerem Grade die Richtung ändern als alle übrigen. Dem schwach leuchtenden, vom weißen Lichte durchstrahlten Natriumdampfe kann also in schiefer Richtung ein ziemlich intensives Licht zu entspringen scheinen, das dem Natriumlicht täuschend ähnlich ist und dennoch in einer fremden Quelle seinen Ursprung hat. Auf dieser Beobachtung fußend, behauptet Julius, daß das Licht der Chromosphäre und der Protuberanzen mindestens zum Teil als abgelenktes Photosphärenlicht aufzufassen sei. Die so häufig beobachtete verzerrte Gestalt der Protuberanzlinien (s. S. 302 und 322), welche bisher ausschließlich auf Grund des Dopplerschen Prinzips als die Folge enormer Geschwindigkeiten erklärt werden konnte, ließe sich auf diese Weise als eine Wirkung der anomalen Dispersion deuten. Auch die umkehrende Schicht, die bei totalen Sonnenfinsternissen den sogenannten »flash« veranlaßt, will Julius von diesem Gesichtspunkte aus betrachtet wissen.

Auch auf die in den Spektren der Sonnenflecke beobachteten Erscheinungen wendet Julius seine neue Theorie an und zeigt, daß die Verbreiterungen der Fraunhoferschen Linien, welche man bisher der Anwesenheit verdichteter absorbierender Gase zuschrieb, ebenfalls durch die Gesetze der anomalen Dispersion erklärbar sind.

Über die Entstehung der Sonnenflecke hat E. v. Oppolzer eine Theorie entwickelt, in welcher er versucht, die Vorgänge innerhalb der Sonnenatmosphäre nach ähnlichen Prinzipien zu behandeln, wie diejenigen in der Erdatmosphäre. Er geht dabei von der Annahme aus, daß die Flecke unterhalb des Niveaus der Photosphäre liegen, kühlere Stellen sind und deswegen dunkler erscheinen. Über ihnen befindet sich eine Schicht von abnorm hoher Temperatur. Nach Oppolzers Anschauung gestaltet sich die Entstehung eines Sonnenflecks folgendermaßen:

»Durch dynamische Ursachen, die in der Zirkulation der Sonnenatmosphäre, etwa in aufsteigenden Strömen, begründet sind, hervorgerufen, bildet sich über der Photosphäre eine herabsinkende Bewegung; infolge des mit der Tiefe zunehmenden Druckes werden sich die herabsinkenden Massen erhitzen und mit hoher Temperatur an der Oberfläche der Photosphäre anlangen; ist nun die dynamische Ursache noch genügend kräftig, so wird sich die Bewegung noch in die Photosphäre hinein fortsetzen und infolge der großen Hitze die hier lagernden Kondensationsprodukte auflösen. Durch die große Erhitzung der sinkenden Massen wird ein Auftrieb derselben wachgerufen, der der dynamischen Wirkung entgegentritt.

Die Folge davon wird sein, daß die vertikal abwärts gerichtete Bewegung schließlich aufhört und die oben nachdrängenden Massen gezwungen sind, ihren Weg seitwärts in horizontalen Bahnen zu nehmen. Es schwebt also gleichsam ein anormal heißer Gaskörper unmittelbar an der Oberfläche der Photosphäre, der den hier lagernden, äußerst feinen, stark absorbierenden photosphärischen Dunst auflöst, damit Klarheit erzeugt, dadurch die Strahlung der unteren Schichten wesentlich befördert und die Ursache zu einem Flecken gibt.«

Die eigentümliche heliographische Verteilung der Flecke und das Rotationsgesetz der Sonne erklärt Oppolzer in seiner Theorie auf folgende Weise:

»In den polaren Regionen herrschen aufsteigende Ströme, wie in unserer Erdatmosphäre am Äquator, die in einer gewissen Höhe als horizontale Ströme gegen die niederen Breiten in lang gezogenen Spiralen ziehen, wo sie als Ostwinde auftreten und, wenn sie sich senken, als Flecke. Bis ein Stromzweig vom Pol nach den niederen Breiten gelangt, können Monate, vielleicht Jahre vergehen, dies hängt von der Geschwindigkeit des Aufstroms ab. Denkt man sich den polaren Aufstrom in seiner Intensität bald wachsend, bald abnehmend, so ergibt sich, wie leicht einzusehen ist, die Ursache der heliographischen Verteilung der Flecke: Wenn er zur Zeit des Minimums anwächst, so werden sich zu dieser Zeit die Flecke schon in höheren Breiten senken; mit seiner stetig anwachsenden Intensität wird er bewirken, daß die niederen Breiten von Flecken übersät werden; es wird das Fleckenmaximum eintreten, und der Strom kann schon fast erloschen sein; die Flecke werden in höheren Breiten verschwinden, während die um die Sonne noch kreisenden Ostwinde sich schließlich als Minimumflecke in der Nähe des Äquators senken werden; einstweilen beginnt schon wieder das frühere Spiel. Dieser Aufstrom erklärt also die heliographische Verteilung in äußerst einfacher Weise, aber zugleich auch die eigentümliche Rotation der Sonnenbreiten. Die von den Polen herabkommenden Ströme bringen kleine Geschwindigkeiten und mithin kleine Rotationswinkel mit, da nach Zöppritz und Wilsing die Reibung an den unteren Schichten von sehr geringem Einfluß ist, und behalten sie demnach auch lange Zeit; wenn sie aber die Sonne einigemal umkreist haben, so wird sich doch ein solcher Einfluß geltend machen, der bewirkt, daß die in den niederen Breiten herrschenden Ostwinde einen größeren täglichen Rotationswinkel zeigen, als die in höheren Breiten auftretenden, die der Reibung viel weniger ausgesetzt waren.«

Ebenfalls in Anlehnung an die für die Erdatmosphäre gefundenen Gesetze hat Emden eine Theorie über die Entstehung der Flecke ent-

wickelt. Er geht dabei von dem Wärmeaustausche aus, der zwischen der sich abkühlenden Oberfläche und dem heißen Sonneninnern stattfindet. Die Massen an der Oberfläche geben Wärme ab, werden dichter und sinken in die Tiefe, wobei sie ihr Rotationsmoment beibehalten. Je tiefer sie gelangen, um so schneller werden sie vorwärts eilen, und ihr Abtrieb wird infolge der Zentrifugalkraft abnehmen. Die durch die absteigenden Massen verdrängten und daher aufsteigenden Massen werden umgekehrt immer rascher rückwärts eilen mit abnehmendem Auftriebe. Man erhält so ungleich dichte, verschieden rasch rotierende Gasmassen, die in einer ausgeprägten Diskontinuitätsfläche (d. h. einer Fläche, bei deren Passieren die Werte für Geschwindigkeit, Dichte und Wärme sich sprungweise ändern) aneinander vorübergleiten. Helmholtz hat nun gezeigt, daß in solchem Falle in der Trennungsfläche Wellenzüge entstehen, welche einander parallel in der Richtung der rascher bewegten Schicht vorwärts eilen, und welche z. B. in der Erdatmosphäre unter Umständen als sogenannte Wogenwolken sichtbar werden. Die immer größer sich ausbildenden Wellen werden endlich, wie Wasserwellen, überhängend, und es bildet sich an Stelle jeder Welle durch Brandung ein mächtiger horizontaler Wirbel, in welchem sich die beiden Schichten mischen und damit den Ausgleich ihrer Geschwindigkeiten und ihrer Wärmemengen bewirken.

Rollt sich eine Diskontinuitätsfläche in geringer Tiefe unter der Sonnenoberfläche auf, so werden die an der Oberfläche der Photosphäre befindlichen Massen durch die Saugwirkung des Wirbels ergriffen und beginnen einzusinken; es bildet sich ein Fleck. Die eingesogenen Massen werden durch Massen aus dem Innern der Sonne ersetzt, und der Fleck wird daher von einem an Fackeln reichen Gebiete umgeben sein. Mit der Zeit verliert der Wirbel durch innere Reibung an Kraft, seine Saugwirkung läßt nach, und der an der Sonnenoberfläche entstandene Krater füllt sich wieder aus.

Nach einem Fleckenminimum treten bekanntlich die ersten Flecke in höheren Breiten auf und die Fleckenbildung schreitet dann nach niedrigeren Breiten fort. Emden sucht dies dadurch zu erklären, daß während einer Periode der Ruhe die an der Oberfläche erkaltenden Massen sich verhältnismäßig stark abkühlen können, ehe sie niedersinken. Die Diskontinuitätsflächen beginnen sich daher in größerer Tiefe und höherer Breite zu bilden und ebenso die Sonnenflecke. Je stärker dann die Sonnentätigkeit wird, desto eher werden die erkaltenden Massen niedersinken und dementsprechend Schichten und Flecke sich in immer niedrigeren Breiten bilden.

Für das Rotationsgesetz der Sonne gibt Emden die folgende Erklärung. Wenn sich die Oberflächenmassen infolge der Abkühlung

zusammenziehen, so vergrößert sich ihre Winkelgeschwindigkeit, und sie müssen den tiefer liegenden Schichten voraneilen. Am Pole, wo das Rotationsmoment null ist, kann durch die bis in große Tiefen vordringenden Strömungen (Konvektionsströme) ein schneller Ausgleich der Winkelgeschwindigkeit erfolgen. Je näher man aber dem Äquator kommt, um so eher werden die hinabsinkenden Massen auf Diskontinuitätsflächen stoßen, und um so langsamer teilt sich die von außen wachsende Winkelgeschwindigkeit den tieferen Partien mit. Es muß also die Sonnenoberfläche in ihren äquatorialen Gegenden größere Winkelgeschwindigkeit besitzen als in den polaren Gegenden. Aus entsprechenden Überlegungen schließt Emden noch, daß die Temperatur der Sonnenoberfläche am Pole höher sein müsse als am Äquator, eine Folgerung, welche bisher allerdings durch die Beobachtung noch nicht bestätigt worden ist.

Auch über die Natur der Korona sind die mannigfachsten Hypothesen aufgestellt worden. Mit Sicherheit dürfen wir wohl behaupten, daß die Korona eine Atmosphäre im gewöhnlichen Sinne des Wortes, das ist eine kontinuierliche, durch eigene Elastizität sich erhaltende Masse elastischen Gases, nicht sein kann. Von den zwei dagegen sprechenden Gründen scheint der eine fast, der andere vollkommen überzeugend zu sein. Es sind die folgenden:

1. Die Schwerkraft ist auf der Sonne ungefähr 27mal so groß als auf der Erde, und jedes Gas ist dort 27mal so schwer als hier. In einer Atmosphäre wird jede Schicht durch das Gewicht aller über ihr befindlichen Schichten gedrückt. Das Resultat davon ist, daß, wenn wir um gleiche Stücke, d. h. in arithmetischer Progression, von der äußersten bis zur untersten Schicht hinabsteigen, die Dichte der Atmosphäre in geometrischer Progression wächst. Eine aus dem leichtesten unter den uns bekannten Gasen, dem Wasserstoff, bestehende Atmosphäre würde ihre Dichtigkeit alle 10 Kilometer etwa verdoppeln, selbst wenn sie zu so hoher Temperatur erhitzt wird, wie sie wahrscheinlich in einer Höhe von 200000 Kilometern über der Oberfläche der Sonne noch besteht. Aber es existiert auch nicht annähernd ein so rapides Wachstum in der Dichte der Korona, wenn wir von den äußeren zu den inneren Schichten hinabsteigen. Nehmen wir also an, die Korona sei eine solche Atmosphäre, so müßten wir sie für Hunderte von Malen leichter als Wasserstoff halten.

2. Der große Komet von 1843 ging an der Oberfläche der Sonne in einem Abstände von drei oder vier Minuten vorbei, lief also mitten durch die Korona. Zur Zeit der größten Nähe war seine Geschwindigkeit 570 Kilometer in der Sekunde, und mit nahe dieser Geschwindigkeit passierte er wenigstens 500000 Kilometer der Korona, ohne aber

hier
 10
 20
 30
 40
 10
 100
 1000
 10000

nach seinem Austritte auch nur die geringste Störung erfahren zu haben. Um eine Vorstellung von dem zu erhalten, was aus ihm geworden wäre, hätte er auch nur die dünnste Atmosphäre durchkreuzt, brauchen wir nur an die Sternschnuppen zu denken, die augenblicklich und vollständig in Dampf verwandelt werden durch die Hitze, welche durch den Widerstand unserer Erdatmosphäre in einer Höhe von etwa 100 Kilometern entsteht, also in einer Höhe, wo die Atmosphäre die Fähigkeit, das Sonnenlicht zu reflektieren, schon gänzlich verloren hat. Die Geschwindigkeit der Sternschnuppen beträgt etwa 40 bis 60 Kilometer in der Sekunde. erinnert man sich nun, daß Widerstand und Wärme mindestens wie das Quadrat der Geschwindigkeit wachsen: was würde dann das Schicksal eines Körpers oder einer Ansammlung von Körperchen wie eines Kometen sein, der durch viele Hunderttausende von Kilometern auch nur der dünnsten Atmosphäre mit einer Geschwindigkeit von über 500 Kilometern stürzt! Und wie dünn müßte eine derartige Atmosphäre sein, wenn ein Komet nicht nur ohne Zerstörung, sondern selbst ohne das Geringste von seiner Geschwindigkeit zu verlieren, hindurchliefe! Sicherlich müßte sie gänzlich unsichtbar und überhaupt unfähig sein, irgend welche physische Wirkung hervorzubringen.

Was ist dann aber die Korona? So weit wir aus den dürftigen Beobachtungsdaten schließen können, besteht sie wahrscheinlich aus getrennten Partikeln, die durch die enorme auf sie wirkende Hitze ganz oder teilweise zu Dampf verflüchtigt sind. Ein einzelnes Staubteilchen im Raume eines Kubikkilometers würde intensiv leuchten, wenn es einer solchen Flut von Licht ausgesetzt würde, wie sie die Sonne über jeden Körper in ihrer Nachbarschaft ausgießt. Die Schwierigkeit liegt hauptsächlich darin, wie diese Teilchen in der Höhe erhalten werden, und hier kann man nur Vermutungen aufstellen.

Nach der Ansicht einiger Forscher verdankt die Korona ihren Ursprung Schwärmen winziger Meteore, die in unmittelbarer Nähe die Sonne umkreisen; andere halten es für wahrscheinlicher, daß die Korona aus der Sonne gespeist werde. Huggins, der für die letztere Hypothese besonders eintritt, vergleicht dabei die Koronastrahlen mit den Kometenschweif. Bei den Kometen wird Materie durch Repulsivkräfte vielleicht elektrischer Natur in ungeheure Entfernungen fortgeschleudert, und ebenso könnten die Erscheinungen der Korona durch ein hohes elektrisches Potential der Sonnenoberfläche erklärt werden.

Keine dieser Erklärungen ist viel besser, als eine Konjektur, aber keine widerspricht auch geradezu physikalischen Gesetzen oder den beobachteten Tatsachen.

Kapitel III.

Die Planeten.

1. Merkur.

Merkur (ξ) ist der der Sonne nächste Planet und der kleinste der acht großen Planeten. Seine mittlere Entfernung von der Sonne ist 58 Millionen Kilometer und sein Durchmesser 4770 km, also etwas mehr als ein Drittel von dem der Erde. Seine Masse ist $\frac{1}{6000000}$ der Sonnenmasse, doch ist dieser Wert sehr ungenau. Die Dichte ist ungefähr gleich der der Erde. Er war den Alten wohlbekannt, da er zu günstigen Zeiten, und wenn der Beobachter sich nicht in zu hoher Breite befindet, dem bloßen Auge sichtbar wird. Die mittleren und nördlichen Gegenden Europas liegen indessen für seine Sichtbarkeit ziemlich ungünstig. Die Schwierigkeit, ihn zu sehen, entspringt aus seiner Nähe an der Sonne, da er höchstens $1\frac{1}{2}$ Stunden nach der Sonne unter- oder vor ihr aufgeht. Er ist daher in der Dämmerung dem Horizont meist so nahe, daß er in den Dünsten der Atmosphäre verschwindet. Doch kann er bei einiger Aufmerksamkeit im mittleren Deutschland um die folgenden Tage nach Sonnenuntergang wahrgenommen werden: 1905 April 4, August 2, November 26; 1906 März 18, Juli 14, November 9. In jedem folgenden Jahre fallen die entsprechenden Zeiten etwa 18 Tage früher, da die synodische Umlaufzeit, nach der er wieder in die gleiche Stellung zur Erde kommt, etwa 116 Tage beträgt. Die Periode der Sichtbarkeit dehnt sich auf einen Zeitraum von etwa 8 Tagen zu beiden Seiten der obigen Daten aus. Die beste Zeit, den Planeten aufzufinden, ist ungefähr $\frac{3}{4}$ Stunden nach Sonnenuntergang, und der Frühling ist hierfür wegen der Lage der Ekliptik bzw. der Merkursbahn zum Horizont günstiger als der Herbst.

Mit dem Fernrohre betrachtet, zeigt der Planet Phasen wie der Mond. Nahe der oberen Konjunktion erscheint er rund und klein, nur etwa 5" im Durchmesser. Nahe seinem größten Winkelabstand von der Sonne erscheint er als Halbmond und nahe zwischen Sonne und Erde (in der Nähe der unteren Konjunktion) als sehr schmale Sichel mit einem Durchmesser von 10" bis 12". Die Art und Weise, wie diese verschiedenen Phasen von der Stellung des Planeten relativ zu Sonne und Erde abhängen, ist dieselbe wie bei Venus (s. Fig. 126).

Die Helligkeit Merkurs ist während der Zeit, in welcher er bequem zu beobachten ist, beträchtlichen Schwankungen unterworfen; nach den Untersuchungen von Müller in Potsdam kann er im Maximum so hell werden wie Sirius. Die Schwankungen sind wesentlich durch die Phasenänderungen bedingt; doch treten auch bei gleichen Phasen Unterschiede

Handwritten notes:
 Entfernung 58 M. km
 Durchmesser 4770 km
 Masse $\frac{1}{6000000}$ Sonnenmasse
 Dichte = Erde

Handwritten notes:
 Umlaufzeit
 116 Tage
 88

Handwritten note:
 Phasen

Handwritten notes:
 Helligkeit
 Unterschiede
 Phasen &
 Unterschiede

bis zu einer Größenklasse auf, die durch die starke Exzentrizität der Merkursbahn und die dadurch bedingten Änderungen in der Entfernung von der Sonne hervorgebracht werden. Nach Müller zeigt die Abnahme der Helligkeit bei zunehmender Phase eine auffallende Übereinstimmung mit den Helligkeitsänderungen unseres Mondes, so daß der Schluß auf eine ähnliche Oberflächenbeschaffenheit beider Himmelskörper wohl berechtigt erscheint. Danach würde Merkur keine dichte Atmosphäre besitzen, und seine Oberfläche würde rau und gebirgig sein. Seine Albedo*) ist sehr gering, nämlich nur 0.14.

Die Wahrnehmung irgend welcher Einzelheiten auf der Scheibe des Merkur ist sehr schwierig und bisher überhaupt erst wenigen Beobachtern gelungen.

Um den Beginn des vorigen Jahrhunderts glaubte Schröter in Lilienthal, der das teleskopische Studium der Planetenoberflächen mit besonderem Eifer betrieb, daß zu den Zeiten, wo Merkur die Sichelgestalt zeigte, das südliche Horn dieser Sichel in gewissen Intervallen gezackt erschiene. Er schrieb dieses Aussehen dem Schatten eines hohen Berges zu und schloß aus den Zeiten der Beobachtung seiner Wiederkehr, daß der Planet in $24^h 5^m$ um seine Achse rotiere; gleichzeitig schätzte er die Höhe des Berges auf 19 km. Diesen Angaben ist aber kein Wert beizulegen, denn gerade die besten neueren Beobachter haben keine derartigen Unregelmäßigkeiten der Gestalt des Hornes wahrnehmen können, und man muß wohl annehmen, daß Schröter einer Täuschung zum Opfer gefallen ist. Die von ihm angegebene Rotationszeit galt aber lange Zeit als die richtige, bis schließlich Schiaparelli die Frage von neuem untersuchte. Dieser fand im Jahre 1881, daß es zuweilen auch am Tage möglich ist, zarte Flecke auf der Merkursscheibe zu erkennen, ja daß dieselben alsdann wegen des hohen Standes des Merkur besser zu sehen sind als in der Dämmerung. Jahrelange, mit großer Energie durchgeführte Beobachtungen haben endlich Schiaparelli zu der Ansicht geführt, daß die Rotationszeit des Merkur gleich seiner Umlaufszeit, also gleich 88 Tagen ist. Merkur würde hiernach also, wie unser Mond der Erde, der Sonne stets dieselbe Seite zuwenden, und wir dürften dieselben Schlüsse, die später bei Besprechung des Mondumlaufs gezogen werden sollen, auf Merkur anwenden.

Schiaparelli ist es auch gelungen, eine Karte der Oberflächenkonfiguration des Merkur zu entwerfen; ferner hat er auch Andeutungen einer Atmosphäre gefunden.

*) Nach Lambert versteht man unter »Albedo« eines Körpers die Zahl, welche an gibt, wie sich die von ihm nach allen Richtungen diffus reflektierte Lichtmenge zu der aufgefallenen Lichtmenge verhält.

*vgl. m.
Munt.*

Rotation

24 h

Schiaparelli

88 d.

Die Resultate Schiaparellis sind aber nicht ohne Widerspruch geblieben. Während der amerikanische Astronom Lowell die 88tägige Rotationszeit des Merkur bestätigen zu können glaubte, — allerdings auf Grund von Wahrnehmungen auf der Planetenscheibe, welche von anderen Beobachtern stark in Zweifel gezogen werden, — tritt Brenner in Lussinpiccolo mit großer Entschiedenheit für eine Rotationszeit von 33 bis 35 Stunden ein, die er aus zahlreichen, unter sehr günstigen atmosphärischen Bedingungen angestellten Beobachtungen abgeleitet hat. Seine Zeichnungen der Planetenscheibe stimmen gut mit einigen im Jahre 1871 von Vogel angefertigten überein. Zu einer endgültigen Entscheidung über die Dauer der Rotation sind aber jedenfalls noch zahlreiche weitere Beobachtungen nötig.

Vogel hat 1873 das Spektrum des Merkur untersucht und in den Hauptlinien vollkommene Übereinstimmung mit dem Sonnenspektrum gefunden, wie dies auch nicht anders zu erwarten ist, da das Licht, welches vom Merkur zu uns gelangt, ja zunächst nichts anderes als reflektiertes Sonnenlicht sein kann. Einige Streifen im Spektrum schienen aber anzudeuten, daß der Planet eine Atmosphäre besitzt, welche auf die Sonnenstrahlen in ähnlicher Weise absorbierend wirkt wie die Atmosphäre der Erde. Die Nähe dieses Planeten an der Sonne erschwert seine genaue spektroskopische Beobachtung und damit die Entscheidung über das Vorhandensein einer Atmosphäre sehr bedeutend.

Vorübergänge des Merkur vor der Sonnenscheibe sind viel häufiger als die der Venus, indem das mittlere Intervall zwischen zwei aufeinanderfolgenden Durchgängen weniger als 10 Jahre und das längste 13 Jahre beträgt. Von den frühesten Zeiten an, wo man nur wußte, daß Merkur sich um die Sonne bewegt, war auch bekannt, daß er, wenn er sich zwischen Erde und Sonne befindet, mitunter die Scheibe der letzteren passieren muß; aber sein Durchmesser ist zu klein, als daß er in dieser Stellung mit bloßem Auge hätte gesehen werden können. Den ersten, von Kepler vorausgesagten, Vorübergang des Merkur vor der Sonnenscheibe beobachteten Gassendi u. a. am 7. November 1631. Gassendis Beobachtungsmethode war die schon früher bei der Besprechung der Beobachtung der Sonnenflecke beschriebene, nämlich die Entwerfung eines Bildes der Sonne durch ein kleines Fernrohr auf einen weißen Schirm. Da er sich indessen den Planeten weit größer gedacht hatte, als er wirklich war, so wäre seine Beobachtung fast mißlungen. Die unvollkommenen Fernrohre der damaligen Zeit umgaben nämlich jedes glänzende Objekt mit einem Kranze diffusen Lichtes, welches dessen scheinbare Größe bedeutend vermehrte; vor der Sonnenscheibe erscheint aber ein Planet schwarz und daher durch Irradiation verkleinert. So

Brenner
33-35 h.

Spektrum

Atmosphäre
Atmosphäre

Vorübergänge

kam es, daß Gassendi vor dem Durchgang keine Vorstellung davon hatte, wie klein der Planet in der Tat war.

Diese ältesten Beobachtungen sind zu ungenau, um für die jetzige Zeit irgend einen wissenschaftlichen Wert zu besitzen. Die erste wirklich gute Beobachtung gelang Halley am 7. November 1677 auf der Insel St. Helena. Wir haben schon erwähnt (siehe Seite 195), welche große Genauigkeit er seiner Beobachtung zuschrieb, und daß er damals zuerst das Phänomen des »schwarzen Tropfens« wahrnahm.

*Halley
1677
? Venus?*

Seit jener Zeit sind Merkurdurchgänge häufig beobachtet worden; indessen ist ihr wissenschaftlicher Nutzen ein verhältnismäßig geringer. Zur Bestimmung der Sonnenparallaxe eignen sie sich wegen der größeren Entfernung des Merkur von uns weit weniger als die Venusdurchgänge, und auch für die Erkenntnis seiner physischen Beschaffenheit läßt sich, da der Planet uns seine dunkle Seite zukehrt, nur wenig erwarten.

*grünge
folgt.*

Da die Sonne immer in der Nähe eines Knotens der Merkursbahn stehen muß, wenn ein Durchgang stattfinden soll, so können die Durchgänge nur in zwei, etwa sechs Monate voneinander entfernten Zeiten eintreten, und zwar geschieht dies beim Merkur im Mai und November. Die nächsten beiden Durchgänge finden 1907 November 14 und 1914 November 7 statt.

2. Intramerkurielle Planeten.

In der Gegenwart entspringt das größte an den Merkurdurchgängen haftende Interesse aus der Schlußfolgerung, welche Leverrier und später Bauschinger aus einer eingehenden Vergleichung der vor 1848 beobachteten Durchgänge mit der durch die Gravitationstheorie bestimmten Bewegung des Merkur gezogen haben. Diese Vergleichung lehrt nämlich, daß das Perihel der Merkursbahn sich um etwa 40" im Jahrhundert schneller bewegt, als es dies infolge der Anziehung aller bekannten Planeten unseres Sonnensystems tun sollte (vergl. Seite 90). Leverrier suchte nun diese Bewegung durch die Einwirkung eines Planeten oder einer Gruppe von kleinen Planeten zwischen Merkur und Sonne zu erklären, und die Frage, ob solche Planeten wirklich existieren, wird daher von Wichtigkeit.

*Grund für
Aussagen*

Was zunächst ältere Wahrnehmungen betrifft, so wird Leverriers Hypothese scheinbar dadurch gestützt, daß verschiedene Beobachter den Vorübergang dunkler Körper vor der Sonnenscheibe verzeichnet haben, die das Aussehen von Planeten hatten und für Flecke zu rasch vorübergingen und verschwanden. Prüfen wir aber diese Beobachtungen, so finden wir, daß sie nicht das geringste Vertrauen verdienen. Es gibt eine große Zahl notierter astronomischer Erscheinungen, die nur durch

Alte Beobacht.

ungeübte Beobachter, mit unvollkommenen Instrumenten oder unter ungünstigen Bedingungen wahrgenommen worden sind. Die Tatsache, daß sie von erfahrenen Beobachtern mit guten Instrumenten nicht gesehen wurden, ist genügender Beweis, daß an ihnen mindestens sehr bedeutende Zweifel haften. Nun gehören aber die Beobachtungen intramerkurieller Planeten zu dieser Klasse. Wolf hat 19, von 1761—1865 reichende Wahrnehmungen ungewöhnlicher Erscheinungen auf der Sonnenscheibe gesammelt, deren Beobachter, mit zwei oder drei Ausnahmen, sämtlich als Astronomen so gut wie unbekannt sind. In wenigstens einem dieser Fälle hat der Beobachter nach eigener Aussage nicht etwas einem Planeten Ähnliches, sondern nur eine wolkenartige Erscheinung gesehen. Andererseits ist die Sonne seit etwa 70 Jahren beständig und eifrig durch Schwabe, Carrington, Spörer und andere beobachtet worden, und keiner von diesen hat je etwas derartiges notiert. Auch auf den zahlreichen photographischen Aufnahmen der Sonne hat man keine verdächtigen Objekte gefunden. Daß Planeten in solcher Zahl vor der Sonnenscheibe von Liebhabern der Sternkunde gesehen worden, aber allen geübten Astronomen entgangen sein sollten, ist im höchsten Grade unwahrscheinlich.

Bei der Schätzung einer solchen Wahrscheinlichkeit müssen wir bedenken, daß ein wirklicher, auf der Sonne erscheinender Planet viel leichter durch einen geübten als durch einen ungeübten Beobachter erkannt werden würde, ebenso wie eine neue Pflanzen- oder Tierspezies leichter durch einen Botaniker oder Zoologen gefunden wird, als durch einen, der dies nicht ist. Jemand, der nicht an das genaue Studium der Sonnenflecke gewöhnt ist, würde nur schwer einen ungewöhnlich runden, kleinen Fleck von einem Planeten unterscheiden können, und ein ungeübter Beobachter neigt auch leicht zu Selbsttäuschungen mannigfacher Art*). Durch ihre scheinbare tägliche Bewegung kehrt z. B. die Sonne im Laufe eines Tages verschiedene Teile ihres Randes dem Horizont zu; in der nördlichen Hemisphäre scheint der Rand sich in der Richtung des Uhrzeigers zu drehen. Wird daher ein Fleck nahe am Rande der Sonnenscheibe gesehen, so wird er, obschon wirklich in Ruhe, doch in Bewegung erscheinen. Sähe andererseits ein erfahrener Beobachter einen Planeten auf die Sonnenoberfläche projiziert, so könnte er ihn kaum auch nur einen Moment verkennen; und sollte doch noch irgend ein Zweifel bestehen, so würde dieser durch eine sehr kurze Prüfung beseitigt werden.

*) Vor etwa 50 Jahren wurde z. B. die teleskopische Beobachtung einer Erscheinung bekannt gemacht, von der wir jetzt wissen, daß sie von dem Vorüberfliegen sehr entfernter Vögel vor der Sonnenscheibe hergerührt hat.

Das stärkste Argument aber gegen die Auffassung dieser Erscheinungen als Planeten ist, daß der Durchgang eines Planeten in solcher Lage durchaus kein seltenes Phänomen sein könnte, sondern sich notwendig in gewissen Intervallen, die von seinem Sonnenabstand und der Neigung seiner Bahn abhängen, wiederholen müßte. Nehmen wir z. B. eine Neigung von 10° an, größer als die irgend eines der Hauptplaneten, und eine Entfernung von der Sonne, die halb so groß ist als die des Merkur, so würde der Planet durchschnittlich einmal im Jahre die Sonnenscheibe passieren, und seine sukzessiven Durchgänge würden entweder nahe an demselben Tage des Jahres oder ein halbes Jahr später stattfinden. Die erwähnten vermeintlichen Durchgänge fallen nun auf alle Jahreszeiten, und wir müßten, wenn wir sie für reell halten wollten, logisch konsequent schließen, daß die Durchgänge dieser verschiedenen Planeten oftmals im Jahre wiederkehren und dennoch der Nachforschung aller guten Beobachter entgehen, obschon sie gelegentlich von Ungeübten gesehen werden. Dies ist eine genügende *reductio ad absurdum* der Behauptung ihrer Realität. Wollte man sagen, die Bahnneigung könne viel größer als 10° sein, und die Durchgänge würden infolgedessen viel seltener eintreten, so hieße dies nur, eine Hypothese durch eine zweite, noch unwahrscheinlichere stützen wollen.

Müssen wir also die von verschiedenen Seiten als Tatsache notierten Durchgänge solcher kleinen Planeten unbedingt bestreiten, so ist eine andere Frage doch die, ob diese Planeten, ihre Existenz vorausgesetzt, nicht unter ganz besonders günstigen Bedingungen außerhalb der Sonne sichtbar werden können. Fast die einzige Möglichkeit hierzu bieten totale Sonnenfinsternisse, und in der Tat schien, nachdem alle früheren Sonnenfinsternisse gleichfalls zu einem negativen Resultate geführt hatten, die vom 29. Juli 1878 einiges Licht über die wichtige Frage verbreiten zu wollen. Diese Sonnenfinsternis war im größten Teile der Vereinigten Staaten sichtbar, und sie wurde dort an den verschiedensten Punkten von zahlreichen und geübten amerikanischen Astronomen beobachtet. In Denver im Felsengebirge beobachteten Watson und Swift, beide in der ausgesprochenen Absicht, wenigstens einen Teil der verfügbaren Zeit nur auf das Suchen des oder der hypothetischen Planeten zu verwenden, und beiden ist es in der Tat geglückt, Objekte zu finden, die zunächst für Planeten gehalten werden konnten. Weitere Untersuchungen haben aber mit Sicherheit ergeben, daß die fraglichen Objekte doch nur Fixsterne waren. Auch die späteren totalen Sonnenfinsternisse haben in dieser Beziehung nur negative Resultate ergeben. Neuerdings hat man zur Aufsuchung intramerkurieller Planeten einen aussichtsreicheren Weg eingeschlagen, indem man während der totalen Sonnenfinsternisse die

Umgebung der Sonne photographierte. Obwohl die so erhaltenen Platten zum Teil alle Fixsterne bis zur achten Größenklasse zeigten, ist es doch nicht gelungen, mit Sicherheit unbekannte Objekte auf ihnen zu finden, und die Wahrscheinlichkeit der Existenz intramerkurieller Planeten von irgend beträchtlicher Größe ist dadurch sehr gering geworden.

Hiernach steht fest, daß, wenn die Bewegung des Merkursperihels von der Wirkung einer Gruppe von Planeten herrührt, diese äußerst klein sein müssen. Um aber die beobachtete Wirkung auf Merkur hervorzubringen, muß ihre gesamte Masse drei- bis viermal so groß sein als die des Merkur; ihre Anzahl müßte also sehr groß sein und sich auf Tausende oder Zehntausende belaufen, so daß sie zusammen höchstens als wolkenartige Massen erscheinen könnten. Nun haben wir in dem Zodiakallicht eine derartige Masse, und es entsteht die Frage, ob die Materie, welche dieses Licht reflektiert, die sein kann, welche die Bewegung des Merkur affiziert. Der Bejahung dieser Frage stehen indessen Schwierigkeiten entgegen; auch wissen wir bis jetzt nur wenig Sicheres über die Natur des Zodiakallichtes. Jedenfalls sind wir noch weit davon entfernt, die Bewegung des Merkursperihels in befriedigender Weise erklären zu können.

3. Venus.

Die Venus (\ominus) bewegt sich etwa in der Mitte zwischen den Bahnen des Merkur und der Erde in einem mittleren Abstände von 108 Millionen Kilometern um die Sonne. Ihre Bahn nähert sich der Kreisform mehr als die von irgend einem anderen der Hauptplaneten. Ihr Durchmesser beträgt nach Barnard 12 420 km; sie ist also nur wenig kleiner als die Erde. Auch ihre Dichte unterscheidet sich nur wenig von der der Erde, sie beträgt nämlich 0.9 der Erddichte. Die Masse ist $\frac{1}{408000}$ der Sonnenmasse.

Nächst Sonne und Mond ist Venus das glänzendste Gestirn des Firmaments und erzeugt zuweilen selbst deutliche Schatten. Ihre größte Elongation oder Winkelentfernung von der Sonne beträgt etwa 45° , und man sieht sie daher des Abends, bei östlicher Ausweichung, am Westhimmel, des Morgens, wenn sie westlich von der Sonne steht, am Osthimmel. Die Alten bezeichneten sie als Hesperus und Phosphorus, Abend- und Morgenstern, je nachdem sie des Abends nach Sonnenuntergang oder früh vor Sonnenaufgang sichtbar war. Man meint, daß vor dem Entstehen einer wissenschaftlichen Astronomie Hesperus und Phosphorus für zwei verschiedene Gestirne gehalten wurden, und daß erst nach der Erkenntnis ihrer Bewegungen, und nachdem man bemerkt hatte, daß der eine aus den Sonnenstrahlen hervortauchte, bald nachdem der andere in ihnen verschwunden war, ihre Identität festgestellt wurde.

4. Ziellinien
 zur Beobachtung
 des Perihelions
 des Merkur
 im Zodiakallicht

Planeten
 Abf. 109 M km
 nach Barnard
 d. 12420 km
 Dichte 0,9 d. Erde
 Mass. $\frac{1}{408000}$

Zodiakallicht

Altk.

Dem unbewaffneten Auge zeigt sich Venus als Stern, von anderen Sternen nur durch intensiveren und ruhigeren Glanz unterschieden. Aber schon Galilei fand, als er das Fernrohr auf sie richtete, daß sie von erheblichem Durchmesser erschien und Phasen, ähnlich wie der Mond, zeigte. Da er sich erst durch längere Beobachtung von der Realität seiner Entdeckung überzeugen, aber sich zugleich ihre Priorität sichern wollte, so publizierte er das folgende Anagramm:

Haec immatura a me jam frustra leguntur o. y.

(Diese unreifen Dinge werden jetzt vergebens von mir gelesen), welches er später in die Worte umsetzte:

Cynthiae figuras aemulatur mater amorum

(Cynthias Gestalten [Phasen] ahmt die Mutter der Liebe nach).

Daß die Scheibe der Venus nicht rund sei, wurde von Galilei zuerst im September 1610 bemerkt. Eine Rückberechnung ihrer Position für jene Zeit ergibt, daß sie damals etwas mehr als halb erleuchtet gewesen

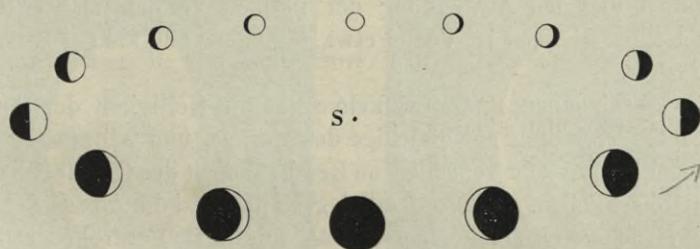


Fig. 126.

sein muß; nach kurzer Zeit aber veränderte sie sich in eine Sichel. Galilei brauchte daher nicht lange mit der Erklärung seines Anagramms zu warten.

Die Änderungen im Aussehen und in der scheinbaren Größe der Venus sind sehr bedeutend. Wenn sie sich hinter der Sonne nahe ihrer oberen Konjunktion befindet, ist sie mehr als 250 Millionen Kilometer von uns entfernt und bietet den Anblick eines kleinen runden Scheibchens von ungefähr 10" Durchmesser. Wenn sie der Erde am nächsten steht, in unterer Konjunktion, ist sie nur 40 Millionen Kilometer entfernt und würde, wenn überhaupt sichtbar, mehr als 60" Durchmesser haben; da sie dann aber auf derselben Seite der Sonne steht wie die Erde, so kehrt sie uns, wie der Mond zur Zeit des Neumonds, die dunkle Seite zu, ist also unsichtbar. Zwischen diesen beiden Lagen durchläuft sie, wie Fig. 126 zeigt, alle Phasen. Halb erleuchtet ist sie in der östlichen und westlichen größten Elongation (gleichsam erstes Viertel in ersterer, letztes Viertel in letzterer); je näher sie der Erde kommt, desto schmaler, aber auch größer

wird die Sichel. Trotzdem sind nach den Untersuchungen Müllers die Schwankungen der Helligkeit der Venus viel geringer, als man bisher geglaubt hatte. In der Nähe der oberen Konjunktion bleibt die Helligkeit sehr lange konstant, wächst dann langsam bis zur größten Helligkeit, welche ungefähr 35 Tage vor der unteren Konjunktion eintritt, und nimmt darauf sehr rasch ab. Nach der unteren Konjunktion wiederholen sich die Erscheinungen in umgekehrter Reihenfolge. In dem ganzen Zeitraum von 220 Tagen, während dessen die Venus hinreichend weit von der Sonne entfernt steht, um bequem photometrisch beobachtet werden zu können (von 60 Tagen nach bzw. vor der oberen Konjunktion bis zu 12 Tagen vor bzw. nach der unteren Konjunktion), schwankt ihre Helligkeit überhaupt nur um eine Größenklasse. Ein besonders auffälliger »größter Glanz« tritt also garnicht ein, entgegen der früher herrschenden Meinung. Während des ganzen erwähnten Zeitraums kann Venus mit bloßem Auge bei Tage gesehen werden, natürlich nur bei günstigen Luftverhältnissen und bei Anwendung der nötigen Vorsichtsmaßregeln. Im Maximum ihres Glanzes ist Venus etwa 60mal so hell als der Stern erster Größe Arktur.

Bei verschiedenen Phasenwinkeln zeigt die Helligkeit der Venus ein ganz anderes Verhalten als diejenige des Merkur, und wir müssen hieraus auf eine von Merkur sehr verschiedene Beschaffenheit der Oberfläche und der Atmosphäre schließen. Außerordentlich groß (0.76) ist die Albedo der Venus.

Begreiflicherweise untersuchte man mit dem Fernrohre sehr bald neben den anderen Planeten auch die Venus auf Ungleichförmigkeiten und Flecke ihrer Oberfläche, aus denen man einen Schluß auf die Rotationszeit hätte ziehen können. Im April 1667 glaubte D. Cassini einen hellen Fleck auf der Venus zu sehen, durch dessen Verfolgung an mehreren aufeinander folgenden Abenden er eine Rotationszeit von 23^h bis 24^h fand; doch hatte er selbst kein festes Vertrauen zu der Richtigkeit dieses Resultates. Sechzig Jahre später vermutete der italienische Astronom Bianchini (Blanchinus), dessen Fernrohr Seite 112 abgebildet ist, die Existenz verschiedener Flecke auf dem Planeten, die er für Meere hielt. Indem er dieselben Nacht für Nacht beobachtete, glaubte er sich zu dem Schlusse berechtigt, die Venus brauche zur Umdrehung um ihre Achse mehr als 24 Tage. Dieses überraschende Resultat wurde vom jüngeren Cassini kritisiert, welcher zeigte, daß Bianchini, der jeden Abend den Planeten nur für eine kurze Zeit betrachtete und dabei die Flecke stets in nahe derselben Position fand, ganz irrtümlich gefolgert habe, der Planet hätte sich nur ganz wenig von Nacht zu Nacht gedreht, während er in Wirklichkeit eine volle Umdrehung und etwas darüber gemacht habe. Am Schlusse von 24 Tagen würde er in der ursprünglichen Lage gesehen

Albedo 0,76

Rotation

Cassini m.
23-24 h.

Bianchini

24 d.

Kritik

v. Cassini

Ann.

werden, mittlerweile aber 25 Umdrehungen, anstatt einer, wie Bianchini annahm, gemacht haben. Als endgültigen Wert nahm der jüngere Cassini schließlich eine Rotationsdauer von $23^h 22^m$ an.

Zwischen 1788 und 1793 wandte Schröter auf Venus eine Beobachtungsmethode an, ähnlich derjenigen, die er zur Ermittlung der Merkursrotation benutzt hatte. Er beobachtete nämlich die Hörner des Planeten, wenn derselbe als Sichel erschien. Indem er nun auch hier wieder gezahnte, ungleichförmige Spitzen zu bemerken glaubte und dieses Aussehen wie beim Merkur dem Vorhandensein eines hohen Berges zuschrieb, leitete er eine Rotationsdauer von $23^h 21^m 19^s$ ab.

Herschel andererseits war nahe um dieselbe Zeit niemals imstande, beständige Flecke auf der Venus oder Ungleichmäßigkeiten der Beleuchtungsgrenze sowie Veränderungen der Hörnerspitzen wahrzunehmen.

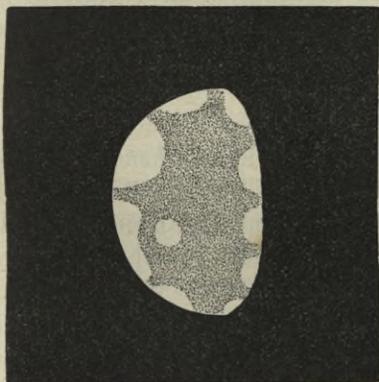


Fig. 127. Venus am 24. Mai 1871
(nach H. C. Vogel).



Fig. 128. Venus am 1. September 1871
(nach H. C. Vogel).

Gelegentlich glaubte er zwar Flecke zu erkennen; dieselben veränderten sich aber so sehr und verschwanden so rasch, daß er über die Rotation des Planeten nicht ins klare kommen konnte. Er vermutete daher, daß Venus von einer Atmosphäre umgeben sei, und daß, wenn etwa gelegentlich besondere Flecke gesehen würden, diese Wolken oder anderen veränderlichen atmosphärischen Erscheinungen zuzuschreiben seien. In vielen Fällen scheint diese Ansicht zutreffend zu sein.

Auch Beer und Mädler, die 1833 bis 1836 die Venus eifrig beobachteten, kamen in Hinsicht auf die Flecke und die daraus abzuleitende Rotationszeit zu einem negativen Resultat. Wenige Jahre später glaubte dagegen De Vico in Rom, die von Bianchini mehr als ein Jahrhundert früher gefundenen Flecke wieder entdeckt zu haben, und er leitete aus ihnen als Rotationszeit des Planeten $23^h 21^m 22^s$ ab.

23 h 22 m.

Schröter

Lang (Zank)

23 h 21 m

Mädler

De Vico

23 h 21 m

Miner Affe.
225 d.
 Neuerdings haben die sorgfältigen Beobachtungen Schiaparellis, sowie eine Diskussion aller älteren Beobachtungen unter Einschluß solcher von Vogel, Holden usw. diesen Astronomen zu dem Resultate geführt, daß auch Venus, ebenso wie Merkur, eine Rotationszeit gleich ihrer Umlaufzeit, also gleich 225 Tagen besitze. Auch bei Venus vermutet Schiaparelli die Beständigkeit einiger Flecke auf der Oberfläche, aber dieselben sind sehr zart und daher nur schwer zu sehen.

Mars H
24 h 2
225 d.
 Ebenso, wie Schiaparellis Entdeckungen betreffs der Rotationszeit des Merkur von anderen Astronomen teils bestätigt worden sind, teils bestritten werden, verhält es sich auch mit seinen Ansichten über die Rotation der Venus. Namentlich Lowell verteidigt die Annahme einer langen Rotationsdauer auf Grund seiner Beobachtungen. Wie auf dem Merkur, so hat er auch auf der Venus dunkle, geradlinige Streifen gesehen, deren Wahrnehmung auf anderen Sternwarten nicht geglückt ist, und die daher von der Mehrzahl der Astronomen für Täuschung gehalten werden. Andere Beobachter glauben jedoch die Ansicht, daß Venus in 24^h rotiere, aufrecht erhalten zu können, und einige wollen auf der Venus weiße Polflecke, ähnlich wie auf dem Mars, gesehen haben.

Grüppungen
 Bei der Beurteilung aller dieser einander widersprechenden Angaben ist zu bedenken, daß die Beobachtung des Oberflächendetails der beiden inneren Planeten außerordentlich schwierig ist, und daß dabei selbst der geschickteste und gewissenhafteste Beobachter leicht Täuschungen unterliegen kann, die physiologischer Natur sind. Die Untersuchungen Villigers an seitlich beleuchteten, weißen Kugeln haben gezeigt, daß auf solchen zarte, dunkle Flecke aufzutreten scheinen, die von verschiedenen Personen gleichartig gesehen werden; derartige Erscheinungen werden auch bei der Betrachtung sehr heller Planetenscheiben zustande kommen und die Beobachtungen verfälschen.

Mitt. may 5.
Logg. R.
zur Beob.
Rotat.
 Nach dem Gesagten muß es als höchst erwünscht bezeichnet werden, eine Methode zur Bestimmung der Rotationsdauer der Venus zu besitzen, welche von allen diesen Schwierigkeiten frei ist. Eine solche Methode ist in der Tat vorhanden: sie besteht in der Anwendung des Dopplerschen Prinzips (vgl. S. 232), nach welchem die Spektren, welche von verschiedenen Teilen des Randes der Planetenscheibe herrühren, gegeneinander verschoben erscheinen werden; aus der Größe der Verschiebung kann man die Dauer der Rotation berechnen. Nur ist die Anwendung dieser Methode auf die Venus außerordentlich schwierig, weil die hier in Betracht kommenden Geschwindigkeiten sehr gering sind. Daher ist man denn auch bisher auf diesem Wege ebenfalls zu widersprechenden Resultaten gelangt, indem Belopolsky in Pulkowa eine kurze Rotationsperiode, Slipher auf der Lowell-Sternwarte in Amerika dagegen

eine lange gefunden hat, wie sie den Behauptungen von Schiaparelli und Lowell entspricht. Es ist aber trotzdem voranzusehen, daß die Frage der Rotationszeit der Venus auf diese Weise entschieden werden wird, und vielleicht wird sich die spektroskopische Methode auch auf Merkur anwenden lassen, bei dem die Schwierigkeiten allerdings noch größer sind.

Die Beobachtungen verschiedener Astronomen sowie der Anblick der Venus in der Nähe der unteren Konjunktion, endlich die bei den Venusdurchgängen beobachteten Erscheinungen machen die Existenz einer wolkenreichen Atmosphäre sehr wahrscheinlich. Wenn die Venus als schmale Sichel erscheint, ist öfters auch der der Sonne fernere Rand erleuchtet gesehen worden, so daß sie als vollständige, von einem feinen Lichtsaum umgebene Scheibe erschien; ein solcher Lichtsaum ist auch bei den Venusdurchgängen bemerkt worden, und zwar zuerst von Rittenhouse in Philadelphia beim Venusdurchgang von 1769. Als Venus etwa halb in die Sonnenscheibe eingetreten war, erschien derjenige Teil des Planetenrandes, der außerhalb der Sonne war, erleuchtet, so daß der Umriß des ganzen Planeten gesehen werden konnte. Da diese Wahrnehmung durch andere Beobachter nicht bestätigt wurde, so scheint sie keine Aufmerksamkeit erregt zu haben. Indessen fanden Schröter 1790 und Mädler 1849, daß, als Venus nahe ihrer unteren Konjunktion war, die erleuchtete Sichel sich über mehr als einen Halbkreis ausdehnte.

Die nächste Beobachtung dieser Art wurde von Lyman in New Haven (Vereinigte Staaten) angestellt. Im Dezember 1866 war Venus in der unteren Konjunktion sehr nahe ihrem Knoten, passierte demnach sehr nahe die von der Erde zur Sonne gezogene Linie. Bei Prüfung der schmalen Sichel des Planeten mit einem mäßig vergrößernden Fernrohre konnte Lyman nun den ganzen Umriß der Planetenscheibe sehen, indem sich ein freilich äußerst zarter Lichtfaden um die der Sonne fernere Seite zog. Diese Wahrnehmungen sind in der Folge noch von mehreren anderen Beobachtern bestätigt worden. Nach Russell lassen sie sich durch Dämmerungserscheinungen in der Atmosphäre der Venus zwanglos erklären, ohne daß man diese Atmosphäre als übermäßig hoch und dicht anzunehmen braucht.

Trotz der zusammentreffenden Zeugnisse von Rittenhouse, Mädler und Lyman wurde die Tragweite ihrer Beobachtungen in Beziehung auf das während des Venusdurchganges von 1874 zu Erwartende gänzlich übersehen. Viele Beobachter waren dementsprechend sehr überrascht, zu finden, daß, als Venus zum Teil in, zum Teil außer der Sonnenscheibe stand, der Umriß des Teiles außerhalb der Sonne an einer zarten, sich an ihm hinziehenden Lichtlinie unterschieden werden konnte. In einigen

Lippmann

M. Mädler

Lippmann

Fällen wurde die Zeit der inneren Berührung beim Austritte des Planeten verloren, da der Beobachter irrtümlich diese Lichtlinie für den letzten Sonnenstrahl hielt. Auch bei dem Venusdurchgang von 1882 wurde der Lichtring gesehen und wirkte wiederum störend auf die Beobachtungen ein.

Daß niemand außer Rittenhouse beim Durchgange von 1769 diesen Lichtring sah, muß der geringen Höhe des Planeten auf den meisten Stationen und der Unvollkommenheit vieler der benutzten Instrumente zugeschrieben werden. Auch müssen wir bemerken, daß die Beobachter jener Zeit eine falsche Vorstellung von dem Anblick, den eine Atmosphäre der Venus gewähren würde, hatten. Man setzte voraus, die Atmosphäre würde dem Planeten vor der Sonnenscheibe einen nebelartigen Rand geben infolge teilweiser Absorption des Lichtes beim Passieren der Atmosphäre. In Wirklichkeit würde es aber nicht möglich sein, unter solchen Umständen irgendwelche Spuren einer Atmosphäre wahrzunehmen, weil das die dichteren Teile passierende Licht gänzlich von seiner Richtung abgelenkt werden und einen Beobachter auf der Erde überhaupt nicht erreichen würde.

Das Spektroskop gibt keine Andeutung, daß die Atmosphäre der Venus irgend eine beträchtliche Absorption auf das Licht, welches sie durchheilt, ausübt. In dem vom Planeten reflektierten Lichte werden weder neue Spektrallinien gefunden, noch weicht das Spektrum mit Sicherheit vom normalen Sonnenspektrum ab, mit der Ausnahme vielleicht, daß einige tellurische Absorptionsstreifen etwas verstärkt werden (Vogel). Es würde dies anzeigen, daß die Atmosphäre der Venus hinsichtlich ihrer Beschaffenheit nicht in irgend bemerklichem Grade von unserer eigenen abweicht, oder wenigstens, daß sie nicht Gase enthält, welche eine besondere selektive Absorption auf das Licht ausüben.

Viele Astronomen haben die dunkle Seite der Venus schwach erleuchtet gesehen, ähnlich, nur in weit geringerem Grade, wie man an klaren Abenden zwischen Neumond und erstem Viertel die nicht beleuchtete Mondseite sehen kann. Es ist bekannt, daß beim Monde die dunkle Hemisphäre durch das von der Erde reflektierte Licht sichtbar wird. Für die Venus aber ist das Erdenlicht bei weitem nicht stark genug, um ihre dunkle Seite sichtbar zu machen. Da also keine genügende äußere Lichtquelle existiert, so hat man das schwache Leuchten einer Phosphoreszenz der Oberfläche des Planeten zugeschrieben. Wäre ein solches Leuchten unter günstigen Bedingungen stets wahrzunehmen, so würde man bei Annahme dieser Erklärungsweise keiner ernstern Schwierigkeit begegnen. Da es aber nur selten gesehen wird, so ist schwer zu begreifen, wie eine bloß zeitweilige Ursache auf einmal so auf die Oberfläche eines Planeten von der Größe unserer Erde wirken sollte,

daß dieselbe leuchtend würde. In der Tat macht nun ein Umstand es wahrscheinlich, daß die ganze Erscheinung auf irgend einer noch unerklärten optischen Täuschung beruht. Die Erscheinung wird nämlich fast immer am Tage oder in der hellen Dämmerung wahrgenommen, selten in der Dunkelheit. Ein solches mattes Licht müßte aber eigentlich leichter in der Nacht als am Tage gesehen werden. Die Frage, weshalb das Phänomen unter günstigeren Bedingungen nicht gesehen wird, ist also noch nicht genügend beantwortet, und bis sie es ist, sind wir vielleicht ebenso berechtigt, die Erscheinung für subjektiv, für das Produkt einer optischen Täuschung zu halten, als einen objektiven, in der Venus selbst gelegenen Grund anzunehmen. Erwähnt muß indessen werden, daß Vogel und Lohse 1871 in Bothkamp zwar auch diesen Lichtschein an verschiedenen Tagen gesehen haben; er verbreitete sich aber nicht über die ganze Nachtseite, sondern war nur bis 30° oder 40° von der Beleuchtungsgrenze zu verfolgen (siehe Fig. 129). Vogel läßt unentschieden, ob wir es hier mit einem durch eine sehr dichte Atmosphäre hervorgerufenen Dämmerungsphänomen oder mit einer spontanen, elektrischen Lichtentwicklung zu tun haben; die letztere Anschauung hat viele Anhänger.

Man kann die Fehler, denen Beobachtungen mit unvollkommenen Instrumenten unterworfen sind, nicht besser illustrieren, als durch die Beobachtungen eines hypothetischen Satelliten der Venus, die im 17. und 18. Jahrhundert gemacht worden sind. Im Jahre 1672 und dann wieder 1686 sah D. Cassini ein schwaches Objekt nahe der Venus, welches, wie sie, eine Phase zeigte. Aber er sah es nur in diesen beiden Fällen. Ein ähnliches Objekt wurde von Short in England am 23. Oktober 1740 wahrgenommen. Der Durchmesser des Objekts war ein Drittel von dem der Venus, und es zeigte wiederum eine ähnliche Phase. Verschiedene andere Beobachter bemerkten dasselbe zwischen 1760 und 1764. Lambert ging selbst so weit, aus allen diesen Beobachtungen eine Bahn zu berechnen; aber es war eine Bahn, in welcher kein Satellit die Venus umkreisen könnte, wenn nicht die Masse der letzteren zehnmal größer wäre als sie wirklich ist. Beinahe anderthalb Jahrhunderte sind seitdem verflossen, ohne daß man den Satelliten gesehen hat, und die Tatsache, daß der Planet in dieser Zeit mit weit besseren Fernrohren als früher geprüft worden ist, beweist hinreichend, daß das Objekt ein vollkommen mythisches gewesen ist.

Wie jene Beobachter, die es zu sehen glaubten, so getäuscht werden

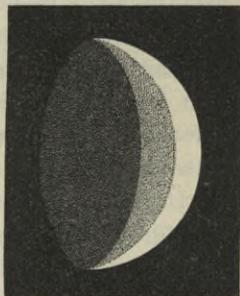


Fig. 129.
Venus am 3. Nov. 1871
(nach H. C. Vogel).

Satelliten

Kämpfing

Reflexion

in Fernrofr.

konnten, ist jetzt nach so langer Zeit nicht mit Gewißheit zu sagen. Mit einiger Wahrscheinlichkeit können wir indessen behaupten, daß sie in einigen Fällen durch die falschen Bilder irreführt wurden, welche sehr helle Objekte bis zu einem gewissen Grade in jedem Fernrohre geben, und die durch das Licht hervorgerufen werden, welches von der Hornhaut des Auges nach der nächsten Oberfläche des Okulars und von da zurück zum Auge reflektiert wird. Ähnliche falsche Bilder entstehen mitunter durch Reflexion des Lichtes zwischen den Oberflächen der verschiedenen Linsen des Okulars, und eine der ersten Aufgaben des Beobachters ist es, sie von wirklichen Objekten unterscheiden zu lernen. Sie können auch durch fehlerhafte Justierung der Okularlinsen entstehen und können dann, sobald das wirkliche Objekt im Zentrum des Gesichtsfeldes ist, für einen Augenblick selbst den erfahrensten Beobachter täuschen. Nicht in allen Fällen, in denen ein Venusmond gesehen wurde, ist indessen diese Erklärung befriedigend, da einige der Beobachter sich davon überzeugt haben, daß ein falsches Bild nicht vorlag. Gerade für diese Fälle ist es aber Stroobant gelungen, nachzuweisen, daß zu den betreffenden Zeiten ein heller Fixstern nahe bei der Venus stand, und daß dieser für einen Satelliten angesehen wurde.

Über die Vorübergänge der Venus vor der Sonne und deren Bedeutung für die Bestimmung der Sonnenentfernung haben wir früher gesprochen (S. 193 ff.).

4. Die Erde.

Unsere Erde (♁) ist der dritte Planet in der Ordnung der Entfernungen von der Sonne und der größte in der Gruppe der vier sonnen-nahen Planeten. Ihre mittlere Entfernung von der Sonne beträgt etwa $149\frac{1}{2}$ Millionen Kilometer (s. Seite 204); aber die Entfernung ist Anfang Januar jeden Jahres um $2\frac{1}{2}$ Millionen Kilometer geringer und Anfang Juli um ebensoviel größer als dieses Mittel. Die wirkliche Distanz variiert also zwischen 147 und 152 Millionen Kilometer. Wie bereits bemerkt, sind diese Zahlen um mehrere hunderttausend Kilometer unsicher.

Vieles von dem, was wir die Astronomie der Erde nennen könnten — wie die Länge des Jahres, die Neigung ihres Äquators gegen ihre Bahn oder die Schiefe der Ekliptik, die Ursache der Änderungen in den Jahreszeiten und in der Tageslänge, ferner ihre Gestalt, Größe und Dichtigkeit — ist in früheren Kapiteln schon behandelt worden, so daß hier nur wenig von rein astronomischem Charakter hinzuzufügen ist. Die Darstellung ihrer speziellen Oberflächengestaltung und der Erscheinungen der Atmosphäre gehört mehr in das Gebiet der Geographie und Meteorologie, als in das der Astronomie. Aber ihre physische Beschaffenheit

Fixsterne für
Mont' gefahren

Luft 149 1/2 m. Rm
(147 1/2 - 152)

gibt zu verschiedenen Fragen Anlaß, bei deren Behandlung astronomische Betrachtungen ins Spiel kommen.

Wichtig ist besonders die Betrachtung über den Zustand der großen inneren Masse unseres Planeten. Es ist bekannt, daß sich beim Eindringen in das Innere der Erde eine Temperaturerhöhung bemerkbar macht, die an verschiedenen Orten verschieden ist. In der Regel beträgt die geothermische Tiefenstufe, d. h. der Tiefenunterschied, welcher eine Temperaturzunahme von 1° C. bedingt, etwa 30 m bis 40 m, doch hat man auch Werte der Tiefenstufe von wenigen Metern bis mehr als 100 m beobachtet. Oft sind die Werte auch von der Tiefe, bis zu der man vorgedrungen ist, abhängig; z. B. nimmt im Bohrloche von Sperenberg die geothermische Tiefenstufe mit der Tiefe allmählich zu. Die Folge der Temperaturzunahme nach dem Innern der Erde ist nun, daß durch Leitung von den wärmeren zu den kälteren Teilen ein Wärmeausgleich stattfinden muß. Würde also nicht vom Innern her die Wärme stetig ergänzt, so würde die Ungleichheit durch Abkühlung der wärmeren Schichten bald verschwinden. Die Temperaturzunahme kann deshalb nicht etwas rein Oberflächliches sein, sondern muß sich in eine große Tiefe fortsetzen. Verfolgen wir die Bedingungen, die existiert haben müssen, damit die Wärmezunahme sich in der Gegenwart noch zeige, bis zu vergangenen Zeiten zurück, so können wir mit großer Wahrscheinlichkeit aussprechen, daß die ganze Erde vor ^{tausend} Jahren in einer Entfernung von etwa 20 bis 30 Kilometern unter der Oberfläche rotglühend gewesen sein muß, weil sonst ihr Inneres nicht die Wärmemenge geliefert haben könnte, welche die jetzt beobachtete Zunahme verursacht. Verhält sich dies so, so ist sie wahrscheinlich auch jetzt noch in verhältnismäßig geringer Tiefe (50 Kilometer) rotglühend, und in einer Tiefe von etwa 200 Kilometern würden wir vermutlich eine Hitze finden, die die meisten der auf der Oberfläche befindlichen Gesteine zum Schmelzen bringen würde.

Wir werden so zu der Hypothese geführt, daß die Erde in der Tat eine Kugel geschmolzener Materie ist, umgeben von einer relativ dünnen Kruste oder Rinde, auf der wir leben, und man muß zugeben, daß geologische Tatsachen, sowie kosmogonische Betrachtungen, auf die wir später eingehen werden, dieser Anschauung im ganzen sehr günstig sind. Pendelbeobachtungen scheinen zu zeigen, daß das spezifische Gewicht der Erde unter den großen Bergketten im allgemeinen geringer ist als unter den umliegenden Ebenen, ein Ergebnis, das mit dieser Theorie in völligem Einklange steht. Die schwereren Massen würden, indem sie auf das innere Fluidum drücken, die umgebenden leichteren Massen zu erheben streben, und, wenn beide im Gleichgewichte wären, würden die letzteren die höheren sein, ebenso wie ein schwimmender Block Tannenholz höher

Griffen
Griffen
 30-40 m
 - 100 m

Prüft

aus dem Wasser hervorragt, als ein gleichgroßer Block Eichenholz. Die in vielen Weltgegenden so häufigen heißen Springquellen zeigen, daß es im Erdinnern zahlreiche heiße Regionen gibt, und diese Hitze kann nicht wohl rein lokal sein, weil sie sich dann rasch verteilen würde. Die Geologen finden aber das stärkste Argument für jene Theorie in den Vulkanen und Erdbeben. Die Lavaströme, welche seit Tausenden von Jahren den ersteren entströmen, beweisen, daß im Innern der Erde große Massen geschmolzener Materie existieren, während die Erdbeben erkennen lassen, daß dieses Innere heftigen Veränderungen unterworfen ist, denen eine feste Materie kaum widerstehen könnte.

Die Theoretiker haben indessen diese Hypothese mit den Tatsachen der Präzession, Nutation und der Ebbe und Flut niemals vollkommen vereinigen können. Augenscheinlich widersteht die Erde der fluterzeugenden Wirkung von Sonne und Mond genau so, als ob sie vom Mittelpunkt bis zur Oberfläche eine feste Masse wäre. Der englische Physiker Lord Kelvin hat gezeigt, daß, wenn die Erde weniger starr als Stahl wäre, sie dieser Wirkung so weit nachgeben würde, daß die Gezeiten des Meeres viel kleiner als auf einer absolut starren Erde werden würden; d. h. die Anziehung der genannten Körper würde die Erde selbst in eine ellipsoidische Form bringen, statt nur das Wasser vom Ozean hinwegzuziehen. Da Erde und Ozean zusammen die gleichen Formveränderungen erleiden würden, so würden wir überhaupt Ebbe und Flut nicht wahrnehmen. Wäre die Erdoberfläche nur eine dünne, auf dem flüssigen Innern schwimmende Schale oder Kruste, so würden die Gezeiten in jenem hervorgerufen werden; die dünne Schale würde sich so biegen, daß Flut und Ebbe des Ozeans nahezu aufgehoben würde. — Ferner ist die Frage aufgeworfen worden, ob das flüssige Innere der Erde durch die Präzession affiziert würde; ob die Kruste nicht in der Tat über dasselbe gleiten würde, so daß zeitweilig die Flüssigkeit in einer Richtung und die Kruste in einer andern rotierte.

Alles in allem ist die Ansicht von der Flüssigkeit des Erdinnern so mit Schwierigkeiten umgeben, daß sie trotz der stark zu ihren Gunsten sprechenden Argumente doch noch als sehr ungewiß betrachtet werden muß. Es mag indessen hinzugefügt werden, daß niemand daran zweifelt, das Innere unseres Planeten müsse intensiv heiß sein — heiß genug, die Felsen an seiner Oberfläche zu schmelzen — aber es wird vermutet, daß der enorme Druck der äußeren Teile die inneren am Schmelzen verhindere. Von Lord Kelvin wird auch nicht bestritten, daß es im Erdinnern große Massen geschmolzener Materie geben müsse, aus denen die Vulkane ihre Nahrung ziehen; aber er behauptet, daß diese Massen, verglichen mit der Masse der ganzen Erde, immerhin nur klein seien.

Springquellen

Vulkanen

Präzession

N. Ebbe & Flut

Jaunen ff
 fests der
 fests in
 nicht an
 fests

Wir können uns übrigens keine Vorstellung von der Wirkung eines Druckes machen, der im Mittelpunkt der Erde über 2 Millionen Kilogramm auf das Quadratcentimeter beträgt, während die höchsten Drucke, die wir auf der Erdoberfläche und nur auf Teile von verschwindender Ausdehnung im Vergleich mit den Massen des Erdinnern erzielen können, nur Tausende von Kilogrammen auf die gleiche Fläche betragen.

Nicht unwahrscheinlich ist es, daß in einer gewissen, immerhin erheblichen Tiefe eine glutflüssige Schicht existiert, welche, zum Teil frei beweglich, sich nach der Oberfläche zu an geeigneten Stellen durch vulkanische und ähnliche Reaktionen bemerklich macht, daß sie aber nach unten in einen Zustand der Materie übergeht, über den wir uns zwar keine genaue Rechenschaft geben können, der sich aber wegen des enormen Druckes vermutlich dem festen nähert. Bei allen Hypothesen dürfen wir jedenfalls nie vergessen, daß uns auch im günstigsten Falle nur ein verschwindender Teil, etwa $\frac{1}{3000}$ von der Oberfläche bis zum Mittelpunkte gerechnet, erreichbar und erforschbar bleibt, und daß darum Vorsicht in der Verallgemeinerung von Schlüssen, die wir aus unseren im wörtlichsten Sinne sehr oberflächlichen Kenntnissen ziehen, geboten ist.

Schon vor längerer Zeit hat man die Frage aufgeworfen, ob nicht Massenumsetzungen auf oder in der Erde einen merklichen Einfluß auf die Lage der Rotationsachse der Erde und damit auf die Polhöhe ausüben können. Bessel äußerte bereits 1844 Zweifel an der Unveränderlichkeit der geographischen Breiten. Aber erst 1888 gelang es Küstner, damals Observator an der Berliner Sternwarte, durch Diskussion seiner in den vorangehenden Jahren angestellten Beobachtungen den Beweis zu liefern, daß die Polhöhen in der Tat in geringem Grade veränderlich sind. Fast gleichzeitig wurde auch der Amerikaner Chandler zu denselben Schlüssen geführt. Weitere Messungen, die 1889/90 in Berlin, Potsdam, Straßburg und Prag ausgeführt wurden, bestätigten Küstners Resultate in vollem Maße, und eine nach Honolulu entsandte Expedition erbrachte den Nachweis, daß sich die Breite dieses Ortes im entgegengesetzten Sinne änderte, als es gleichzeitig die Breiten der genannten Stationen taten, die in Bezug auf den Erdmittelpunkt eine Honolulu diametral entgegengesetzte Lage haben. Daraus mußte gefolgert werden, daß die beobachteten Veränderungen der Breite in der Tat durch Lagenänderungen der Erdachse hervorgerufen werden. Durch internationale Vereinbarung hat man dann später beschlossen, diese Veränderungen auf sechs unter $39^{\circ} 8'$ nördlicher Breite liegenden, möglichst gleichmäßig um die Erde verteilten Stationen fortdauernd zu bestimmen; diese Stationen sind Carloforte (Italien), Tcharджуи (Russisch Zentralasien), Mizusawa (Japan), Ukiak, Cincinnati und Gaithersburg (Vereinigte Staaten). Die

*Meromischel
Aufg.*

*Lagenverän-
derung der
Erdatz.*

Beobachtungen sind seit einigen Jahren in vollem Gange und liefern eine sehr genaue Kenntnis der Bewegung der Erdpole.

Chandler hat nachweisen können, daß auch die älteren Beobachtungsreihen, soweit sie die nötige Zuverlässigkeit besitzen, die Veränderlichkeit der Polhöhen klar erkennen lassen. Aus dem großen Material, welches er diskutiert hat, ist es ihm auch gelungen, Gesetze für die Bewegung der Pole abzuleiten. Er findet, daß dieselbe in der Hauptsache drei Perioden hat, erstens eine Periode von einem Jahr, zweitens eine solche von 14 Monaten und drittens eine solche von 13 Monaten. Die jährliche

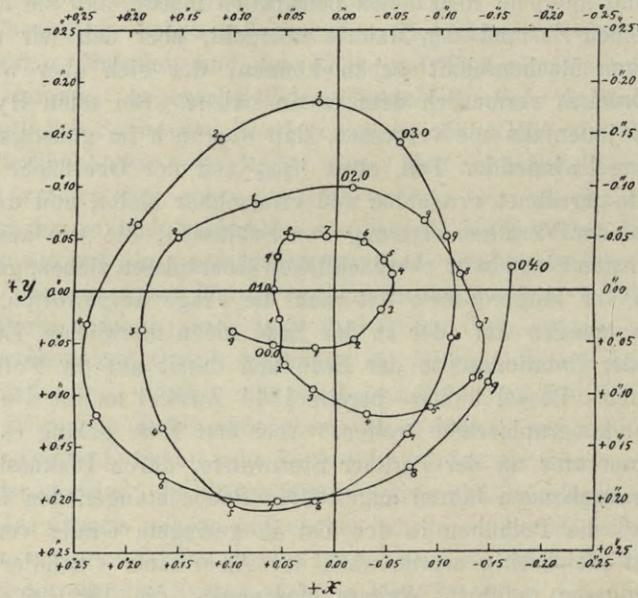


Fig. 130.

Bewegung geht in einer sehr langgestreckten Ellipse vor sich, und zwar beträgt die große Achse der Ellipse ungefähr 0.3, doch sind die Elemente der Ellipse veränderlich. Die vierzehnmonatige Bewegung erfolgt angenähert in einem Kreise von veränderlichem, im Durchschnitt nicht ganz 0.3 betragendem Durchmesser, die dreizehmonatige Bewegung endlich in einer wenig exzentrischen Ellipse, deren große Achse ungefähr gleich 0.2 ist. Durch die Kombination dieser Bewegungen beschreibt der Pol sehr komplizierte Kurven um die mittlere Lage. Der größte Betrag der Schwankung, der beobachtet worden ist, ist etwa 0.6 oder 18 m bis 19 m; die größte Abweichung von der mittleren Lage ist also nur 9 m. Fig. 130 stellt für die Zeit von 1899.9 bis 1904.0 die Bewegung des Nordpols dar, wie sie Albrecht aus den gesamten Beobachtungen abgeleitet hat.

Ob die Chandlerschen Gesetze für alle Zeiten gültig bleiben werden, kann natürlich nicht vorausgesagt werden.

Die Erklärung dieser periodischen Polhöhenchwankungen bietet manche Schwierigkeiten. Schon im achtzehnten Jahrhundert hatte der große Mathematiker Euler gezeigt, daß, wenn eine meßbare Bewegung der Erdachse im Erdkörper vorhanden sei, sie eine zehnmonatige Periode haben müsse. Wir haben aber gesehen, daß eine solche zehnmonatige Periode nicht vorhanden ist, vielmehr betragen die Perioden 12, 13 und 14 Monate, so daß ein Widerspruch mit Eulers theoretischen Folgerungen zu bestehen scheint. Wie zuerst Newcomb bemerkte, klärt sich der Widerspruch dadurch auf, daß die Erde nicht als vollkommen starrer Körper angesehen werden kann, eine Annahme, die Euler seinen Untersuchungen zu Grunde gelegt hatte. Die zwölfmonatige Periode läßt sich wahrscheinlich durch die Massenumsetzungen erklären, welche im Verlauf der Jahreszeiten durch die atmosphärischen Vorgänge bewirkt werden. Die von Halm verfochtene Ansicht, daß die Polhöhenchwankungen im Zusammenhang mit den Vorgängen auf der Sonne und den Variationen des Erdmagnetismus stehen, bedarf noch sehr der Bestätigung durch den zukünftigen Verlauf der Erscheinungen.

Neuerdings hat der japanische Astronom Kimura festgestellt, daß die Polhöhen außer den oben geschilderten Schwankungen noch eine weitere Veränderung von jährlicher Periode erleiden, die sich darin äußert, daß sich die Breiten der sechs Stationen des internationalen Polhöhendienstes, welche, wie wir sahen, alle auf demselben Parallelkreise liegen, um denselben sehr kleinen Betrag ändern. Dies ist äußerst merkwürdig, denn eine Änderung der Lage der Erdachse im Erdkörper muß offenbar an verschiedenen Punkten desselben Parallelkreises verschiedene Änderungen der Polhöhe bewirken, je nach der geographischen Länge der Punkte. Um das »Kimurasche Glied« der Polhöhenvariation, welches übrigens nur wenige Hundertstel der Bogensekunde beträgt, zu erklären, wird man wahrscheinlich annehmen müssen, daß der Schwerpunkt der Erde kleine Verschiebungen längs der Rotationsachse erfährt.

Ob auch säkulare, nicht periodische Veränderungen der Polhöhen stattfinden, kann erst die Zukunft entscheiden. Erwähnt mag noch werden, daß durch die besprochenen Bewegungen der Erdpole natürlich auch die geographischen Längen kleine Schwankungen erleiden.

Die Atmosphäre. Über die lichtbrechenden Eigenschaften der unsere Erde umhüllenden Gase (Sauerstoff, Stickstoff, sowie etwas Kohlensäure und geringe Mengen anderer, erst kürzlich aufgefundener Gase), welche in der Refraktion des Lichtes in der Atmosphäre hervortreten, haben wir schon früher bei den astronomischen Beobachtungen und

erklärt.

Instrumenten gesprochen (vergl. Seite 161) und müssen hier noch einiger wichtiger Erscheinungen, die ihr Dasein der Einwirkung des Lichts auf die Atmosphäre verdanken, Erwähnung tun.

Die alltägliche Erfahrung zeigt alle Gegenstände am Tage in gleichmäßiger Helligkeit. Der Grund hiervon liegt einfach in der Tatsache, daß die mit kleinsten Bläschen (besonders Wasserdampfbläschen) angefüllte Atmosphäre wie die in ihr suspendierten zahllosen und winzigen festen Teilchen (Stäubchen, organische Partikelchen) das Sonnenlicht auffangen und überall hin zerstreuen und reflektieren. Wäre die Luft absolut durchsichtig, und wäre nichts in ihr enthalten, so würde die Sonne an einem tiefschwarzen Himmel strahlen, und alle nicht direkt von ihr beschienenen und alle nicht selbstleuchtenden Objekte wären unsichtbar. Daß wir am Tage alles weit gleichförmiger hell sehen, als in der Nacht bei Mondschein, liegt an der außerordentlichen Intensität des Sonnenlichts, welches die sekundären Wirkungen viel stärker erscheinen läßt, als das 570000 mal schwächere Mondlicht. Analog wie die allgemeine Tageshelle erklären sich die Erscheinungen der Dämmerung, der unter besonders günstigen Verhältnissen stattfindenden sogenannten Gegendämmerung und die Unsichtbarkeit der Sterne am Tage aus der Anwesenheit kleinster gasförmiger und flüssiger, das Sonnenlicht überall hin zerstreuer Teilchen der Atmosphäre. Die lebhaften, im Abend- und Morgenrot auftretenden Farben sind, wie das Blau des Himmels beim Sonnenschein, das Resultat verschiedenartiger Spiegelung und Brechung des vielfarbigen Sonnenlichts in den Wasserdampfbläschen der oberen Luftschichten: die Intensität der Farben hängt dabei wesentlich von der Menge des in der Luft enthaltenen Wasserdampfes ab.

Das Nordlicht. Erst in den letzten Jahren ist es gelungen, tiefer in die Natur dieser so wohlbekanntem Erscheinung einzudringen. Daß sie in gewisser Beziehung zu den Erdpolen steht, zeigt die Tatsache, daß ihre Häufigkeit von der Breite abhängt. In den äquatorialen Gegenden unserer Erde ist sie sehr selten; sie wird häufiger, je weiter wir nach Norden oder Süden gehen. Die Region der größten Häufigkeit liegt indessen nicht an den Polen, sondern in der Nachbarschaft der Polarkreise, von wo sie nach Norden wie Süden abnimmt. Die Zone der größten Frequenz ist am breitesten in der Nähe des magnetischen Nordpols (etwa 97° westl. Länge von Greenwich, 70° nördl. Breite). Für die in südlichen Gegenden auftretenden Südlichter und deren Beziehungen zum magnetischen Südpol (147° östl. Länge, 73° südl. Breite) ist das Beobachtungsmaterial noch ziemlich dürftig.

Das Nordlicht tritt in verschiedenen Formen auf, von denen bald die eine, bald die andere vorherrscht. Die wichtigsten sind:

Lufthölzer

Horizont

Nach 20 + M.

N. Weber

Kyff. 12

N. 302

1) Die Bogenform. Dieselbe besteht in einem breiten Lichtbogen, den man in unseren Breiten meist nahe dem nördlichen Horizont wahrnimmt. Die beiden Enden des Bogens ruhen in der Regel zu beiden Seiten des magnetischen Nordpunktes auf dem Horizont. Von dem Bogen schießen häufig Strahlen empor; innerhalb des Bogens befindet sich das sogenannte dunkle Segment. Bisweilen löst sich der Bogen mit einem oder auch mit beiden Enden vom Horizont ab und bewegt sich als Nordlichtband in den verschiedensten Formen über den Himmel.

2) Die Streifen- oder Säulenform. Diese Form besteht aus langen Streifen oder Säulen von Licht; dieselben erscheinen gekrümmt oder gebogen, wie das Himmelsgewölbe, auf welches sie sich projizieren, sind



Fig. 131. Ansicht eines säulenförmigen Nordlichtes.

aber in Wirklichkeit gerade. Sie befinden sich in einem Zustande beständiger Bewegung; mitunter werden sie ausgebreitet in die Form einer Wolke oder einer ungeheuren Flagge mit zahlreichen Falten, tanzend, zitternd und undulierend, wie durch Wind bewegt (vgl. Fig. 131).

In unseren Breiten sind die Formen des Nordlichtes in der Regel nicht so klar ausgeprägt. Es zeigt sich meist als weißlicher, wolkenähnlicher Schein, der oft in seiner Struktur Ähnlichkeit mit den Cirruswolken hat.

Das Spektrum des Nordlichtes besteht aus einer Anzahl von hellen Linien, unter denen besonders eine Linie in Gelbgrün (λ 5570) hervortritt, welche zuerst von Angström entdeckt wurde. Da derselbe weitere Linien nicht wahrnehmen konnte, so hielt er das Nordlicht für durchaus einfarbig. Spätere Beobachter, wie H. C. Vogel, Capron u. a. haben indessen

noch verschiedene schwächere Linien gefunden, und seitdem man neuerdings die Photographie auf die Erforschung des Nordlichtspektrums angewandt hat, wie es besonders Paulsen und Sykora getan haben, ist noch eine größere Zahl von Linien entdeckt worden. Es hat sich nun herausgestellt, daß die gelbgrüne Hauptlinie des Nordlichtspektrums dem Krypton angehört, einem der in den letzten Jahren aufgefundenen, in der Luft enthaltenen seltenen Gase. Nach Runge und Baly gehören auch die übrigen wichtigsten Linien des Nordlichtspektrums dem Krypton an. Weitere Linien scheinen durch die anderen in der Luft enthaltenen Gase hervorgerufen zu werden. Fig. 132 gibt einen Begriff von dem Aussehen des Nordlichtspektrums.

Daß das Nordlicht auf das engste mit der Elektrizität und dem Magnetismus der Erde zusammenhängt, ist längst nachgewiesen. Während eines großen Nordlichts werden so starke und unregelmäßige elektrische

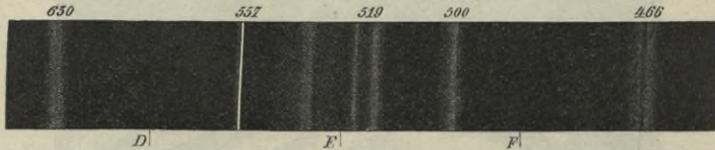


Fig. 132. Sichtbares Spektrum des Nordlichtes vom 9. April 1871, nach Vogel.

(D, E, F Lage der Sonnenlinien. Die Ziffern bezeichnen die Wellenlängen in μ .)

Ströme in den Telegraphendrähten erregt, daß die Beförderung von Depeschen oft schwierig, mitunter selbst unmöglich wird; die Magnethadel ist gleichfalls in einem Zustande heftiger Bewegung. Vor der Anwendung des Spektroskops veranlaßten diese elektrischen Erscheinungen die Meinung, das Nordlicht entstehe durch elektrische Ströme, welche durch die oberen Atmosphärenschichten von einem Pole zum anderen zögen. Die neueren Untersuchungen aber haben gezeigt, daß das Nordlicht im wesentlichen als ein durch sogenannte Kathodenstrahlen hervorgerufenes Leuchten des Kryptons und wahrscheinlich auch anderer in der Luft vorkommender Gase zu betrachten ist. Die nähere physikalische Erklärung des Phänomens liegt indessen außerhalb des Rahmens dieses Buches.

Verschiedene Versuche sind gemacht worden, um aus gleichzeitigen Beobachtungen besonders auffälliger Streifen oder Bänder von mehreren weit voneinander entfernten Stationen aus die Höhe des Nordlichtes über der Erdoberfläche zu bestimmen. Das Resultat ist, daß es sich von 20 km Höhe bis zur Höhe von 900 km, ja selbst noch höher, erstreckt. Diese Höhenmessungen sind aber zum großen Teil sehr unsicher, und die Realität ihrer Ergebnisse ist sogar in vielen Fällen zweifelhaft. In

hohen Breiten haben viele Beobachter Polarlichterscheinungen in ganz geringen Entfernungen, z. B. auf Bergspitzen, bemerkt.

Die Häufigkeit der Nordlichter zeigt, wie diejenige der Sonnenflecke, eine elfjährige Periode, so daß ein Einfluß der Sonnentätigkeit auf die Zahl der Nordlichter angenommen werden muß. Ferner hat man in den Polarlichterscheinungen auch eine jährliche, eine tägliche und eine dem Mondumlauf gleiche Periode ziemlich sicher konstatiert. Auch eine Periode von 26 Tagen, die wohl mit der Rotation der Sonne zusammenhängt, ist vielleicht vorhanden.

Die Astronomie und das Wetter. Von jeher hat die große Mehrzahl der Menschen zwischen astronomischen Erscheinungen und meteorologischen Vorgängen einen Zusammenhang und einen Einfluß mancher Himmelskörper, vor allem des Mondes, auf das Wetter angenommen. Es ist dies begreiflich; denn für die unmittelbare Anschauung spielen sich beide Gruppen von Erscheinungen einfach über der Erde »am Himmel« ab, und erst Abstraktion und Urteil lassen den wesentlichen Unterschied erkennen, der auch in räumlicher Hinsicht beide trennt. Dem naiven, nicht reflektierenden Menschen kommt nicht zum Bewußtsein, daß zwischen dem Monde und den »über ihn« ziehenden Wolken ein Zwischenraum von vielen Tausenden von Kilometern liegt, den erst der Verstand feststellt; er nimmt die Dinge einfach, wie sie ihm der Augenschein zeigt, und sucht instinktiv kausale Beziehungen, wo es in Wirklichkeit keine gibt. Begünstigt wird er in seiner Auffassung durch die Tatsache, daß auf gewisse zölestische Phänomene häufig genug gewisse Änderungen im Zustande der Atmosphäre folgen; er nimmt dann diese zeitliche Folge für den Ausdruck einer gesetzmäßigen Beziehung und ignoriert einfach die ebenso häufigen Tatsachen, die seiner Auffassung direkt widersprechen. Dazu kommt noch die der Mehrzahl der Menschen überhaupt innewohnende Neigung zu verallgemeinern, einzelnes, in engem Kreise Wahrgenommenes und Erfahrenes als allgemein gültig zu betrachten.

Das bekannteste Beispiel bietet der Mondwechsel und die Wetteränderung. Die meteorologische Statistik hat längst nachgewiesen, daß eine Abhängigkeit des Wetters von den Mondphasen nicht existiert, oder doch höchstens in so geringem Grade, daß sie eben erst durch sorgfältige, auf lange Zeiträume ausgedehnte Untersuchung, niemals aber unmittelbar wahrgenommen werden kann. Trotzdem hält sich der Landmann oder Schiffer immer wieder an die Fälle, wo für ihn und seine nächste Umgebung nach Neumond oder Vollmond oder erstem bzw. letztem Viertel eine Änderung des Wetters eintrat; daß in anderen, ähnlich beschaffenen Gegenden, für welche doch zu vollkommen gleicher Zeit dieselbe Mondphase stattfindet, oder daß in anderen Fällen, deren Zahl

erwiesenermaßen nahezu die gleiche ist, eine Änderung nicht eintritt, wird übersehen.

In neuerer Zeit hat eine von R. Falb aufgestellte Theorie großes Aufsehen gemacht, nach welcher Mond und Sonne je nach ihrer Konstellation Flutwirkungen auf die Atmosphäre und auf das flüssige Erdinnere hervorrufen. Die hiernach berechneten, von Falb »kritische Tage« genannten Zeiten sollen besonders der Wahrscheinlichkeit heftiger Stürme und Erdbeben ausgesetzt sein. Es kann nicht genug hervorgehoben werden, daß weniger der dieser Theorie zugrunde liegende Gedanke, als die Art der Verwertung desselben jeder wissenschaftlichen Bedeutung bar ist.

Ähnlich, obschon weniger einfach, verhält es sich mit der Sonne. Daß Licht und Wärme der Sonne die direkte Ursache vieler, ja der wichtigsten Vorgänge und Zustände auf der Erde sind, ist bekannt; daß ferner zwischen gewissen, auf der Sonne und auf der Erde auftretenden Erscheinungen ein physischer Zusammenhang besteht, kann nicht bezweifelt werden. Die Beziehungen aber, die zwischen den elektrischen Kräften und Phänomenen beider Himmelskörper bestehen, sofort auf andere Vorgänge zu übertragen und z. B. zwischen der Sonnenfleckenperiode und der auf der Erde herrschenden Witterung einen kausalen Zusammenhang zu suchen, erscheint mindestens bedenklich. So lange wir nicht imstande sind, für analog gelegene und beschaffene Gegenden der gesamten Erde, nicht bloß für einen beschränkten Raum, wie es ein einzelnes Land ist, einen Parallelismus dieser oder ähnlicher Erscheinungen nachzuweisen, so lange erscheinen auch Betrachtungen solcher Art als hypothetisch. Zu diesem Nachweis aber gehören Jahrzehnte hindurch an den verschiedensten Orten der Erde konsequent und systematisch durchgeführte Beobachtungen, wie wir sie bis jetzt nur für wenige Gegenden von geringer Ausdehnung besitzen. Es ist daher nicht anzunehmen, daß schon in kurzer Zeit über diesen Punkt ein sicheres Resultat zu erwarten ist. Jedenfalls steht es fest, daß, wenn wirklich ein Einfluß der Sonnenfleckenhäufigkeit auf die irdische Witterung vorhanden ist, derselbe nur sehr gering sein kann.

Immerhin mag zugegeben werden, daß die Wahrscheinlichkeit eines Zusammenhanges zwischen derartigen periodischen Erscheinungen und den meteorologischen Vorgängen auf der Erde größer für die Sonne ausfällt, als für den Mond, welcher schon durch seine Stellung in unserem Planetensystem, durch seine geringe Masse und durch seine physische Beschaffenheit eine weit untergeordnetere Rolle spielt als der mächtige, in höchster Tätigkeit befindliche Zentralkörper.

Daß andere Himmelskörper, wie die Planeten, die Millionen von Kilometern von uns entfernt sind, und wie die Kometen, deren Masse

außerdem noch außerordentlich gering gegen die der Erde ist, auf diese keinen irgendwie merkbaren Einfluß ausüben können, braucht nicht ausführlich erörtert zu werden. Nur die lebhaft Phantasie einer kindlichen Menschheit hat auch diese Himmelskörper, besonders aber die Kometen, von jeher in Verbindung mit irdischen Vorgängen zu bringen gesucht und wird dies, wenngleich in beschränkterem Umfange, wohl auch weiterhin tun. Denn die Erkenntnis, die solche Phantasiebilder vernichtet, ist das Ergebnis eines allmählichen Erziehungsprozesses, den nur ein geringer Teil der Menschheit durchzumachen vermag.

5. Der Mond.

Von allen Himmelskörpern ist der Mond (☾) unserer Erde bei weitem der nächste. Die Entfernung wie die Größe des Mondes läßt sich, eben wegen seiner Nähe, mit besonderer Genauigkeit aus seiner Parallaxe ableiten, welche (genauer ausgedrückt, die horizontale Äquatorialparallaxe) sich zu $57' 2''.3$ ergeben hat. Damit folgt die mittlere Entfernung zu 60.270 Erdäquatorhalbmessern oder zu rund 384000 km. Wegen der Elliptizität seiner Bahn und der Anziehungskraft der Sonne schwankt die Entfernung während eines Umlaufs um etwa 15000 km bis 27000 km um diesen Mittelwert; die kleinstmögliche Distanz ist etwa

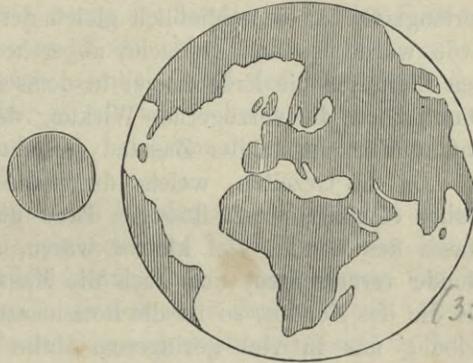


Fig. 133. Größe von Mond und Erde.

357000 km, die größtmögliche 407000 km. Der Durchmesser des Mondes beträgt 3480 km oder etwas weniger als $\frac{2}{7}$ von dem der Erde, seine Oberfläche ist also $\frac{1}{13}$ der Erdoberfläche; sein Rauminhalt ist etwa $\frac{1}{50}$ des Erdvolumens, und wäre er von gleicher Dichte, so würden auch die Massen in demselben Verhältnis stehen. In Wirklichkeit beträgt aber die Masse des Mondes nur etwa $\frac{1}{81}$ von der der Erde; es folgt daraus, daß seine Dichte oder das spezifische Gewicht des Materials, aus welchem er besteht, wenig mehr als die Hälfte der mittleren Erddichte beträgt.

Verhalten von Rotation zu Revolution und Figur des Mondes. Die auffallendste Eigentümlichkeit der Mondbewegung ist die, daß er in derselben Zeit um seine Achse rotiert, in welcher er um die Erde läuft, und uns so stets dieselbe Seite zuwendet; die andere Seite bleibt dem menschlichen Auge für immer verborgen.

Himmelskörper

384 000 km.

357 407 000 km.

3480
50 mt. - 1 fm.

folgt hier

Daß diese Gleichheit von Revolutions- und Rotationszeit des Mondes eine rein zufällige sein sollte, ist im höchsten Maße unwahrscheinlich, und sie läßt sich auch in der Tat auf ziemlich einfachem Wege erklären. Als nämlich der Mond sich noch in feurig-flüssigem Zustande befand, muß die Anziehung der Erde sehr bedeutende Gezeiten auf ihm hervorgerufen haben, gerade so, wie ja der Mond noch heute in unseren Ozeanen Ebbe und Flut erzeugt. Es wird sich also eine hohe Gezeitenwelle um den Mond herumbewegt haben; der Wellenberg wird sich angenähert stets auf demjenigen Meridian des Mondes befunden haben, in dem jeweilig die Erde stand, sowie auf dem um 180° davon entfernten, von der Erde abgewandten Meridian. Die Gezeitenwelle bewegte sich nun in einer Richtung, die derjenigen der Rotation des Mondes um seine Achse entgegengesetzt war, und muß daher notwendigerweise auf die Rotation eine hemmende Wirkung ausgeübt haben. Die Folge der »Gezeitenreibung« war also, daß die Rotationszeit des Mondes sich immer mehr verlängerte, bis sie schließlich gleich der Umlaufzeit des Mondes um die Erde wurde, so daß nunmehr, abgesehen von der unten zu besprechenden Libration, die Erde immer in demselben Meridian des Mondes stand. Damit hörte die verzögernde Wirkung der Gezeitenreibung natürlich auf, und es war ein stabiler Zustand erreicht.

Da die Gezeiten, welche durch die Anziehung des Mondes auf der früher ebenfalls feurig-flüssigen Erde entstanden, wegen der geringen Masse des Mondes viel kleiner waren, als die von der Erde auf dem Monde verursachten, und auch die Masse der Erde 81mal so groß ist als die des Mondes, so ist die Rotationszeit der Erde durch die Gezeitenreibung nur in viel geringerem Maße beeinflusst worden als die des Mondes. Immerhin aber müssen noch heute Ebbe und Flut des Meeres eine allmähliche Verlängerung des Tages hervorbringen. Es ist jedoch noch nicht gelungen, den sehr schwierigen Nachweis einer solchen Verlängerung zu führen.

Analogie
Merk. & Ven.

Die Theorie der Gezeitenreibung, welche von G. H. Darwin, dem Sohne des großen Naturforschers Charles Darwin, mathematisch begründet und entwickelt worden ist, ist für unsere kosmogonischen Anschauungen von der größten Wichtigkeit, und wir werden daher auch in dem Abschnitte über Kosmogonie noch näher darauf zurückkommen. Hier möge nur noch bemerkt werden, daß die von Schiaparelli behauptete Gleichheit der Revolutions- und Rotationszeiten bei Merkur sowie bei Venus in ganz entsprechender Weise wie bei dem Erdmonde zu erklären wären, nur daß bei diesen beiden Planeten die Sonne der die Gezeiten erzeugende Körper ist.

Nach den obigen Auseinandersetzungen ist es klar, daß der Vorgang, durch den die Rotationszeit des Mondes seiner Umlaufzeit gleich gemacht

wurde, nicht ohne Einfluß auf die Figur des Mondes geblieben sein kann. Die schließlich auf die Erde zu gerichtete Achse des Mondes muß nämlich etwas länger geworden sein, als die dazu senkrechten Achsen; der Mond wird die Figur eines Ellipsoids angenommen haben, und zwar eines solchen mit drei ungleichen Achsen, da die durch die Rotationspole gehende Achse infolge der Zentrifugalkraft verkürzt worden sein muß. Diese Achse wird also die kürzeste sein, die auf die Erde zu gerichtete die längste, und die zu beiden senkrecht stehende wird länger als die erste, aber kürzer als die zweite sein. Die Unterschiede sind aber zu gering, als daß sie durch Messung konstatiert werden könnten. Aus der Erscheinung der physischen Libration, welche unten näher erläutert werden soll, hat Franz berechnet, daß die längste Achse sich von der kürzesten nur um 2 km unterscheidet. Auch aus der Gezeitentheorie folgt nur eine sehr geringe, praktisch unmerkbare Verlängerung der auf die Erde zu gerichteten Achse des Mondes.

Eine sehr viel größere Verlängerung des Mondes nach der Erde zu glaubte Hansen zur Erklärung gewisser Ungleichheiten der Mondbewegung annehmen zu müssen. Er folgerte nämlich, daß der Mittelpunkt des Mondes der Erde um 60 km näher sei als sein Schwerpunkt. Daß eine solche Deformation nicht vorhanden ist, hat Franz durch Ausmessung von Photographien des Mondes bewiesen.

Infolge der langsamen Rotation des Mondes um seine Achse ist ein Mondtag $29\frac{1}{2}$ mal so lang als ein irdischer Tag. Für einen Punkt nahe dem Mondäquator scheint die Sonne ohne Unterbrechung fast 15 unserer Tage lang und ist ebenso lange Zeit unter dem Horizont. Einem Beobachter auf dem Monde würde die Sonne als blendende Kugel im Osten sich zu erheben, langsam zu steigen und nach etwa sieben Erdtagen nach Westen zu sinken scheinen; die Erde dagegen würde infolge der Libration um einen mittleren Punkt langsam und nur wenige Grade hin und her oszillieren und dabei die gleichen Phasen zeigen, wie für uns der Mond, nur um 14 Tage in der Zeitepoche verschieden.

Über die hauptsächlichsten sonstigen Eigentümlichkeiten der Mondbewegung und deren Ungleichheiten, sowie über die Finsternisse haben wir schon früher gesprochen. Es bleiben hier noch die Veränderungen zu erwähnen, welche sich als Folge der Revolutions- und Rotationsbewegung für die scheinbare Lage der Oberflächenformen ergeben, und die man unter dem Namen der Libration zusammenfaßt.

Bewegte sich der Mond in einer Kreisbahn, also mit gleichförmiger Geschwindigkeit, und zwar in der Ebene der Ekliptik um die Erde, und fele sein Äquator mit der Bahn zusammen, so läge bei der vollkommenen Gleichheit der Rotations- und Revolutionsdauer das scheinbare Zentrum

Form.

N. 362.

Libration.

Libration.

durch sie bewirkte Bewegung des Mittelpunktes der Mondscheibe nicht eine wirkliche, sondern nur eine scheinbare ist. Es existiert nun aber auch eine wirkliche, die sogenannte *physische Libration*. Diese entsteht dadurch, daß die nach der Erde gerichtete, etwas verlängerte Achse des Mondes um den Betrag der scheinbaren Libration aus der Verbindungslinie zwischen den Mittelpunkten von Erde und Mond entfernt wird, und daß die Anziehung der Erde sie in diese Richtung zurückzuführen strebt. Die durch die physische Libration bewirkte Schwankung des Zentrums der Mondscheibe ist aber so gering, daß sie nur durch die sorgfältigsten Messungen erkannt werden kann.

Mondtopographie. Schon mit bloßem Auge bemerkt man, daß die Oberfläche des Mondes nicht gleichmäßig leuchtet, sondern von dunklen und hellen Flecken bedeckt ist. Das Fernrohr erschließt eine außerordentliche Fülle der verschiedenartigsten Formen, die Gegenstand des eifrigsten Studiums geworden sind. Es ist sehr natürlich, daß lebhaftere Phantasie zu allen Zeiten diese auffallenden Gebilde gedeutet, in ihnen nicht nur Meere und Kontinente wie die der Erde, sondern mitunter selbst bloße Reflexe und Spiegelbilder irdischer Gegenden gesucht hat; aber es ist ebenso begreiflich, daß eine genauere Kenntnis und damit eine Erkenntnis erst mit der Erfindung des Fernrohres möglich wurde. So ist denn auch Galilei der erste, der eine wenigleich rohe Vorstellung von der wahren Natur der Mondoberfläche gewann. Das Fernrohr zeigte ihm, daß die dem bloßen Auge als dunkle Flecke erscheinenden Stellen ausgedehnte, mit einzelnen runden, kraterähnlichen Formen besetzte und von Höhenzügen durchzogene Flächen, die helleren Stellen mächtige Berge und Krater seien, von denen besonders die letzteren durch ihre regelmäßige Gestalt und die terrestrischen Formen weit übertreffende Größe auffallen. Daß es in der Tat Berge und Täler sind, die wir auf dem Monde in großer Menge wahrnehmen, ergibt sich sowohl aus dem Schatten, den die Gebilde in der Nähe der Lichtgrenze werfen, und der sich regelmäßig mit der Höhe der Sonne über dem Horizont des betreffenden Punktes ändert, wie auch aus der Betrachtung des Randes, der durchaus keine scharfe, regelmäßige Kreislinie bildet, sondern besonders am Südpol unregelmäßig gezackt erscheint.

War Galilei der erste, der den Mond einigermaßen wissenschaftlich betrachtete, die ersten Versuche zu Höhenbestimmungen und selbst zur Konstruktion einer Mondkarte machte, so muß doch Hevel als erster eigentlicher Selenograph gelten; seine Mondkarte wie seine Beschreibung der Mondoberfläche waren das Resultat eifriger und sorgfältiger Bemühungen, die auch noch viel später ihren Wert behielten. Zu Ende des 18. Jahrhunderts hat sich namentlich Schröter um die Kenntnis

besonders einzelner Teile der Mondoberfläche entschiedene Verdienste erworben; seine Arbeiten wurden erst durch die umfassenderen von Beer und Mädler*), sowie von Lohrmann in den Schatten gestellt. In neuerer Zeit endlich hat die Selenographie in den großen Kartenwerken von Neison und Schmidt, wie im Spezialstudium einzelner Gegenden von Seiten zahlreicher Amateure und Astronomen Fortschritte gemacht und Erfolge errungen, die unsere Kenntnisse der Oberflächengestalt des Mondes erheblich erweitern und unser Urteil über etwaige auf ihm vorgehende Veränderungen fester begründen werden, als es bisher möglich war. Zur Feststellung von Veränderungen werden namentlich auch die zahlreichen Photographien des Mondes von Nutzen sein, welche seit Einführung der Photographie in die astronomische Forschung auf verschiedenen Sternwarten hergestellt (s. Fig. 135 und 138) und zum Teil auch in vortrefflicher Weise reproduziert worden sind, um sie allgemeiner zugänglich zu machen. Wie bereits in dem Abschnitt über die Photographie erwähnt wurde, sind sogar schon umfangreiche Atlanten des Mondes nach photographischen Aufnahmen veröffentlicht worden, und zwar von der Licksternwarte, dem Harvard College Observatory, der Pariser Sternwarte und von Weinek in Prag, welcher letzterer auf der Licksternwarte gewonnene Aufnahmen stark vergrößert hat, um alles Detail, welches die Platten zeigen, auch in der Reproduktion sichtbar zu machen. Von besonderer Wichtigkeit für unsere Kenntnis des Mondes sind die sehr sorgfältigen Messungen, die Franz in Breslau in den letzten Jahren an photographischen Aufnahmen ausgeführt hat, u. a. auch an solchen, die am großen Refraktor des Potsdamer Observatoriums hergestellt sind. Ein Ergebnis dieser Untersuchungen haben wir bereits oben bei der Besprechung der Figur des Mondes erwähnt.

Die außerordentlich verschiedenartigen Formationen, die wir auf der Mondoberfläche wahrnehmen, lassen sich wesentlich in vier Hauptgruppen bringen: Ebenen, Krater, Berge und Rillen. Die Ebenen bedecken mehr als die Hälfte der Oberfläche und zerfallen nach der Nomenklatur von Hewel und Riccioli in Maria, »Meere«, große, dunkle, schon dem bloßen Auge auffallende Flächen, Paludes (Sümpfe), Lacus (Seen) und Sinus (Meerbusen), welche mit den Meeren, wie auch diese unter sich, in der Regel in Verbindung stehen und meist heller und weniger gut begrenzt sind. Die Mehrzahl der Meere findet sich im nördlichen Teile der Oberfläche, nur vier von den größeren reichen nach der südlichen Hemi-

*) Die kleine Mädlersche Mondkarte ist auch jetzt noch zur Orientierung auf dem Monde empfehlenswert (Berlin 1837, S. Schropp & Co.).



Fig. 135. Mond nach einer Aufnahme auf der Pariser Sternwarte.

sphäre hinüber*). Helle Ebenen finden sich seltener und sind weniger ausgedehnt. Die charakteristischste und häufigste Mondformation aber sind die Krater, im allgemeinen kreisähnliche Gebilde, umschlossen von Wällen, mit mäßigem Abfall nach außen, steilerem nach innen, im Mittelpunkte meist eine oder mehrere bergige Massen (Berge und Kraterkegel), die niedriger als der Wall sind. Je nach ihrer Größe und besonderen Bildung unterscheidet man Wallebenen, Bergringe, Ringgebirge, welche die große Mehrzahl der Krater ausmachen, Kraterebenen, eigentliche Krater und kleinere kraterähnliche Formen. Man kennt Wallebenen, wie

L. Krater



Fig. 136. Ringgebirge Kopernikus, nach Secchi.

Clavius, Maginus u. a., von mehr als 200 Kilometer Durchmesser, und kleinste Kraterchen (sogenannte Kratergrübchen) von weniger als 1 Kilometer Durchmesser, und ebenso verschieden wie ihre Größe ist Form und Aussehen. Die meist sehr regelmäßig umwallten Ringgebirge haben etwa 40 bis 80 Kilometer Durchmesser und finden sich häufig paarweise, wie Atlas und Hercules, Aristillus und Autolycus u. a. Zu den bedeutendsten

*) Von Westen nach Osten fortschreitend, sind die Namen der hauptsächlichsten Meere: Mare Crisium, Foecunditatis, Nectaris, Tranquillitatis, Serenitatis, Vaporum, Frigoris (am Nordpol), Imbrium, Nubium, Humorum und Oceanus Procellarum. Die Ringgebirge sind meist nach berühmten Astronomen und Naturforschern benannt worden, die Gebirgsketten nach irdischen Gebirgen.

3. Lerga.

Ringgebirgen gehören Posidonius im Nordwest-, Kopernikus (Fig. 136 und 137) im Nordost-, Tycho im Südost- und Theophilus im Südwest-Quadranten. Die mannigfachen Erhebungen (montes des Hevel) zeigen unter allen Objekten die größte Ähnlichkeit mit tellurischen Formen. Mächtige Gebirgsketten, wie die Alpen, Apenninen und der Kaukasus im Norden, wechseln mit einzelnen Bergen, Hügellandschaften und Berg-rücken, die sich mehr im Süden und in der Umgebung der besonders dort sehr zahlreichen Ringgebirge finden, in reicher Folge ab. — Als



Fig. 137. Ringgebirge Kopernikus, nach Schmidt.

4. Hillen.

eine Klasse der Mondformationen für sich erscheinen endlich die Rillen, schmale, oft 300 bis 500 Kilometer lange Schluchten und Furchen, die zuweilen Wälle, Berg Rücken und Gruben ohne Unterbrechung durchsetzen. Die größte Rille, beim Hyginus im Nordwestquadranten, war schon Schröter bekannt; die Beobachtungen von Lohrmann, Mädler, ganz besonders aber von Neison und Schmidt haben viele Hunderte dieser oft schwer erkennbaren Gebilde gezeigt. Von der Zahl der Krater erhält man einen Begriff aus der Karte von Schmidt, die nahezu 33000 derartige Formen aufweist.



Fig. 138.

Mondkrater Theophilus und seine Umgebung nach einer Aufnahme mit dem großen Refraktor des Yerkes-Observatoriums.

Die Höhe der Gebirge des Mondes kann durch Messung der Länge des Schattens, den sie werfen, bestimmt werden und kommt der der Berge auf der Erde etwa gleich. Einer der höchsten gemessenen Berge auf der sichtbaren Oberfläche, am Nordostrand des Ringgebirges Curtius (nahe dem Südpol), überragt dessen innere Fläche um etwa 8000 Meter; noch höhere finden sich vielleicht in den südlichen Randgebirgen Dörffel und Leibniz, wie überhaupt der südliche Teil des Mondes den nördlichen an wilder Großartigkeit weit übertrifft; doch treten auch in den Gebirgszügen der Apenninen und des Kaukasus Berge von 6000 Meter Höhe und darüber auf. Die Wälle der großen Ringgebirge erheben sich in der Regel nur 3000 bis 4000 Meter über die innere Fläche; einzeln stehende Berge sind noch niedriger. Da auf dem Monde eine Niveauebene, wie die des Meeres auf der Erde, nicht existiert, so kann man auch bei ihm von absoluten Höhen nicht ohne weiteres sprechen, sondern muß dieselben zunächst auf benachbarte Ebenen beziehen. Franz ist es indessen gelungen, auf höchst sinnreiche Art eine Niveaufläche zu konstruieren, auf welche die Höhenmessungen bezogen werden können; allerdings ist große Genauigkeit hierbei nicht zu erreichen. Er fand, daß die Meere, die, wie wir sahen, meist auf der Nordhälfte des Mondes sich befinden, ziemlich tief liegen, während die Südhälfte im Durchschnitt eine höhere Lage hat.

Wie die Form, so weichen auch die Helligkeiten der verschiedenen Formationen in mannigfacher Weise voneinander ab, und selbst in den Farbennuancen finden sich Differenzen. Am dunkelsten erscheinen Teile der großen Wallebenen Riccioli und Grimaldi in der Nähe des Ostrand, sowie mitunter auch Plato (im Norden), am hellsten in der Regel die kleineren Krater. Der hellste Punkt des Mondes ist Aristarch mit seiner Umgebung. Wenige Tage nach dem Neumond, wenn sich die Nachtseite des Mondes in dem bekannten aschfarbenen Licht, dem Reflex der hell erleuchteten Erde, zeigt, erscheinen Aristarch sowie Kepler und andere kleinere Krater bei schwachen Vergrößerungen auf der dunklen Mondfläche oft wie hell erleuchtete Punkte, so daß die in früherer Zeit mitunter ausgesprochene Ansicht, der Mond hätte noch tätige Vulkane, durchaus begreiflich erscheint.

Ein charakteristisches Gepräge geben dem Vollmond die zahlreichen hellen Streifensysteme, die sich von den größten Ringgebirgen, wie von Tycho, Kopernikus und Kepler, aus Hunderte von Kilometern weit über die Mondfläche hinziehen.

Die beiden Figuren 136 und 137 veranschaulichen eins der bedeutendsten Ringgebirge, den Kopernikus, und liefern zugleich ein gutes Beispiel, wie selbst verhältnismäßig einfache Formationen von verschiedenen, geübten Beobachtern, abgesehen von der verschiedenen

*Griff & Gub
Gebirge*

8000 m.

Die beiden Figuren

*Auf der Höhe
muss man*

hellste

Darstellungsweise, verschieden aufgefaßt und abgebildet worden sind; zwischen Lohrmann, Mädler und Neison bestehen häufig nicht minder große Abweichungen, als hier zwischen Schmidt und Secchi.

Über die Entstehung der Formationen auf der Mondoberfläche, namentlich der Krater, sind zahlreiche Hypothesen, zum Teil sehr phantastischer Art, aufgestellt worden. So hat man die Bildung der Krater durch das Aufstürzen riesiger Meteoriten erklären wollen, während andere Erforscher des Mondes meinen, daß die Krater rein vulkanischer Natur sind, analog den Kratern der Erde. Eine nähere Diskussion aller dieser Ansichten würde hier zu weit führen; es soll vielmehr nur die Theorie von Loewy und Puiseux, welche diese beiden Gelehrten auf Grund sorgfältigen Studiums der Pariser Mondphotographien aufgestellt haben, näher dargelegt werden, da sie eine gewisse Wahrscheinlichkeit für sich hat.

Ursprünglich hat man sich den Mond als feurig-flüssige Masse zu denken. Infolge der allmählichen Erkaltung bildeten sich auf der Oberfläche zunächst große Schlacken, die, von Strömungen umhergeführt, zum Teil aneinanderstießen und sich miteinander vereinigten; diese Vereinigungsstellen lassen sich stellenweise noch heute nachweisen. Die Erstarrung der Oberfläche wurde schließlich vollständig, und es begann nun die Periode der Bildung der Ringgebirge. Durch Druck vom Innern des Mondes her, der etwa in Gasentwicklung seine Ursache hatte, wurde die erstarrte, noch dünne Rinde stellenweise emporgewölbt in Form einer Kugelkalotte. Wurde der Druck stärker, so wurde die Wölbung oben durchbrochen, die festen Massen der Rinde stürzten zum Teil in die glühende Lava des Innern und wurden dort wieder flüssig, rings um die Öffnung aber blieb ein kreisförmiger Wall stehen. Allmählich erstarrte dann der von dem Ringwalle eingeschlossene Teil der Oberfläche wieder, und damit war ein typisches Ringgebirge entstanden. Die Bildung eines Zentralkegels war bei diesem Vorgange auch recht wohl möglich.

Im späteren Verlaufe der Entwicklung zog sich nun das Innere des Mondes infolge der Abkühlung stärker zusammen als die Rinde, es entstanden Hohlräume, und infolgedessen senkten sich beträchtliche Teile der Oberfläche; das Senkungsgebiet wurde durch die Lava des Innern überflutet und eingeebnet. So entstanden, da die Lava bald erkaltete, die sogenannten Meere, die ja nach Franz tatsächlich tiefer liegen als das durchschnittliche Niveau. Die allmählich immer stärker und fester werdende Rinde gestattete in der auf die Bildung der Meere folgenden Periode immerhin noch die Entstehung zahlreicher Vulkane, welche große Aschenmengen ausschleuderten. Die Asche wurde von den Winden — es wird angenommen, daß der Mond damals noch eine Atmosphäre hatte, — auf weite Strecken geradlinig davongetragen, fiel aber allmählich zu

Mondform
v. Loewy &
Puiseux

1
Zufp. der
Ringgebirge
(Lohrmann)

2
Meer
(Franz)

3
Lage

Boden und bildete so die hellen Streifen auf der Mondoberfläche, die ohne wesentliche Unterbrechung über Berg und Tal dahinziehen. Die Vulkane sind dann mit der fortschreitenden Erkaltung des Mondes allmählich erloschen.

Dies ist, allerdings nur in der knappsten Form, die Theorie von Loewy und Puiseux; ob sie den Tatsachen entspricht, müssen wir dahingestellt sein lassen. Sie verdient aber zweifellos den Vorzug vor den anderen Hypothesen, da sie auf eingehenden Studien beruht und viele Einzelheiten in zwangloser Weise erklärt.

Veränderungen und physische Beschaffenheit des Mondes. Im Jahre 1866 machte Schmidt darauf aufmerksam, daß mit dem im Mare Serenitatis gelegenen kleinen Krater Linné eine Veränderung vorgegangen zu sein scheine, da statt des tiefen, 1823 von Lohrmann und später von Mädler und ihm selbst gesehenen und gezeichneten Kraters jetzt ein einfacher, nur ganz wenig vertiefter weißer Fleck vorhanden sei. Dies erwies sich in der Tat als richtig. Ob aber der Grund dieses verschiedenen Aussehens in einer reellen Veränderung oder nur in Fehlern der früheren Beobachtungen zu suchen sei, läßt sich mit Sicherheit nicht entscheiden; seit 1867 scheint wenigstens Linné seine neue Gestalt ohne irgend wahrnehmbare Änderung beibehalten zu haben. W. H. Pickering nimmt allerdings noch spätere Veränderungen an, die aber von anderer Seite bestritten werden. Auch hat Pickering während des Verlaufes von Mondfinsternissen merkwürdige Änderungen des Durchmessers des weißen Fleckes, als welcher Linné jetzt erscheint, konstatiert. Ein anderer Fall angeblicher Veränderungen ist ebenfalls der Gegenstand lebhafter Diskussion geworden; er betrifft die Möglichkeit einer gruben- oder kraterähnlichen Neubildung nordwestlich von Hyginus. H. Klein, der zuerst auf die Erscheinung aufmerksam machte, tritt für wirkliche Änderungen sehr entschieden ein; andere Selenographen verhalten sich indessen zweifelnd. Derartige Beispiele von vermuteten Veränderungen ließen sich in noch größerer Zahl anführen. Bei der Beurteilung dieser Beobachtungen ist zu bedenken, wie außerordentlich verschiedenartig das Aussehen solcher kleinen und wenig auffälligen Formen ist, je nach Beleuchtung, Luftzustand, Fernrohr usw. In einigen Fällen, namentlich in dem der Gegend von Hyginus, scheint aber die Realität der Veränderungen gut verbürgt zu sein, und auch die im Herbst 1904 von W. H. Pickering beobachteten Veränderungen im Ringgebirge Plato lassen sich kaum bezweifeln.

Daß physische Veränderungen einzelner Formationen des Mondes oder von Teilen derselben bei den enormen Temperaturschwankungen, denen sie infolge 14tägiger Sonnenbestrahlung und 14tägiger eiskalter

1866
Schmidt

findet für
Veränderung

Nacht unterliegen, möglich seien, wird kaum bestritten werden können. Es fragt sich nur, ob sie bedeutend genug sind, um uns sichtbar zu werden. Bedenkt man, daß schon 1" nahe der Mondmitte einer linearen Ausdehnung von 1800 Metern entspricht, so müssen es furchtbare Umwälzungen und enorme ihnen zugrunde liegende Kräfte sein, die Krater und Ringgebirge von der Größe der Hyginus-Grube beeinflußt haben. Fundamentale Änderungen selbst von Formen mit 1 bis 2 Kilometer Durchmesser, den nahezu kleinsten, die in der Entfernung des Mondes noch mit einiger Sicherheit wahrzunehmen sind, erheischen Kräfte, die auf dem Monde noch jetzt in Tätigkeit anzunehmen schwer wird, denn Temperaturänderungen allein dürften schwerlich eine solche Wirkung hervorbringen, wie wir sie in den oben genannten Fällen zu beobachten scheinen.

Welches die chemische Zusammensetzung und die innere Anordnung der unsern Begleiter bildenden Stoffe ist, wissen wir nicht; das Spektroskop, welches im Mondlicht begreiflicherweise nur die Linien des Sonnenspektrums zeigt, versagt hier seinen Dienst, und auch von Photographie und Photometrie lassen sich unmittelbare Aufschlüsse nicht erwarten. Aus dem Wert der Albedo (0.13) folgt nur, daß durchschnittlich die Oberfläche aus ziemlich dunklen Substanzen besteht, die etwa die gleiche Lichtmenge zurückwerfen wie unser irdischer Tonmergel; für die verschiedenen Gegenden schwanken aber, wie der erste Anblick zeigt, die rückstrahlenden Kräfte außerordentlich. Loewy und Puiseux vermuten sogar in der Färbung gewisser Gegenden vom Sonnenstande abhängige Veränderungen.

Eine Atmosphäre des Mondes ist noch nicht nachgewiesen. Daß eine etwa vorhandene mit der Erdatmosphäre an Dichtigkeit nicht vergleichbar ist, beweisen mannigfache Erscheinungen, wie die außerordentliche Schärfe und Schwärze der Schatten, das momentane Verschwinden der Sterne am Mondrande bei Sternbedeckungen, der Umstand, daß bei diesen die Strahlen keine Ablenkung erfahren, sowie die spektroskopischen Untersuchungen. Immerhin aber ist nach Neisons Untersuchungen die Möglichkeit einer Atmosphäre von etwa $\frac{1}{300}$ der Dichte der Erdatmosphäre nicht ausgeschlossen. Vereinzelt neuere Wahrnehmungen haben besonders das gelegentliche Auftreten lokaler Trübungen oder Nebel- und Wolkenbildungen einigermaßen wahrscheinlich zu machen gesucht, wodurch also die Existenz von Wasserdampf an diesen Stellen angedeutet würde. Der Hansenschen Ansicht, wonach auf der von uns abgekehrten Seite des Mondes eine Atmosphäre vorhanden sein könne, müssen wir hier des historischen Interesses wegen gedenken.

Daß der Mond keine merkliche Atmosphäre besitzt, ist eine Tatsache, die in schönster Weise mit einer von Stoney aufgestellten Theorie über

Grundkräfte sind
sehr wichtig

dem Spektrum
unbekannt.
(Spektrum mit
sehr)

Atmosphäre
sehr schwach

Möglichkeit von

Stoney

die Atmosphären der Planeten und Monde übereinstimmt. Aus den Lehren der kinetischen Gastheorie hat nämlich Stoney gefolgert, daß die Geschwindigkeiten der Moleküle derjenigen Gase, welche unsere irdische Atmosphäre bilden, bei den auf dem Monde obwaltenden Verhältnissen hinreichend groß sind, um ein allmähliches Fortfliegen der Moleküle vom Monde zu bewirken. Wenn also der Mond, wie es sehr wahrscheinlich ist, jemals eine Atmosphäre gehabt hat, so ist dieselbe im Laufe der Zeit immer dünner geworden. Aus der Theorie von Stoney folgt auch, daß die Erde freien Wasserstoff und Helium nicht dauernd in ihrer Atmosphäre festhalten kann, und ferner, daß sich Wasserdampf nicht dauernd in den Atmosphären von Merkur und Mars befinden kann. Wahrscheinlich wird keiner der Monde im Planetensystem, ausgenommen vielleicht der des Neptun, eine einigermaßen dichte Atmosphäre besitzen. Ganz einwandfrei ist die Stoneysche Theorie nicht, doch scheint sie sich mit den Tatsachen in gutem Einklange zu befinden.

Licht und Wärme des Mondes. Die gesamte vom Vollmonde uns zugesandte Lichtmenge beträgt nach den genauesten photometrischen Bestimmungen den 570000sten Teil der Lichtmenge der Sonne. Die Versuche, die vom Monde auf die Erde gelangende Wärmemenge zu ermitteln, sind dagegen lange erfolglos geblieben; da er aber von der Sonne Licht empfängt und reflektiert, so muß er auch deren Wärme wenigstens zum Teil reflektieren. Nun zeigt allerdings die Rechnung, daß die nach der Erde direkt reflektierte Wärmemenge so gering ist, daß sie sich der gewöhnlichen, thermometrischen Wahrnehmung gänzlich entziehen muß. Die üblichen Mittel versagen demnach hier den Dienst, und erst mit Hilfe der thermoelektrischen Säule ist es Melloni und später Lord Rosse (s. S. 133) gelungen, die Mondwärme nachzuweisen. Der letztere suchte nicht nur den Gesamtbetrag der Wärme zu ermitteln, sondern auch den Betrag in verschiedenen Phasen, ferner, welcher Teil rein reflektierte Sonnenwärme und welcher vom Monde selbst als einem warmen, die absorbierte Sonnenwärme abgebenden Körper ausgestrahlt sei. Als Resultat seiner Untersuchungen fand sich für die Wärmemenge nahezu die gleiche Veränderung wie für die Lichtmenge, das heißt, die größte Quantität beim Vollmond und eine kaum merkliche nahe dem Neumond. Ferner ergab sich, daß nur ein geringer Bruchteil, nämlich 14%, der vom Monde überhaupt ausgesandten Wärme reflektierte, der grössere, 86%, dagegen ausgestrahlte absorbierte Sonnenwärme sei. Die angegebenen Zahlen sind neuerdings im wesentlichen von Very bestätigt worden. Dasselbe Resultat wie aus ihnen ergibt sich aus der Tatsache, daß der Mond uns nur den 570000sten Teil des Lichtes der Sonne zusendet, dagegen nach Rosse den 82000sten Teil der Sonnenwärme. Letzterer Wert ist allerdings wahrscheinlich

Atmosphäre fliegt fort

*1
570000
Licht der Sonne*

Lord Rosse

größte Wärme am Vollmond; geringe am Neumond.

*14% reflekt.
86% absorb.*

*1
82000 Wärme*

ziemlich unrichtig; nach Hutchins beträgt vielmehr die uns vom Monde zugesandte Wärme den 185000sten Teil derjenigen, die wir von der Sonne empfangen.

Lord Rosse wurde durch seine Messungen in den Stand gesetzt, auch die Temperaturdifferenzen der Mondoberfläche bei voller Bestrahlung und bei Nacht zu schätzen, und fand diese zu über 300° C. Die Temperaturen selbst ließen sich aber mit einiger Genauigkeit nicht bestimmen. Lord Rosses Resultate sind vielfach angezweifelt worden, aber die neuesten Untersuchungen von Very geben ihnen eine Stütze. Very ist der Ansicht, daß am Äquator des Mondes, wenn die Sonne am höchsten steht, der Boden eine Temperatur von über 100° C annimmt. Hört die Sonnenstrahlung auf, so wird die Temperatur äußerst tief sinken, wahrscheinlich nahezu auf die des Weltraumes, die man zu -273° C annimmt. — Untersuchungen von Böddicker über den Verlauf der Wärmestrahlung des Mondes bei Mondfinsternissen haben zu merkwürdigen Ergebnissen über die Veränderungen der Strahlung beim Eintreten des Mondes in den Erdschatten geführt. Während der Totalität selbst soll nach denselben fast gar keine Wärmestrahlung mehr wahrzunehmen sein.

6. Mars und seine Satelliten.

Der vierte Planet nach der Ordnung der Entfernung von der Sonne und der nächstfolgende außerhalb der Erdbahn ist der Mars (♂). Sein mittlerer Abstand von der Sonne ist etwa 228 Millionen Kilometer; bei der beträchtlichen Exzentrizität (0.093) seiner Bahn schwanken aber die Entfernungen um 42 Millionen Kilometer, so daß die Periheldistanz nur 207 Millionen Kilometer, die Apheldistanz dagegen 249 Millionen Kilometer beträgt. Nächst dem Merkur ist er der kleinste der Hauptplaneten, indem sein Durchmesser wenig mehr als 6700 km, seine Masse nur $\frac{1}{3093500}$ der Sonnenmasse beträgt; eine Abplattung hat man bisher durch Messungen nicht sicher nachweisen können. Mars vollendet einen Umlauf um die Sonne in 687 Tagen, gebraucht also $43\frac{1}{2}$ Tage weniger als zwei Julianische Jahre. Wäre die Umlaufsdauer genau zwei Jahre, so würde er einen Umlauf machen, während die Erde deren zwei macht, und die Oppositionen oder Gegenscheine würden in Intervallen von zwei Jahren stattfinden; da er sich aber etwas schneller bewegt, so braucht die Erde durchschnittlich etwa 50 Tage über zwei Jahre, um ihn einzuholen. Die synodische Umlaufszeit beträgt also etwa 780 Tage; die nächsten Oppositionen finden 1905 Mai 8 und 1907 Juli 5 statt.

Dem bloßen Auge erscheint Mars als ein heller Stern von auffallend roter Färbung. Seine Helligkeit schwankt infolge der großen Änderungen seiner Entfernung von der Sonne und der Erde sehr stark. Findet

Temperat. Diff.
auf d. Mont
300°

+100°
-243°

I.
d. Diamant.
Ø (207-249)
Abst. 228 Mill km
Exz. 0,093
D. 6700 km.

U. 687 Tg.

Syn. U. 780 Tg.

II.
Helligkeit.

nämlich eine Marsopposition zu der Zeit statt, wo der Planet dem Perihel nahe und die Erde gleichzeitig im Aphel ist, so ist die Distanz zwischen Erde und Mars etwa 57 Millionen Kilometer, der scheinbare Durchmesser des Mars $24\frac{1}{2}''$ und seine Helligkeit ist — 2.8^{ter} Größe. Er ist dann nächst Venus der hellste Stern des Himmels. Wenn sich dagegen Mars

a.
57 M. km.
24 1/2" d.
2,8 Gr.

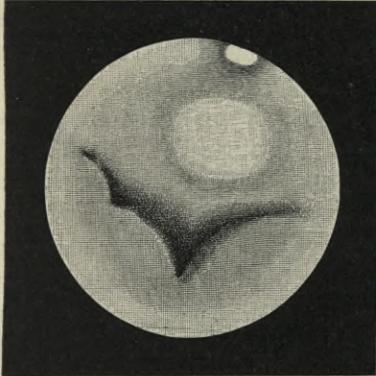


Fig. 139. Mars, 1877 September 8 nach O. Lohse.

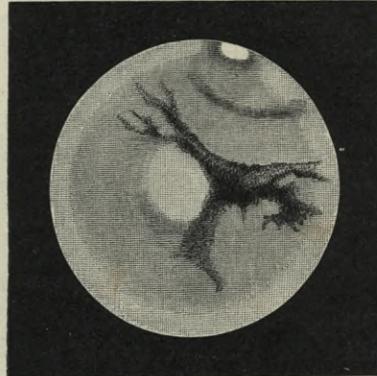


Fig. 140. Mars, 1877 September 21 nach O. Lohse.

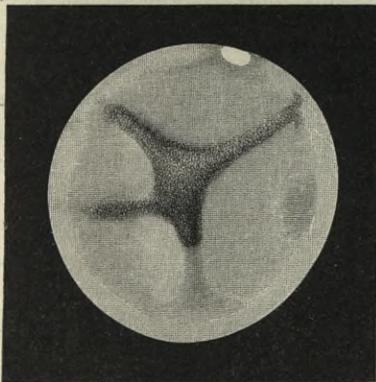


Fig. 141. Mars, 1877 Oktober 3 nach O. Lohse.



Fig. 142. Mars, 1890 Mai 21 nach Holden.

in der Nähe seiner oberen Konjunktion befindet, beträgt seine Entfernung von der Erde 377 Millionen Kilometer, sein scheinbarer Durchmesser nur $3\frac{1}{2}''$ und seine Helligkeit ist 1.6^{ter} Größe. Die Helligkeit kann sich somit um den Betrag von 4.4 Größenklassen ändern, und Mars ist zur Zeit einer günstigen Opposition beinahe 60mal so hell, als zur Zeit der oberen Konjunktion.

b.
377 M. km.
3 1/2" d.
1,6 Gr.

60 x 10 fca -

Die Helligkeitsänderungen, welche von der Phase herrühren, sind dagegen sehr klein. Die Form der Lichtkurve ähnelt am meisten der der Venus; die Albedo (0.22) ist die kleinste nächst der von Mond und Merkur. Dies rührt wohl daher, daß die Sonnenstrahlen die nicht sehr dichte Marsatmosphäre durchdringen und erst von der festen Oberfläche des Planeten reflektiert werden. Würde die Marsatmosphäre ihrer Zusammensetzung nach der unserer Erde ähnlich sein, welche am meisten die blauen Strahlen absorbiert, so würde sich hierdurch auch das rötliche Aussehen des Planeten erklären.

Für die teleskopische Untersuchung ist Mars von jeher eines der interessantesten Objekte gewesen*), da dieser Planet große Analogien mit der Erde zeigt. Selbst mit einem verhältnismäßig kleinen Fernrohre kann man auf der Oberfläche helle und dunkle Flecke und Stellen wahrnehmen (vergl. Fig. 139 bis 142), die ihre Lage, wie die Vergleichen neuerer Beobachtungen mit älteren ergeben, in der Hauptsache nicht verändern, also der Oberfläche des Planeten selbst angehören. In der Nähe der Pole, besonders des Südpoles, finden sich weiße Flecke, die, je nachdem die betreffende Marsgegend Sommer oder Winter hat, an Größe ab- oder zunehmen, und welche man daher mit einigem Recht mit den Eis- und Schneebildungen an den Polen unserer Erde vergleichen kann. Eine Deutung der anderen hellen und dunklen Flecke ist verschiedentlich versucht worden; so halten einige dieselben für Kontinente und Meere, andere für kahle Wüsten und bewachsene Oasen, aber keine dieser Ansichten ist ohne gewichtige Einwendungen geblieben, und man ist noch völlig im unklaren, was jene Gebilde eigentlich sind. Jedenfalls ist es bemerkenswert, daß, wie schon erwähnt, das Gesamtbild jener Konfigurationen keine merkbaren Veränderungen erlitten hat, obwohl die Beobachtungen sich schon über zwei Jahrhunderte erstrecken. Man hat bisher nur kleine, mit den Jahreszeiten in Zusammenhang stehende Änderungen sicher konstatiert.

Eine Atmosphäre besitzt Mars zweifellos. Dafür spricht die Verwaschenheit aller Details der Oberfläche besonders gegen den Rand hin, ebenso die Unbestimmtheit der Lichtgrenze bei der Phase. Dagegen wird die Atmosphäre bedeutend weniger dicht als die der Erde sein, da die Anziehungskraft an der Oberfläche des Mars sehr viel geringer als die der Erde ist. Weiterhin hat man auch Wolken aus Wasserdampf oder Eiskristallen, wie sie in unserer Atmosphäre so häufig vorkommen, auf dem Mars bisher nur sehr selten beobachten können. Auch die Untersuchung

*) In seinen Untersuchungen über den Planeten Mars führt Kaiser von 1636, wo Fontana zuerst den Planeten zeichnete, bis 1867 weit über 400 Abbildungen an.

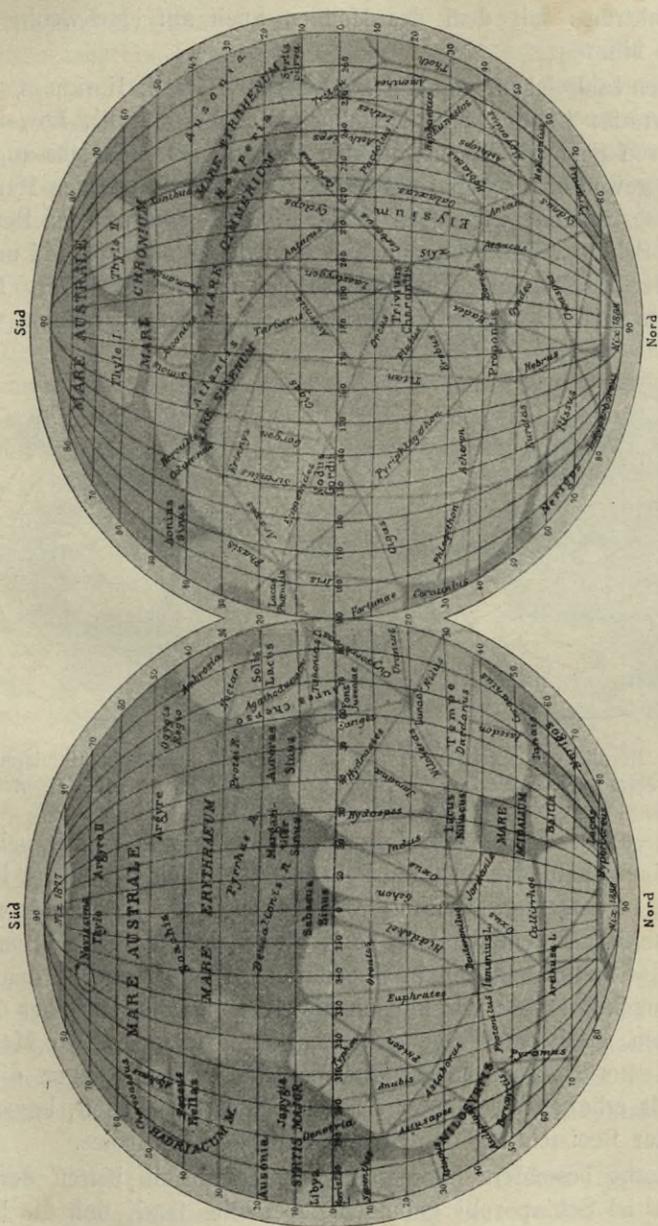


Fig. 143. Übersichtskarte des Planeten Mars, nach den Beobachtungen von Schiaparelli während der sechs Oppositionen von 1877—1888.

des Spektrums des Planeten hat keine Auskunft über die Zusammensetzung der Atmosphäre erbracht; nur deutet die große Übereinstimmung des Marsspektrums mit dem des Mondes auch auf eine wenig dichte Atmosphäre hin.

Marskarte
 Nach den zahlreichen, von Kaiser, Lockyer, Green, Harkness, Lohse, Keeler, Perrotin, Flammarion, Denning, Brenner, Cerulli, Lowell und vor allem von Schiaparelli entworfenen Zeichnungen und Messungen ist es möglich geworden, schon jetzt leidlich genaue Karten der Marsoberfläche zu konstruieren; wir geben in der Fig. 143 eine auf den Beobachtungen von Schiaparelli beruhende Karte, sowie in den Fig. 144 und 145 Ansichten der nördlichen und südlichen Hemisphäre nach Kaiser. Infolge der 25° betragenden Neigung des Marsäquators gegen seine Bahn, welche

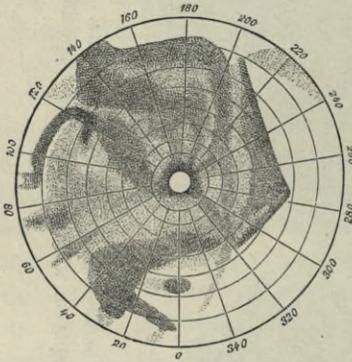


Fig. 144. Nördliche Hemisphäre des Mars nach Kaiser.

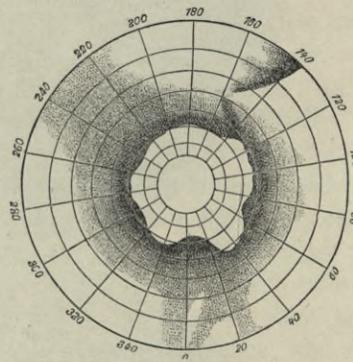


Fig. 145. Südliche Hemisphäre des Mars nach Kaiser.

keine größeren Unterschiede der Jahreszeiten als bei uns bedingt, sehen wir bald den einen, bald den anderen Pol. Befindet sich der Planet in 350° Länge oder in derselben Richtung von der Sonne aus gesehen, in welcher die Erde am 10. September steht, so ist der Südpol gegen die Sonne geneigt; ist der Planet zugleich in Opposition, so ist dieser Pol dann auch der Erde zugekehrt, und wir können die Gegenden bis 25° über den Pol hinaus sehen. Bei einer Opposition im März dagegen, wo Mars viel weiter von uns absteht, ist der Nordpol des Planeten gegen die Erde gekehrt, wir erhalten also, unter sonst gleichen Umständen, bessere Gelegenheit zur Beobachtung des Südpoles als des Nordpales.

Eine ganz besonders interessante Entdeckung in betreff der Mars-topographie ist Schiaparelli gelungen. Derselbe fand, daß die helleren Flecke, die sogenannten Kontinente, von feinen, nahezu geraden Linien in allen möglichen Richtungen durchzogen waren. Einige Jahre später

bemerkte er außerdem, daß viele dieser »Kanäle« sich verdoppelt hatten, in der Weise, daß anstatt der Systeme einfacher Linien solche von Parallel-
 linien vorhanden waren.

Diese aufsehenerregenden Beobachtungen Schiaparellis sind in der Folgezeit von mehreren Astronomen, besonders von Lowell, bestätigt worden, während andere, welche mit großen Instrumenten gleichfalls unter günstigen Umständen beobachteten, weder die »Kanäle« noch deren Verdoppelungen sehen konnten. Aber auch die Zeichnungen der Beobachter, welche die »Kanäle« konstatierten, weichen in fast allen Details so sehr voneinander ab, daß man z. B. die »Kanäle« Schiaparellis kaum auf den Karten von Lowell identifizieren kann. Es ist bei dieser Sachlage nicht zu verwundern, daß man über die Erklärung der »Kanäle« in völliger Unsicherheit ist und die Meinungen so weit auseinandergehen, daß einige Astronomen sie für subjektive Täuschungen, andere hingegen für Werke vernünftiger Wesen halten. Eine ganz plausible Erklärung ist wohl die folgende: Auf der Planetenoberfläche befinden sich zahlreiche kleine und größere, in Ton und Farbe sich äußerst wenig abhebende, in ihrem Aussehen und ihrer Form sehr unbestimmte Objekte, welche mit den benutzten optischen Mitteln nicht einzeln gesehen werden können. Die Folge davon ist, daß das menschliche Auge sich von diesen einzelnen, an der Grenze der Wahrnehmbarkeit stehenden Objekten eine Art Gesamtbild macht, in welchem z. B. zwei nicht zu weit auseinanderliegende, dunklere Punkte durch das Auge unwillkürlich verbunden und als Linie aufgefaßt werden. Man braucht zum besseren Verständnis des Gesagten nur an eine moderne Rasterautotypie zu denken. Betrachtet man diese mittels einer stark vergrößernden Lupe, so löst sich der Druck in eine große Anzahl verschieden großer Punkte auf, und man sieht kaum mehr etwas von dem Bilde, welches jene Autotypie bei Betrachtung mit bloßem Auge gibt. Daß nun derartige, dem Auge kaum wahrnehmbare Gebilde meist als eine mehr oder minder breite, geradlinig begrenzte Fläche erscheinen, ist eine bekannte Tatsache. Sehr interessante, in dieser Richtung angestellte Versuche stützen obige Erklärung der »Kanäle« sehr. Sie läßt sowohl verständlich erscheinen, daß zu gleichen Zeiten verschiedene Beobachter die »Kanäle« völlig verschieden sehen, als auch, daß gerade kleinere Fernrohre bisher jene Gebilde am besten zeigten, ohne daß aber diese Erklärung die Realität der ganzen Erscheinung verneint.

Über die Bewohnbarkeit des Mars sind vielfach Spekulationen angestellt worden, aber es braucht hier wohl nur erwähnt zu werden, daß dies alles Phantasien sind, denen keine beobachtete Tatsache zugrunde liegt. Man kann nur soviel sagen, daß, falls einer der Planeten überhaupt

*Marzkanäle
d. Marskan.*

*Marzkanäle
d. Lowell.*

Erklärung.

*Fingerring
als
Linien.*

Lupe

bewohnbar ist, Mars diejenigen Bedingungen bietet, welche denen auf unserer Erde am ähnlichsten sind; freilich dürfte die Temperatur auf ihm infolge seiner größeren Entfernung von der Sonne und seiner dünnen Atmosphäre wesentlich niedriger sein.

Außer der Erde ist Mars der einzige Planet, dessen Rotationsdauer wir infolge der Unveränderlichkeit vieler Flecke mit vollkommener Schärfe bestimmen können. Zwei Jahrhunderte alte Zeichnungen von Huygens weisen Stellen auf, die wir noch jetzt erkennen können; aus der Vergleichung dieser und späterer mit neueren Darstellungen folgt die Umdrehungszeit zu $24^{\text{h}} 37^{\text{m}} 22^{\text{s}}.7$, ein Wert, welcher bis auf wenige Hundertstel der Sekunde genau sein wird.

Marsmonde. Eine der bekanntesten Entdeckungen der modernen Astronomie ist die Auffindung zweier Marsmonde, welche A. Hall am 11. und 17. August 1877 während der besonders günstigen Opposition dieses

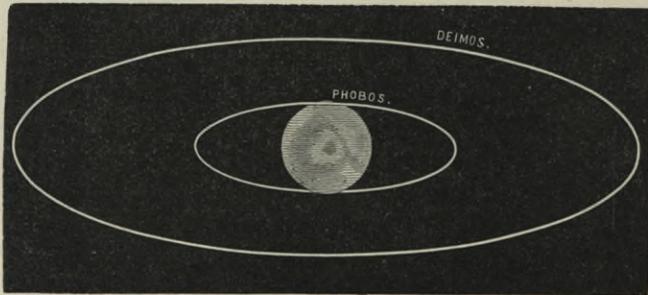


Fig. 146. Bahnen der Marstrabanten.

Jahres mit dem großen Refraktor der Sternwarte zu Washington gelang. Der innere Trabant Phobos ist eines der am schwierigsten wahrzunehmenden Objekte im ganzen Planetensystem; den äußeren, Deimos, zeigen dagegen unter günstigen Umständen schon Fernrohre mittleren Ranges (25 cm Öffnung). Aus ihrer Helligkeit, die Sternen 10. bzw. 12. Größe gleichkommt, läßt sich unter der Voraussetzung, daß sie das Licht in gleicher Weise wie Mars selbst reflektieren, auf ihre Durchmesser schließen, die Lowell auf solche Art zu etwa 16 bzw. 58 km gefunden hat. Das Merkwürdigste aber ist ihre außerordentlich geringe Entfernung vom Planeten und (was damit verbunden ist) ihre kurze Umlaufszeit. Der innere Trabant, der vom Marszentrum nur etwa 9300 km (von seiner Oberfläche 5900 km) absteht, umkreist nämlich den Mars in nur $7^{\text{h}} 39^{\text{m}}$; der äußere, 23000 km (bzw. 19600 km) entfernte in $30^{\text{h}} 18^{\text{m}}$. Ein Beobachter auf dem Mars würde den inneren der Trabanten etwa so groß, wie unser Mond uns erscheint, jedoch lichtschwächer sehen; er

Umdrehung
24 h 37 m 22,7

Marsmonde

Phobos
v. 16 km
U. 7 h 39 m
Abf. 5900
9300 km
Deimos
v. 58 km
U. 30 h 18 m
Abf. 19600 23000 km

geht für ihn aber nicht im Osten, sondern im Westen auf und im Osten statt im Westen unter. Deimos würde etwa die Helligkeit der Venus haben. Die Bahnen beider Marstrabanten sind fast völlig kreisförmig, auch sind sie nur wenig gegen den Marsäquator geneigt.

Wie bei den Satelliten des Jupiter und des Saturn besteht auch zwischen den Umlaufzeiten der Marstrabanten, sehr nahe wenigstens, eine einfache Beziehung, indem nämlich der äußere in fast genau viermal so langer Zeit seinen Umlauf vollendet als der innere. Die Entdeckung der beiden Trabanten hat mit Hilfe des dritten Keplerschen Gesetzes die Masse des Mars weit genauer bestimmen lassen, als es früher möglich war; sie beträgt ungefähr $\frac{1}{9}$ der Erdmasse und nur ein Dreimilliontel der Sonnenmasse, die Dichtigkeit etwa Dreiviertel der Erddichte.

7. Die kleinen Planeten.

Es war unmöglich, das Sonnensystem, wie es der Astronomie zu Anfang des vorigen Jahrhunderts bekannt war, zu betrachten, ohne auf die große Lücke aufmerksam zu werden, welche zwischen Mars und Jupiter bestand. Von diesem Raume abgesehen, folgten alle damals bekannten Planeten aufeinander in einer ziemlich regelmäßigen Reihe, welche schon früher (Seite 271) angeführt wurde. Die Reihe der Abstände von der Sonne wäre eine regelmäßige gewesen, und die erwähnte Lücke wäre ausgefüllt worden, wenn man einen Planeten in doppelte Marsentfernung gesetzt hätte. Die Idee, daß ein unbekannter Planet in dieser Gegend wirklich existieren möchte, tauchte schon zu Keplers Zeiten auf. Lebhafter wurde sie in Deutschland gegen Ende des 18. Jahrhunderts diskutiert; aber erst in den letzten Jahren jenes Jahrhunderts faßte man den Plan, durch systematisches Suchen an verschiedenen Orten diesem unbekanntem Planeten, der von vielen vermutet wurde, auf die Spur zu kommen, und gründete hauptsächlich zu diesem Zwecke eine aus Astronomen verschiedener Länder bestehende Gesellschaft.

Das Glück oder das Verdienst der ersten Planetenentdeckung wurde indessen einem nicht zu dieser Vereinigung gehörenden Astronomen, deren Tätigkeit nicht über die ersten Anfänge hinauskam, zu Teil. Am ersten Tage des Jahrhunderts, dem 1. Januar 1801, fand Piazzi in Palermo einen teleskopischen Stern achter Größe im Stier, der sich durch seine Bewegung bald als ein Planet erwies. Er verfolgte ihn etwa sechs Wochen lang, nach welcher Zeit er sich in den Sonnenstrahlen verlor, ohne daß ihn ein anderer gesehen hätte. Seine Wiederauffindung durch Rechnung nach Ablauf eines halben Jahres war nun das große Problem, welches gelöst werden mußte, und welches, wie wir wissen, der Scharfsinn von Gauß in der Tat löste. Seine Methode, die Bahn eines Planeten aus

*Figurierung
Heller als
Marsbahn*

*Kepler war
immer klar
Mars & Jup*

*Piazzi
Lomb*

Gauß.

vier verhältnismäßig naheliegenden Beobachtungen zu bestimmen, erprobte sich bei der Ceres, wie Piazzi den neuen Planeten genannt hatte, indem dieser noch vor Ablauf des Jahres sehr nahe an der von Gauß bezeichneten Stelle gefunden wurde. Aus der Gaußschen Bahn ergab sich, daß der Planet in nahe der doppelten Marsentfernung zwischen Mars und Jupiter die Sonne umkreiste und also wirklich der längst vermutete Planet war. Aber es gab nicht nur einen derartigen Körper. Schon im März 1802 fand Olbers in Bremen einen zweiten kleinen Planeten, die Pallas, der gleichfalls zwischen Mars und Jupiter um die Sonne läuft. Der Umstand, daß trotz der auffallend großen Neigung der Bahn dieses Planeten gegen die Ekliptik (35°) doch beide Bahnen sich in einem Punkte nahe kommen, führte den scharfsinnigen Arzt und Astronomen auf die Idee, daß die beiden kleinen Körper Fragmente eines einzigen Planeten sein könnten, der durch eine Explosion in Stücke gegangen wäre. In diesem Falle war das Vorhandensein einer größeren Zahl von Fragmenten oder kleinen Planeten wahrscheinlich, deren Bahnen sich an dem Punkte, wo die Trennung stattgefunden hatte, kreuzen mußten. Auf Grund dieser Hypothese suchten Olbers und Harding nach Planeten, und letzterer fand in der Tat 1804 einen solchen, die Juno, welcher dem genannten Kreuzungspunkte nahe kam, während die 1807 von Olbers selbst entdeckte Vesta dieser Bedingung nicht genügte.

Beinahe 40 Jahre vergingen nun ohne weitere Entdeckung, bis endlich ein Liebhaber der Astronomie, Hencke in Driesen, im Dezember 1845 den fünften der kleinen Planeten, die Astræa, fand und damit eine bis heute ununterbrochene Reihe von Planetenentdeckungen eröffnete. Wesentlich erleichtert wurden diese Entdeckungen anfangs durch die sogenannten akademischen Sternkarten, später durch die Ekliptikalkarten von Hind und Chacornac. Erstere waren die Frucht gemeinsamer Bemühungen zahlreicher Astronomen, welche nach einem konsequenten, von Bessel entworfenen Plane seit dem Ende der zwanziger Jahre des vorigen Jahrhunderts alle Sterne einer 30° breiten Zone des Himmels bis zu den Sternen neunter Größe beobachteten und mappierten. Die Ekliptikalkarten umfassen nur eine schmale, die Ekliptik einschließende Zone, enthalten aber die Sterne bis zur 11. und 12. Größe.

Seit jener Zeit sind bis Ende 1903 nicht weniger als 512 kleine Planeten oder Planetoiden so sicher konstatiert worden, daß elliptische Bahnen für dieselben gerechnet werden konnten. Würde man die infolge mangelhafter Beobachtung wieder verloren gegangenen mitrechnen, so würde die Zahl eine noch viel größere werden. Die Entdeckungen verteilen sich so auf die folgenden Zeiträume:

geglaubt - H.
v. Olbers.

1801—07	4	1876—80	62
1845—50	9	1881—85	34
1851—55	24	1886—90	49
1856—60	25	1891—95	107
1861—65	23	1896—1900	54
1866—70	27	1901—1903	49
1871—75	45		

Die Vermehrung der Zahl der Entdeckungen seit 1850 beruht auf dem großen und systematischen Eifer, mit dem jetzt gesucht wird, ganz besonders aber auf der im Jahre 1891 erfolgten Einführung der überaus einfachen photographischen Aufsuchungsmethode (Seite 266). Die erfolgreichsten Planetenentdecker sind: Wolf und seine Schüler (100), Charlois (99), Palisa (83), C. H. F. Peters (48), R. Luther (24).

Alle diese Planeten sind so klein, daß sie mit Ausnahme der hellsten und größten nur als Punkte, wie die Fixsterne, erscheinen; die allermeisten von ihnen sind in der Opposition höchstens so hell wie Sterne 10. und 11. Größe, und nur sehr wenige, besonders Vesta, Ceres und Eros, können mitunter gerade noch mit freiem Auge erkannt werden. Bei einer Anzahl der hellsten dieser kleinen Planeten sind von Müller in Potsdam und später auch von Parkhurst in Cambridge (Amerika) durch genaue photometrische Messungen Helligkeitsänderungen nachgewiesen worden, die ohne Zweifel in Zusammenhang stehen mit den Phasenänderungen, welche selbst bei diesen Himmelskörpern noch sehr merklich sein können. Es ist sehr wahrscheinlich, daß die Helligkeitsänderungen, welche auch schon früher bei einigen kleinen Planeten beobachtet worden sind, und welche damals durch die Existenz von dunklen Flecken erklärt wurden, zum Teil ebenfalls auf Phaseinfluß zurückzuführen sind; wenigstens ist dies aus einer der zuverlässigsten älteren Beobachtungsreihen an dem Planeten Frigga durch Müllers Untersuchungen überzeugend nachgewiesen worden. Aus den photometrischen Messungen der kleinen Planeten geht hervor, daß die Gesamtschwankungen der Lichtstärke bei den einzelnen Körpern nicht unwesentlich voneinander verschieden sind, und daß sie im Maximum fast den Betrag einer vollen Größenklasse erreichen können. Bei dem größten Teil der untersuchten Planetoiden hat die Form der Lichtkurve große Ähnlichkeit mit der des Mondes und des Planeten Merkur, während bei den anderen der Verlauf der Helligkeitsänderungen etwas davon abzuweichen und sich mehr der Lichtkurve des Planeten Mars zu nähern scheint. Außer diesen von der Phase abhängigen Lichtschwankungen hat man in neuester Zeit an Eros und einigen anderen kleinen Planeten noch eine bisher unbekannte, merkwürdige Art von

Helligkeitsänderungen bemerkt. Eros zeigte nämlich im Winter 1900/1901 Lichtschwankungen von etwa $\frac{3}{4}$ Größenklassen, und zwar folgte das Maximum auf das Minimum in der sehr kurzen Zeit von $2\frac{1}{2}$ Stunden. Später, im Frühjahr 1901, konnten aber trotz sorgfältiger Beobachtungen keinerlei Schwankungen mehr erkannt werden. Man hat diese Erscheinung durch die Annahme zu erklären versucht, daß die Gestalt dieses Planetoiden eine unregelmäßige oder wenigstens nicht, wie bei den Planeten sonst, eine einfache Rotationsfigur sei. Die Lichtänderungen würden dann durch die Achsendrehung dieser unregelmäßigen Masse entstehen. Die ganze Frage ist indessen noch nicht geklärt; es müssen vor allem weitere sorgfältige Beobachtungen dieses Lichtwechsels angestellt werden.

Es läßt sich aus der Ähnlichkeit in dem photometrischen Verhalten der Schluß ziehen, daß die kleinen Planeten, ebenso wie der Mond und wahrscheinlich auch der Merkur, von gar keinen oder höchstens sehr dünnen Atmosphären umgeben sind, was auch nach der kinetischen Gastheorie durchaus wahrscheinlich ist. Weiterhin lassen sich aus den photometrischen Beobachtungen, wenngleich auf eine ziemlich rohe Weise, die Durchmesser genähert schätzen*), wenn man voraussetzt, daß die Oberflächen in gleichem Grade, wie die der Planeten Mars und Merkur das Sonnenlicht reflektieren. Auf diese Weise hat man gefunden, daß Ceres und Vesta mit einem Durchmesser von ca. 300 bis 400 km die größten Planetoiden sind, während zu den kleinsten, mit Durchmessern von 7 bzw. 5 km, Stephania und (452)**) gehören mögen. Die Durchmesser der meisten Planetoiden haben Werte unter 100 km. Jedenfalls dürfen wir behaupten, daß erst Tausende selbst der größten unter ihnen eine Erde ausmachen würden.

Die Frage, welche Olbers durch seine bereits erwähnte Hypothese zu beantworten suchte, ob diese Körperchen jemals einen einzigen Weltkörper gebildet haben könnten, gehört mehr in das Kapitel der Kosmogonie als zur reinen Astronomie. Infolge der säkularen Änderungen der Bahnen hat der gemeinschaftliche Kreuzpunkt der Bahnen, welcher nach dieser Hypothese zu Anfang vorhanden gewesen sein müßte, keinen

*) Barnard fand aus mikrometrischen Messungen die Durchmesser der Ceres, Pallas, Vesta, Juno bzw. zu 768, 483, 385, 193 km, doch sind auch diese Zahlen noch mit einer erheblichen Unsicherheit behaftet, so daß man über die große Differenz der aus den photometrischen Beobachtungen folgenden Werte gegen die aus den mikrometrischen Beobachtungen abgeleiteten noch im unklaren ist.

**) Man hat den kleinen Planeten ursprünglich Namen gegeben, als aber ihre Anzahl so stark wuchs, daß es Schwierigkeiten bereitete, immer wieder neue Namen zu finden, ist man übereingekommen, als Bezeichnung eines kleinen Planeten meist seine in Klammern oder in einen Ring eingeschlossene Nummer zu verwenden.

dauernden Bestand, und die Nichtexistenz eines gemeinschaftlichen Durchschnittspunktes in der Gegenwart ist kein Beweis dafür, daß es nicht vor vielen Tausenden oder Millionen von Jahren einen solchen wirklich gegeben habe. Indessen scheinen doch spätere Rechnungen (von Encke u. a.) zu zeigen, daß ein Kreuzungspunkt auch vor vielen Jahren nicht existiert habe und vermutlich nur existiert haben könne, wenn in der Zwischenzeit einige Bahnen durch die gegenseitige Anziehung der kleinen Planeten bedeutende Änderungen erlitten haben. Eine solche Wirkung ist nicht unmöglich; wir können sie aber wegen der großen Zahl dieser Körper und der Unbekanntschaft mit ihren Massen nicht berechnen. Hat je eine Explosion und Zertrümmerung eines Körpers in sehr viele wirklich stattgefunden, so ist dies höchst wahrscheinlich in sehr entlegener Zeit geschehen. Wenn auch die Hypothese von Olbers, welche alle kleinen Planeten als durch Zerfall eines einzigen großen entstanden annimmt, so bedeutende Schwierigkeiten in sich birgt, daß sie nicht mehr aufrecht erhalten werden kann, so hat man sie in letzter Zeit doch wieder in modifizierter Form zur Erklärung gewisser Erscheinungen im System der kleinen Planeten herangezogen. Es hat sich nämlich gezeigt, daß vielfach Gruppen von Planetoiden existieren, die eine so große Ähnlichkeit der Bahnelemente aufweisen, daß man an ihren gemeinsamen Ursprung denken kann. Es seien z. B. angeführt:

Nr.	ω	Ω	i	e	a
{ 496	240.6	206.6	3.6	0.074	2.179
{ 244	164.5	208.7	2.8	0.137	2.174
{ 515	288.7	122.0	2.0	0.175	3.115
{ 62	273.3	126.0	2.2	0.176	3.124
{ 268	58.9	121.8	2.4	0.136	3.095
{ 316	307.5	124.5	2.3	0.139	3.173
{ 431	209.3	117.1	1.8	0.169	3.125

Callandreau sucht dieses gemeinsame Entstehen noch auf folgende Weise plausibler zu machen. Die Bahnen der kleinen Planeten nach dem Jupiter zu haben gewisse Eigentümlichkeiten mit den Bahnen der kurzperiodischen Kometen gemeinsam, ja gewisse Kometen, wie z. B. der Komet Holmes, könnten vor der Umgestaltung ihrer Bahnen durch die Anziehung des Jupiter recht gut zu den Planetoiden gehört haben. Ebenso gut kann auch das Umgekehrte der Fall sein. Weiter zeigt die Erfahrung, daß die meisten kurzperiodischen Kometen vergängliche Weltkörper sind und sich nach einer größeren oder kleineren Anzahl von Umläufen auflösen. Es könnten auf diese Art solche Gruppen von kleinen Körpern aus einem einzigen entstehen. Eine andere Erklärung für die

Callandreau

Entstehung der Planetoiden gibt die Nebelhypothese, über welche wir später reden werden.

Lafontaine
Neig. - 10°
Exz. 0,25

Außer durch ihre Kleinheit unterscheiden sich die meisten der kleinen Planeten von den großen auch durch die erheblichen Exzentrizitäten und Neigungen ihrer Bahnen. Mit Ausnahme des Merkur hat keiner der großen Planeten eine Exzentrizität von 0.2 und ist keine Bahn mehr als 2° bis 3° gegen die Ekliptik geneigt. Die Neigungen der Bahnen von fast der Hälfte der kleinen Planeten dagegen übersteigen 10°, und ihre Exzentrizitäten erreichen häufig den Wert 0.25. Hieraus folgt, daß derselbe kleine Planet in verschiedenen Punkten seiner Bahn sehr verschieden weit von der Sonne entfernt ist; und da auch die mittleren Entfernungen der nächsten und der entferntesten Planetoiden sehr verschieden sind, so dehnen sie sich über eine Zone aus, deren Breite volle 450 Millionen Kilometer beträgt. Überschritte einer der kleinen Planeten nach der einen oder der anderen Seite gewisse Grenzen, so würde die Anziehung von Jupiter oder Mars so groß, daß seine Bahn vollständig verändert würde. Wir besitzen also in der Attraktion dieser beiden großen Körper das Maß für eine Grenze der Planetoidenzone; ob indessen diese so gezogene Grenze mit der tatsächlichen und jetzt bekannten übereinstimmt, vermögen wir noch nicht zu sagen.

Ordnet man die kleinen Planeten nach ihren mittleren Entfernungen von der Sonne oder nach ihren mittleren täglichen Bewegungen, so sieht man auf den ersten Blick, daß die Verteilung keine gleichmäßige ist, sondern daß an gewissen Stellen Lücken vorhanden sind. Man fand schon sehr früh, daß diese Lücken meist gerade an den Stellen auftreten, an welchen das Verhältnis $\frac{\mu'}{\mu}$ der mittleren täglichen Bewegung μ' des Jupiter zu der μ der kleinen Planeten einem kleinziffrigen Bruche, z. B. $\frac{1}{2}$, $\frac{1}{3}$, $\frac{2}{5}$, $\frac{3}{5}$, $\frac{2}{7}$, $\frac{3}{7}$, $\frac{4}{7}$, $\frac{5}{7}$ usw., gleich ist. So ist an der Stelle, wo kleine Planeten mit der mittleren täglichen Bewegung von 598", d. h. der doppelten mittleren Bewegung des Jupiter, sein müßten, bisher kein einziger gefunden worden. Man hat das Entstehen dieser Lücken auf die störende Einwirkung des Jupiter zurückführen wollen, aber einmal gibt die heutige Störungstheorie keinen Anhalt zu einer einwandfreien Erklärung, dann aber existieren an anderen Kommensurabilitätsstellen, $\frac{2}{3}$, $\frac{3}{4}$ usw., tatsächlich auch Planeten, und man muß sich vorläufig mit der beobachteten Tatsache zufrieden geben.

Zahl 500

Über die wahrscheinliche Zahl und Gesamtmasse der kleinen Planeten läßt sich gleichfalls Gewisses nicht sagen. Obschon über 500 jetzt bekannt sind, merkt man doch noch keine Abnahme in der Zahl der jährlich neu entdeckten. Es dürfte keine untere Grenze für ihre Größe geben und ihre Zahl eine unermeßliche sein; die meisten werden

zu klein sein, um mit den Fernrohren, die jetzt zu ihrer Aufsuchung dienen, gefunden zu werden.

Für die physische Astronomie ist die Frage nach der Gesamtmasse der kleinen Planeten noch wichtiger als die nach ihrer Gesamtzahl, weil von dieser Masse ihr Einfluß auf die Bewegung der großen Planeten abhängt. Jeder einzelne dieser Körper ist nun so winzig, daß seine Anziehung auf die großen Planeten vollkommen unmerklich ist. Aber es ist nicht unmöglich, daß die ganze Gruppe durch ihre vereinigte Wirkung eine säkulare Änderung in der Form der Bahnen von Mars und Jupiter hervorbringen könnte, welche im Laufe der Zeiten für die Beobachtung merkbar würde. Nach Untersuchungen von Leverrier und späteren von Harzer würde die obere Grenze der Gesamtmasse des Asteroidenringes nur $\frac{1}{6}$ bis $\frac{1}{4}$ der Erdmasse sein können. Schätzt man indessen die Gesamtmasse der bisher bekannten Planetoiden unter plausiblen Annahmen ab, so folgt ein sehr viel kleinerer Wert, nämlich etwa $\frac{1}{900}$ der Erdmasse.

Die Zeit und Mühe, welche viele Astronomen auf die Berechnung der Bahnen dieser Körper verwenden, ist eine höchst bedeutende, und es ist wohl keine Frage, daß der Gewinn diesem Aufwand an Kräften nicht entspricht. Sollten noch sehr viel mehr Planetoiden gefunden werden, so dürfte, wie schon vorgeschlagen ist, kaum etwas anderes übrig bleiben, als die große Mehrzahl ihres Weges gehen zu lassen und nur eine kleine Zahl besonders interessanter durch Beobachtung und Rechnung genauer zu verfolgen.

Wenn es daher auch nahezu zwecklos erscheint, weiterhin neue kleine Planeten systematisch aufzusuchen, so darf man doch nicht übersehen, daß die kleinen Planeten Veranlassung zu den Arbeiten von Gauß über Bahnbestimmung, zu den Arbeiten von Hansen, Gylden, Poincaré über Störungstheorie Veranlassung gaben, daß ferner mit Hilfe des Eros sich die Sonnenparallaxe sehr genau bestimmen lassen wird.

Zur Beurteilung numerischer Verhältnisse mögen schließlich noch die folgenden statistischen Daten Platz finden. Unter den bis Ende 1900 berechneten Bahnen finden sich:

Mittlere Distanzen (halbe große Achsen) zwischen	1.5	und	2.0	bei	2	Planet	
>	>	>	>	>	>	2.1	> 2.5 > 106 >
>	>	>	>	>	>	2.6	> 3.0 > 240 >
>	>	>	>	>	>	3.1	> 3.5 > 109 >
>	>	>	>	>	>	3.5	> 4.0 > 5 >
>	>	>	>	>	von	4.26	> 1 >

Exzentrizitäten zwischen 0.01 und 0.10 bei 143 Planeten

> > 0.10 > 0.15 > 109 >

Maffe

$\frac{1}{6} - \frac{1}{4}$ Erd-
massen
 $\frac{1}{900}$

Exzentrizitäten zwischen 0.15 und 0.20 bei 97 Planeten					
>	>	0.20	>	0.25	> 76 >
>	>	0.25	>	0.30	> 21 >
>	>	0.30	>	0.35	> 14 >

Neigungen zwischen 0° und 5° bei 143 Planeten					
>	>	5	>	10	> 173 >
>	>	10	>	15	> 99 >
>	>	15	>	20	> 34 >
>	>	20	>	25	> 23 >
>	>	25	>	35	> 7 >

Knotenlängen zwischen 0° und 90° bei 138 Planeten					
>	>	90	>	180	> 131 >
>	>	180	>	270	> 110 >
>	>	270	>	360	> 100 >

Perihellängen zwischen 0° und 90° bei 161 Planeten					
>	>	90	>	180	> 88 >
>	>	180	>	270	> 78 >
>	>	270	>	360	> 133 >

Wie man sieht, liegt die Mehrzahl der mittleren Distanzen zwischen 2.5 und 3 Erdbahnhalmessern, der Marsbahn mit 1.5 mittlerer Entfernung demnach näher als der Jupitersbahn mit 5.2. Die größte mittlere Distanz, 4.262 oder 637 Millionen Kilometer bei (279) Thule, übertrifft aber die geringste (abgesehen von Eros), 1.944 oder 291 Millionen Kilometer bei (434) Hungaria, um mehr als deren eigenen Betrag, und nimmt man Rücksicht auf die zum Teil sehr bedeutenden Exzentrizitäten, so dehnt sich der Raum, innerhalb dessen kleine Planeten überhaupt vorkommen, noch beträchtlich weiter aus. Den halben großen Achsen entsprechend verhalten sich die Umlaufzeiten. Die Mehrzahl der Planetoiden braucht 4 bis 5 Jahre, um ihren Umlauf um die Sonne zu vollenden, Thule aber 8.8, Hungaria dagegen nur 2.7 Jahre. — Die Bahnexzentrizitäten sind, wie die Zusammenstellung zeigt, weit erheblicher als bei den großen Planeten; beinahe die Hälfte hat über 0.15 Exzentrizität. Die geringste kommt mit 0.012 bei (286) Iclea vor; dagegen hat (183) Istria volle 0.35 und kommt damit in der Tat schon den wenigst exzentrischen Kometenbahnen, z. B. der des periodischen Kometen Tempel₂, nahe. — Ähnlich verhält es sich mit den Neigungen gegen die Ekliptik; während von den großen Planeten nur der Merkur eine Bahnneigung von 7° hat, treten bei den kleinen Planeten solche bis zu fast 35° (Pallas) auf, und etwa die Hälfte hat eine Neigung von über 10°. — Die Längen des aufsteigenden Knotens der Bahnen in der Ekliptik scheinen ziemlich regelmäßig durch den Umkreis verteilt zu sein; immerhin liegen aber in den

beiden ersten Quadranten 59 mehr als in den beiden letzten. Sehr auffallend aber ist die überwiegend große Zahl der Perihellängen in dem letzten und dem ersten Quadranten; während nämlich 294 Perihellängen zwischen 270° und 90° fallen, liegen zwischen 90° und 270° deren nur 166. Diese Tatsache des Vorhandenseins der starken Neigungen, großen Exzentrizitäten und der ungleichen Verteilung wenigstens der Perihelien erscheint sehr bemerkenswert; sie hängt vermutlich zum Teil mit der Art der Entstehung der kleinen Planeten zusammen, da Störungen allein einen so bedeutenden Einfluß nicht wohl haben können. Indessen sind wir nicht imstande, eine Erklärung dafür zu geben. Aus der Kant-Laplaceschen Nebelhypothese lassen sich, wie wir später sehen werden, nur die wesentlichsten Züge und allgemeinsten Eigenschaften des Planetensystems überhaupt mit einiger Wahrscheinlichkeit erklären; Abweichungen aber von diesen Grundzügen, wie sie gerade das Heer der kleinen Planeten uns fast als Regel aufweist, liegen zur Zeit noch außerhalb des Bereichs unserer Erkenntnis.

Zum Schluß seien noch einige kurze Angaben über den bei weitem interessantesten der kleinen Planeten, Eros, gemacht, welcher, wie wir bereits früher (S. 193) sahen, für die Bestimmung der Sonnenparallaxe die größte Bedeutung hat. Derselbe wurde am 13. August 1898 von Witt in Berlin auf photographischem Wege aufgefunden, aber nachdem einmal seine Bahn bekannt war, konnte Pickering zeigen, daß er schon 1893, 1894, 1896 auf den Aufnahmen des Harvard College vorhanden war. Die Berechnung der Bahn ergab nun als völlig unerwartetes Resultat, daß die mittlere Entfernung des Planeten von der Sonne nur 1.46 Erdbahnhalmmesser ist, also kleiner als die des Mars (1.52). Diese geringe Distanz, sowie die verhältnismäßig große Exzentrizität (0.22) und das nahe Zusammenfallen des Perihels mit dem absteigenden Knoten sind Veranlassung, daß Eros der Erde im günstigsten Falle (1894, 1931) bis auf 21.7 Millionen Kilometer nahe kommen kann, während seine größte Entfernung bis auf 419 Millionen Kilometer steigt. Infolge dieser großen Distanzänderungen schwankt auch die Helligkeit des Planeten, der in mittlerer Entfernung 9.7^{ter} Größe ist, so stark, daß er im günstigsten Falle mit bloßem Auge, im ungünstigsten dagegen kaum mit den größten Fernrohren gesehen werden kann. Sein Durchmesser ist auf Grund photometrischer Beobachtungen auf etwa 16 Kilometer geschätzt worden; über seine Achsendrehung, welche die bereits oben erwähnten kurzperiodischen Lichtschwankungen anzeigen sollten, hat man noch nichts Sicheres feststellen können.

groß.

*Mittl. Entfernung
als 1.46 Erdbahnhalm-
messer.*

8. Jupiter und seine Satelliten.

Jupiter (J), der »Riesenplanet« unseres Systems, überragt an Masse ($\frac{1}{1047}$ der Sonnenmasse) bei weitem die Massen aller anderen Planeten zusammengenommen. Sein mittlerer Durchmesser beträgt etwa 139000 km; indessen übertrifft, infolge der großen Abplattung von $\frac{1}{14}$, der Äquatorialdurchmesser den polaren um 10000 km. Sein Volumen ist etwa 1300mal so groß als das der Erde. Da aber seine Masse die der Erde nur 310mal übertrifft, so folgt, daß sein spezifisches Gewicht erheblich geringer und nur wenig größer als das des Wassers ist, nämlich nur 1.4. Wegen der Exzentrizität seiner Bahn schwanken die Sonnenabstände um den mittleren (778 Millionen Kilometer) zwischen 744 und 812 Millionen Kilometer. Seine siderische Umlaufzeit ist 50 Tage geringer als 12 Jahre.

Man erkennt Jupiter leicht an seinem ruhig glänzenden, weißen Lichte, welches das aller anderen Planeten, mit einziger Ausnahme der Venus, überstrahlt, und er hat in der mittleren Opposition die Größe (2.2*). Die Schwankungen der Helligkeit infolge der wechselnden Entfernungen sind nur gering, und diejenigen, welche von der Phase herühren, die im Maximum nur 12 Grad erreichen kann, sind unmerklich. Um seine Auffindung zu erleichtern, geben wir im folgenden die Zeiten der nächsten Oppositionen: 1904 Okt. 18, 1905 Nov. 23, 1906 Dez. 28. In jedem folgenden Jahre fällt die Opposition $1\frac{1}{4}$ Monate später, da Jupiter in dieser Zeit ($13\frac{1}{4}$ Monate) um soviel weiter nach Osten gerückt ist. Die synodische Umlaufzeit beträgt demnach etwa 38 Tage über ein Erdjahr.

Mit Ausnahme von Sonne und Mond ist kein Körper unseres Systems so andauernd und sorgfältig beobachtet worden wie Jupiter. Im Gegensatz zu Mars zeigt seine Oberfläche keine unveränderlich dauernden Gestaltungen, und es ist daher auch die Konstruktion einer Karte des Jupiter unmöglich. Das Aussehen der Oberfläche variiert vielmehr fortwährend und zeigt selbst in kürzeren Zeiträumen oft erhebliche Verschiedenheiten. Schon früh erwähnen Beobachter helle und dunkle Streifen, welche die Oberfläche etwa in der Richtung des Jupitersäquators durchziehen, und es waren wesentlich nur zwei bekannt, einer nördlich, der andere südlich vom Äquator, die als charakteristisches Merkmal der Jupitersscheibe galten. Genauere Untersuchungen mit den stärkeren Fernrohren der neueren Zeit haben nun gezeigt, daß diese sogenannten Äquatorialstreifen von weit verwickelterer Struktur sind, als früher vermutet wurde, und daß sie aus einer großen Zahl schichtwolkenähnlicher, sehr

*) Eine nähere Erklärung dieser Bezeichnungsweise für die Größe findet sich in dem Abschnitt »Zahl, Helligkeit und Farbe der Sterne«.



Fig. 147. Jupiter 1878 bis 1881 nach O. Lohse (Potsdam).

1.) 1878 Mai 6. $15^{\text{h}} 55^{\text{m}}$; 2.) Juni 2. $14^{\text{h}} 33^{\text{m}}$; 3.) Juni 21. $13^{\text{h}} 38^{\text{m}}$; 4.) 1879 Juni 5. $15^{\text{h}} 8^{\text{m}}$; 5.) Sept. 18. $8^{\text{h}} 34^{\text{m}}$; 6.) Okt. 8. $11^{\text{h}} 12^{\text{m}}$; 7.) 1880 Aug. 5. $14^{\text{h}} 29^{\text{m}}$; 8.) Okt. 17. $8^{\text{h}} 53^{\text{m}}$; 9.) Nov. 2. $11^{\text{h}} 7^{\text{m}}$; 10.) Dez. 22. $4^{\text{h}} 58^{\text{m}}$; 11.) 1881 Jan. 3. $6^{\text{h}} 52^{\text{m}}$; 12.) Febr. 14. $7^{\text{h}} 11^{\text{m}}$.

Meranulof,
by. P. in
Horif. Ben
Janse.

verschiedenartiger Formen bestehen (vergl. Fig. 147). Diese Gebilde, wie die gleichfalls auch in anderen Teilen der Jupitersoberfläche häufig wahrgenommenen, mehr haufenwolkenähnlichen, verändern sich so schnell, daß die Oberfläche des Planeten kaum in zwei aufeinander folgenden Nächten das gleiche Aussehen hat. Im allgemeinen ist die südliche Hemisphäre des Jupiter größeren Veränderungen unterworfen als die nördliche. In bezug auf die Lage der dunklen, dem Äquator parallelen Streifen, von denen man in besseren Fernrohren 5 bis 6 erkennen kann, herrscht größere Konstanz; sie halten sich oft auf Jahre hinaus unverändert.

Robert Hand.

Die Farbe dieser Streifen ist meist rötlichbraun, doch kommen auch dunklere Tönungen vor. Die Färbung unterliegt fortwährenden Änderungen. Die Äquatorgegenden mit ihren Streifen und Flecken sind oft von einer fast rosigen Färbung, und diese Färbung ist mitunter so stark ausgeprägt, daß sie selbst dem oberflächlichsten Beobachter auffällt, während zu anderen Zeiten wiederum kaum eine Spur derselben wahrzunehmen ist. So wurde z. B. seit 1878 in der südlichen Hemisphäre ein großer, fast ovaler, von hellem Rande umgebener und auffallend rot gefärbter Fleck von etwa 41000 km Länge und 14000 km Breite beobachtet, der allmählichen Veränderungen unterworfen war. Gegenwärtig ist dieser Fleck noch sichtbar; er ist aber sehr verblaßt und keine auffallende Erscheinung mehr. Immerhin ist es beachtenswert, daß sich der Fleck nun schon 27 Jahre erhalten hat.

Nicht selten bemerkt man Flecke auf der Oberfläche, welche beständiger als die gewöhnlichen, in den Streifen auffallenden Punkte sind und so das Mittel zur genäherten Bestimmung der Rotationsdauer des Jupiter gegeben haben. Gewöhnlich sind diese Flecke dunkel; aber in einzelnen Fällen zeigen sich auch helle, runde, kleine Flecke, ähnlich wie die Satelliten, die häufig hell erscheinen, wenn sie vor der Jupiterscheibe stehen.

Mafolys d'iff
Admufj.

Aus der Veränderlichkeit der Streifen und nahezu aller auf dem Jupiter sichtbaren Bildungen folgt, daß das, was wir vom Planeten sehen, nicht die Oberfläche eines festen Kernes ist, sondern die äußere Schicht dampf- und wolkenähnlicher Formationen, welche die ganze Oberfläche bedecken. Aller Wahrscheinlichkeit nach ist der Planet von einer mächtigen und dichten Atmosphäre umgeben, durch welche das Licht wegen enormer Massen von Wolken und Dämpfen nur sehr geschwächt dringen kann. In der Anordnung dieser Wolken zu den dem Äquator parallelen Streifen und in dem Wechsel ihrer Formen mit der Breite (in der Nähe der Pole finden sich meist nur zarte oder gar keine Streifen) könnte man etwas den Wolken- und Regenzoneen unserer Erde Analoges finden. In

den letzten Jahren ist indessen darauf aufmerksam gemacht worden, daß die physische Beschaffenheit des Planeten eine gewisse Ähnlichkeit mit der der Sonne zu haben scheint.

Ähnlich der Sonne ist nämlich Jupiter in der Mitte heller als an den Rändern. Dies zeigt sich sehr auffallend bei den Vortübergängen der Satelliten vor der Scheibe, die am Rande hell auf dunklerem Grunde, in der Mitte dagegen dunkel erscheinen, wenn sie sich auf die helleren Teile der Planetenoberfläche projizieren. Diese Lichtabnahme nach dem Rande mag daher rühren, daß das Licht nahe dem Rande eine größere Schicht einer gasartigen Umhüllung durchsetzt und so durch Absorption schwächer wird. Die Existenz einer derartigen atmosphärischen Hülle wird durch Wahrnehmungen bei Fixsternbedeckungen bestätigt, wo eine allmähliche Lichtabnahme und gleichsam ein Eintreten des Sternes in die Jupitersscheibe beobachtet worden ist, ebenso durch die Formveränderung, welche das Scheibchen des III. Satelliten erleidet, wenn derselbe vom Jupiter bedeckt wird. Der hohe Albedowert (0.6) würde dagegen darauf hindeuten, daß das Sonnenlicht, welches von den Wolken in der Jupiteratmosphäre reflektiert wird, keine starke Schwächung durch diese Atmosphäre erleidet.

Das Innere des Jupiter scheint der Sitz einer lebhaften, durch hohe Wärme bedingten Tätigkeit zu sein, ähnlich wie bei der Sonne. Es wird dies durch die auf seiner Oberfläche vor sich gehenden rapiden Bewegungen wahrscheinlich, welche das Aussehen der Scheibe oft in wenigen Stunden merkbar verändern. Bedenkt man, daß in der Jupitersentfernung eine Bogensekunde einer linearen Ausdehnung von etwa 3000 km entspricht, und daß andererseits die Intensität der Wirkungen von Licht und Wärme der Sonne auf Jupiter nur etwa ein Dreißigstel von der auf der Erde beträgt, so läßt sich kaum annehmen, daß so außerordentliche Kräfte, die gewaltige Massen in einer Stunde Tausende von Kilometern weit führen, in der Sonnenwärme ihren Grund haben sollten. Es ist daher wahrscheinlich, daß Jupiter noch nicht wie unsere Erde von einer festen Kruste bedeckt, sondern daß ein noch heißer und dabei nicht zu ausgedehnter Kern von einer mächtigen Hülle dichter Gase oder Dämpfe umgeben ist. Es steht dies in Einklang mit den oben erwähnten optischen Erscheinungen, sowie mit der geringen Dichte, die nur $\frac{1}{4}$ von der der Erde beträgt.

Wegen einer solchen physischen Beschaffenheit kann die Rotationsdauer des Jupiter nicht in der Weise und Schärfe wie die des Mars oder die der Erde bestimmt werden, denn es ist demnach nicht nur möglich, sondern es ist in der Tat auch häufig beobachtet worden, daß die Flecke eine eigene Bewegung außer der Rotationsbewegung besitzen. Zu manchen

Abstrahl.

Fixsternbed.

Lebhaft.

Abstrahl. und

Jup.

große Wärme

ring

Rotation.

ihre eigene

Bew.

Zeiten sind indessen Flecke von großer Beständigkeit der Form und Dauer sichtbar gewesen und zur Bestimmung der Rotationsdauer benutzt worden. Die Zahl der Bestimmungen der Rotationszeit des Jupiter ist eine enorm große, die Werte schwanken zwischen $9^h 50^m$ (Cassini 1692) und $9^h 56^m$. Neuere Beobachtungen, auch mit dem Spektrographen*), lassen es als gesichert erscheinen, daß die Rotation am Äquator schneller, und zwar in $9^h 50^m 5$, von statten geht, als in höheren Breiten, ohne daß aber eine solche Gesetzmäßigkeit wie auf der Sonne vorhanden wäre. Die Untersuchungen von Lohse über die Rotationsbewegung des roten Flecks haben ergeben, daß der Fleck nicht dauernd mit einem Punkte des inneren, gleichförmig rotierenden Kerns im Zusammenhang geblieben sein kann. Damit ist jedoch nicht ausgeschlossen, daß der Fleck, wie mehrere Jupitersbeobachter annehmen, eruptiven Ursprunges ist. Die Umdrehungsgeschwindigkeit des Flecks ist gegenwärtig $9^h 55^m 40^s$. Zur Zeit der Auffindung des Flecks im Jahre 1878 war die Geschwindigkeit merklich größer und entsprach einer um etwa 7^s geringeren Rotationszeit. Diese Differenz von 7^s würde aber in $5\frac{3}{4}$ Jahren schon einem jovizentrischen Längenunterschiede von nahezu 360° entsprechen. Der Äquator des Jupiter ist nur wenig gegen seine Bahnebene geneigt (3°), so daß Jahreszeiten, wie bei uns auf der Erde, dort nicht vorhanden sind.

Nach den Untersuchungen von Huggins, Vogel und anderen zeigt das Jupitersspektrum eine nahezu völlige Übereinstimmung mit dem der Sonne. Nur in den weniger brechbaren Teilen des Jupitersspektrums treten die tellurischen Banden des Wasserdampfes zu beiden Seiten der D-Linien sehr deutlich hervor, auch wenn bei hohem Stande des Jupiter der Einfluß unserer Atmosphäre nicht mehr merkbar sein kann. Außerdem tritt aber eine für das Jupitersspektrum charakteristische Absorptionsbande im Rot ($\lambda 6180$) sehr stark hervor. Vogel läßt unentschieden, ob ein in der Atmosphäre des Jupiter vorhandener Stoff diese Absorptionsbande hervorruft, oder ob ihr Entstehen auf ein anderes Mischungsverhältnis der Gase als in unserer Erdatmosphäre zurückzuführen sei. Er glaubt übrigens, daß die beträchtlichen, regelmäßigen wie unregelmäßigen Veränderungen, denen die Jupitersatmosphäre in längeren Zeiträumen offenbar unterworfen ist, sich auch bis zu einem gewissen Grade in seinem Spektrum zeigen

*) Aus der Größe des Jupiter und der Umdrehungsgeschwindigkeit läßt sich leicht ableiten, daß die Bewegung eines Punktes des Jupitersäquators $12\frac{1}{2}$ km in der Sekunde beträgt. Stellt man nun den Spalt eines Spektroskops dem Jupitersäquator parallel, so erscheinen infolge der großen Rotationsgeschwindigkeit die Linien im Spektrum des Planeten unter einer sehr merkbaren Neigung gegen die Längsausdehnung des Spektrums, aus welcher man umgekehrt die Umdrehungsgeschwindigkeit ableiten kann.

werden. Die spektralanalytischen Beobachtungen machen es außerdem sehr wahrscheinlich, daß man die dunklen Partien auf dem Jupiter, die Streifen und Flecke, als Öffnungen in dem dichten Wolkenschleier, der den Planeten umgibt, anzusehen hat. Durch dieselben gelangt das Sonnenlicht in größere Tiefen und wird aus größeren Tiefen zurückreflektiert; zu dieser Ansicht wird man dadurch geführt, daß die brechbareren Teile des Spektrums eine erheblich stärkere allgemeine Absorption erleiden (durch welche die rötliche Färbung hervorgebracht wird) und außerdem die charakteristischen Banden im Rot stärker in dem Spektrum der dunkleren Partien hervortreten als in dem der helleren.

Die Jupiters-Satelliten. Eine der frühesten teleskopischen Entdeckungen Galileis war die der vier hellen, den Jupiter umkreisenden Trabanten, die mit ihm gleichsam ein Miniaturbild des Sonnensystems darstellen. Wie im Falle der Sonnenflecke wurde auch diese Entdeckung mit ungläubigem Lächeln seitens derer aufgenommen, die an die Unfehlbarkeit des Aristoteles allein glaubten. Einer jener Philosophen — Clavius — änderte freilich seine Meinung, als er die Trabanten mit eigenen Augen sah. Ein anderer aber, vielleicht vorsichtiger, verweigerte es, sich durch den Augenschein überzeugen zu lassen; als er kurz darauf starb, meinte Galilei sarkastisch: »Ich hoffe, daß er sie auf seinem Wege zum Himmel gesehen hat.«

Ein sehr kleines Fernrohr, ja schon ein gutes Opernglas genügt, diese Körper zu zeigen. Es sind sogar Fälle konstatiert worden, wo einzelne, mit ungewöhnlich scharfen Augen begabte Menschen den einen oder den anderen ohne jedes künstliche Hilfsmittel wahrgenommen haben. Die Schwierigkeit, sie zu sehen, liegt nicht in ihrer geringen Helligkeit — diese kommt bei dem dritten, hellsten Trabanten einem Stern 5.6. Größe gleich — sondern nur an der Nähe des sie stark überstrahlenden Jupiter, von welchem sich auch der vierte Mond nicht weiter als 14 Bogenminuten entfernen kann.

Ein gutes Fernrohr zeigt mit hinreichender Vergrößerung die Trabanten als kleine Scheibchen von 0'9 bis 1'5 Durchmesser. Die wahren Durchmesser liegen etwa zwischen 3300 und 5700 Kilometern; der größte Trabant ist der dritte, der kleinste, dem Erdmond ungefähr gleichkommende, der zweite. Man hielt lange Zeit diese vier Monde für die einzigen des Jupiter, daher erregte es besonderes Interesse, als Barnard im Jahre 1892 einen fünften Mond entdeckte. Dieser äußerst schwache und kleine (160 km Durchmesser) Körper umkreist in einem Abstände von nur 181000 km in etwas weniger als 12^h den Jupiter, und die Störungen seiner Bahn durch die ellipsoidale Gestalt des Planeten sind so beträchtlich, daß die Apisdenlinie in weniger als einem Jahre einen vollen Umlauf macht.

*Nagl. N. 724
L. 1911.*

*Jerrine 1905
Lich-Observat.*

*6. 2. 7. Dählb.
publ. 1911.*

Das Licht der vier älteren Trabanten unterliegt merkwürdigen und besonders bei den drei innern unregelmäßigen Veränderungen. Die regelmäßigsten Änderungen scheint der vierte Trabant zu zeigen; für diesen ist danach die Gleichheit von Rotations- und Revolutionsdauer, wie beim Erdmonde, wahrscheinlich. Dieser vierte Trabant hat außerdem ein so kleines Lichtreflexionsvermögen, daß er darin unserem Monde nahezu gleich zu sein scheint. Er ist bei Vorübergängen vor der hellen Jupitersscheibe stets als ein dunkler Fleck sichtbar, während die anderen im gleichen Falle auf den Stellen mittlerer Helligkeit der Planetenoberfläche häufig ganz verschwinden. In neuester Zeit hat man angeblich Flecke auf den Oberflächen der Monde beobachtet, ja man will sogar Gestaltänderungen der Monde bemerkt haben, als ob diese unregelmäßige, kantige Körper wären, doch sind diese Beobachtungen wohl mit Recht starken Zweifeln begegnet.

Der fünfte Trabant gleicht einem Sterne 13. Größe und ist eines der am schwierigsten wahrzunehmenden Objekte des ganzen Planetensystems.

Die Bahnen der vier ersten Trabanten sind nahezu kreisförmig und nur wenig gegen den Äquator des Jupiter geneigt, die Umlaufzeiten sind bezw. $1^d 18^h$, $3^d 13^h$, $7^d 4^h$, $16^d 17^h$.

Die Jupiterssatelliten bieten dem Mathematiker, welcher die Wirkung ihrer gegenseitigen Anziehung zu berechnen unternimmt, Probleme von großer Schwierigkeit. Die säkularen Änderungen ihrer Bahnen sind so bedeutend, daß die bei den Planeten anwendbaren Methoden hier nicht ohne wesentliche Modifikationen benutzt werden können. Die merkwürdigste und interessanteste Wirkung ihrer gegenseitigen Anziehung liegt in dem Zusammenhang, welcher zwischen den Bewegungen der drei inneren Trabanten stattfindet. Die folgenden beiden Gesetze drücken diesen Zusammenhang aus:

1) Die mittlere Bewegung des ersten Satelliten plus zweimal der mittleren Bewegung des dritten ist genau gleich dreimal der mittleren Bewegung des zweiten.

2) Die mittlere Länge des ersten Satelliten plus zweimal der mittleren Länge des dritten ist genau gleich dreimal der mittleren Länge des zweiten vermehrt um 180° .

Die Beobachtung zeigte diese merkwürdigen Beziehungen schon sehr zeitig; daß dieselben aber nicht nur ein Werk des Zufalls sind, sondern auf einem wirklichen Naturgesetze beruhen, bewies erst Laplace.

Über die Verfinsterungen der Trabanten beim Durchgang durch den Schatten des Jupiter, und wie diese zur Bestimmung der Lichtgeschwindigkeit sowie zur genäherten Ermittlung von Längendifferenzen dienen können, haben wir schon früher einiges gesagt (vergl. Seite 178 und 215). Sowohl

*Zufalls
& Irrlichter.*

die Verfinsterungen wie auch die Vorübergänge der Trabanten vor der Jupitersscheibe bieten interessante Daten für die Beobachtung, und diese Erscheinungen werden deshalb häufig und mit Nutzen auch von Liebhabern der Astronomie, die nur über kleine Fernrohre verfügen, verfolgt. Auch die photometrische Beobachtung der Verfinsterungen, sowie die der Trabanten selbst kann als sehr wertvoll und nützlich anempfohlen werden. In den astronomischen Ephemeriden finden sich zur Erleichterung der Beobachtungen die Zeiten angegeben, zu welchen die betreffenden Ereignisse für die verschiedenen Trabanten eintreten.

9. Saturn, seine Ringe und seine Satelliten.

Saturn (♄), der sechste der alten Planeten in der Entfernung von der Sonne, ist nach Masse ($\frac{1}{3501}$ der Sonnenmasse) und Größe der zweite; und obschon er noch nicht $\frac{1}{3}$ der Jupitersmasse erreicht, so übertrifft er doch die sechs Planeten, die kleiner als er sind, um etwa das Zweifache an Masse. Um die Sonne läuft er in mäßig exzentrischer Bahn in $29\frac{1}{2}$ Jahren, bei einem mittleren Abstände von über 1400 Millionen Kilometern. Durch seine Ringe und die neun ihn umkreisenden Trabanten wird der Saturn zum eigentümlichsten und prächtigsten Objekt des Sonnensystems.

Ahnlich wie Jupiter ist der Hauptkörper des Saturn ein abgeplattetes Rotationsellipsoid, dessen Achsen etwa im Verhältnis von 10:9 stehen; die Abplattung ($\frac{1}{10}$) ist also noch stärker als beim Jupiter. Der Äquatorialdurchmesser beträgt über 118000 km, der Polardurchmesser dagegen nur 106000 km.

Die Helligkeit des Saturn ist, je nachdem wir mehr oder weniger auf die Ringfläche sehen, eine sehr verschiedene; durchschnittlich leuchtet er aber mit etwas mattem, gelblichen Lichte wie ein Stern 1. Größe. Bei weit geöffnetem Ringe und besonders günstiger Opposition ist er etwa 0. Größe, bei verschwundenem Ringe und gleichzeitiger Nähe der Konjunktion dagegen nur 1.5. Größe. Der Unterschied in der Helligkeit Saturns bei weitgeöffnetem und bei verschwindendem Ringe beträgt etwa eine Größenklasse. Die Untersuchungen von Müller haben einen merklichen Einfluß der Phase gezeigt, obgleich der größte mögliche Phasenwinkel nur etwa 6° beträgt. Dieser Einfluß wird durch eine von Seeliger aufgestellte Theorie vollständig erklärt; wir werden später noch auf sie zu sprechen kommen. Die Albedo ist 0.7, also eine sehr hohe.

Die Zeiten der Opposition des Saturn sind für die nächsten Jahre:
 1904 Aug. 10, 1905 Aug. 22, 1906 Sept. 4, 1907 Sept. 17;
 sie fallen somit in jedem folgenden Jahr um etwa 13 Tage später.

klamm.

1/3501

3 1/2 Jup.

Geplatt.
10:9

Größe
0 - 1,5

Die physische Beschaffenheit des Saturn scheint der des Jupiter sehr ähnlich zu sein, kann aber, da der Planet doppelt so weit von der Erde entfernt ist, nicht so gut erforscht werden. Je weiter ein Objekt von der Sonne steht, desto schwächer ist es beleuchtet, und je weiter von der Erde, desto kleiner erscheint es; aus beiden Gründen bietet die Untersuchung der entfernteren Planeten Schwierigkeiten. Die Scheibe des Saturn, welche nach dem Rande zu dunkler ist, erscheint unter günstigen Bedingungen und bei hinreichend starker Vergrößerung von zarten, wolkenartigen Streifen durchzogen, und besonders leicht erkennt man zwei oder mehr schwache Streifen in der Gegend des Äquators und diesem parallel

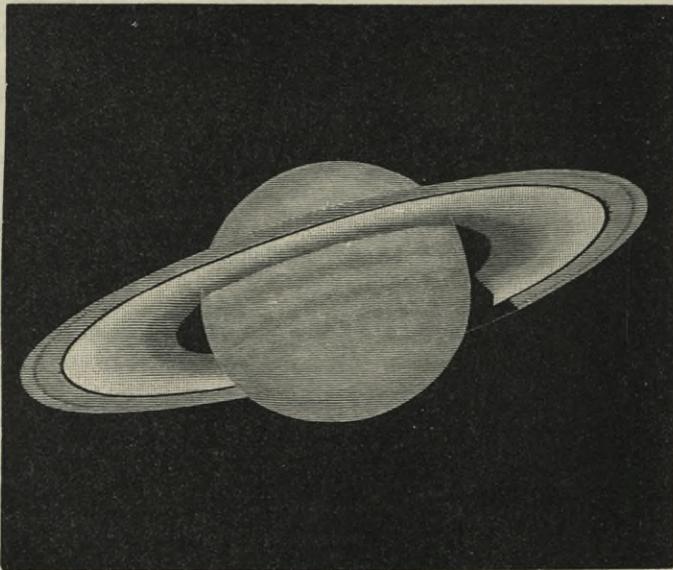


Fig. 148. Saturn 1875 Sept. nach Trouvelot in Washington.

(siehe Fig. 148). Wie beim Jupiter ändern diese Streifen ihr Aussehen von Zeit zu Zeit; sie sind aber schwach und haben so unbestimmte Begrenzungen, daß die Veränderungen nicht leicht verfolgt werden können. Es ist daher im allgemeinen schwer zu sagen, ob wir in verschiedenen Nächten denselben Anblick der Saturnsoberfläche haben oder nicht, und ebenso bieten sich Gelegenheiten zur Bestimmung seiner Rotationsdauer nur sehr selten.

Die erste, durch das Auftreten und längere Verweilen eines gut begrenzten Flecks gegebene Gelegenheit fand zu W. Herschels Zeit statt, und dieser Beobachter bestimmte durch Verfolgung des Flecks während

mehrerer Wochen die Rotationszeit Saturns zu $10^h 16^m 0^s$ *). Seit jener Zeit sind nur wenige Versuche zur Bestimmung der Umdrehungsdauer gemacht worden, und erst im Dezember 1876 bot das Erscheinen eines glänzenden weißen Flecks nahe dem Äquator des Planeten dem Washingtoner Astronomen Hall und anderen Gelegenheit zur Ermittlung dieser Größe. Aus zahlreichen Beobachtungen fand Hall in ziemlich naher Übereinstimmung mit Herschel $10^h 14^m 24^s$. Ebenso wie bei Jupiter läßt sich aber nicht entscheiden, ob dies die wahre Umdrehungszeit Saturns ist, da der Fleck möglicherweise, wenn er sich in höheren Schichten einer Atmosphäre befand, eine Eigenbewegung besessen hat. Er machte übrigens den Eindruck, als wäre eine enorme weißglühende Masse plötzlich aus dem Innern des Planeten hervorgebrochen. Allmählich breitete er sich zu einem langen hellen Streifen aus, dessen hellster, von Hall beobachteter Punkt nahe dem in Rektaszension folgenden Ende lag. Er blieb bis Januar 1877 sichtbar, wurde dann aber schwach und schlecht begrenzt und konnte auch, da die Sonne dem Planeten zu nahe rückte, nicht mehr verfolgt werden. Besonders schöne, helle und dunkle Flecke zeigten sich auch 1903 auf der Nordhalbkugel des Saturn, und da sie sehr eifrig beobachtet wurden, konnte man hoffen, einen sicheren Wert für die Rotationszeit des Planeten zu erhalten. Diese Flecke waren indessen zum Teil in Gestalt, Lage und Helligkeit veränderlich, so daß sie den Eindruck einer großen atmosphärischen Störung machten. Aus einer Zusammenfassung aller Beobachtungen folgte $10^h 38^m$, also ein von früheren Bestimmungen ziemlich abweichender Wert, für die Rotationszeit. Man muß daher sagen, daß auch heute noch keine völlige Sicherheit über dieses Element erreicht ist, und daß auch die Frage, ob die verschiedenen Zonen der Saturnskugel verschiedene Rotationszeiten besitzen, was wahrscheinlich zu sein scheint, noch ungeklärt ist. Sind die auf Jupiter und Saturn beobachteten Flecke überhaupt nur atmosphärische Gebilde, so kann die Rotationszeit der Planeten selbst nicht genau gefunden werden, es ist aber dann auch die Verschiedenheit der bisher beobachteten Werte nichts Auffallendes. Spektrographische Aufnahmen ergaben, was zum Schluß noch bemerkt werden soll, die Rotation zu $10^h 14^m 6^s$.

Der Äquator des Planeten macht mit der Bahnebene einen Winkel von 27° , so daß Jahreszeiten, wie auf der Erde, vorhanden sein müssen. Infolge der großen Entfernung erhält Saturn von der Sonne nur $\frac{1}{90}$ der Wärme und des Lichts, welche wir auf der Erde haben. Auch für diesen Planeten ist es nicht unwahrscheinlich, daß er noch heiß und in nicht

*) Irrtümlich geben manche Schriftsteller noch $10^h 29^m 17^s$ als Herschels Resultat; es ist dies vielmehr der Wert, den Laplace für die Rotationsdauer des Ringes anführt.

10
Rotation
10 h. 16 m 0 s

10 h 14 m 24 s

10 h 38 m

10 h 14 m 6 s

Äqf.: 27°

ad II.

festem Zustande ist, zumal seine Dichtigkeit nur $\frac{1}{8}$ der Erddichte, d. h. $\frac{2}{3}$ der Dichte des Wassers ist.

Im Spektrum des Saturn finden sich alle Linien des Sonnenspektrums; außerdem beobachteten Vogel und später Keeler im Rot und Orange dunkle (Absorptions-)Bänder, ganz ähnlich wie beim Jupiter. Aus dieser Übereinstimmung der Spektren beider Planeten läßt sich auf ähnliche physische Beschaffenheit schließen. Sehr bemerkenswert ist es, daß nach Vogel das Spektrum des Saturnsringses das charakteristische Band im Rot (λ 6180) nicht zeigt, woraus für die Ringe die Abwesenheit einer absorbierenden Atmosphäre folgen würde, eine Beobachtung, die von Keeler mit dem großen Refraktor der Lick-Sternwarte, sowie durch die neuesten Spektralphotographien vom Yerkes- und vom Lowellobservatorium bestätigt worden ist.

Die Ringe des Saturn. Die merkwürdigste Erscheinung am Saturn und im ganzen Sonnensystem sind die Ringe, welche diesen Planeten umgeben. Für die Beobachter der frühesten Zeit, welche mit ihren schwachen teleskopischen Hilfsmitteln die Ringe nicht genau erkennen konnten, bildeten dieselben eine Quelle großer Verwirrung und Meinungsverschiedenheit. Galilei beschrieb 1610 den Planeten als dreifach, eine große Kugel mit zwei kleinen an jeder Seite (vergl. I Fig. 149). Nach ein- bis zweijähriger Beobachtung war er sehr erstaunt, zu finden, daß die kleinen Anhängsel gänzlich verschwunden waren, und daß Saturn eine einfache runde Kugel wie die übrigen Planeten geworden war. Seine Bestürzung wurde noch durch die unter diesen Umständen nicht unnatürliche Furcht erhöht, daß die früher wahrgenommene sonderbare Form irgend einem optischen Mangel oder Fehler seines Fernrohrs entsprungen sei. Es wird sogar behauptet, sein Ärger über die vermeintliche Täuschung sei so groß gewesen, daß er niemals wieder nach dem Saturn geblickt habe.

Wenige Jahre genügten anderen, mit besseren Fernrohren versehenen Beobachtern, um zu zeigen, daß die sonderbare Form keine Täuschung, sondern daß sie wirklich war, sich aber von Zeit zu Zeit änderte. Die nachstehende Fig. 149 enthält (nach Huygens Systema Saturnium) eine Reihe von Darstellungen aus jener ersten Zeit teleskopischer Beobachtung: I von Galilei (1610); II von Chr. Scheiner (1614), die dem Saturn gleichsam »Ohren« gibt; III von Riccioli (1640 und 1643); IV bis VII von Hevel (VII 1646), die schon die durch verschiedene Stellung der Ringe gegen die Gesichtslinie verursachten Veränderungen andeuten; VIII und IX wieder von Riccioli zwischen 1647 und 1650, als die Ringe am weitesten geöffnet erschienen; X von einem Jesuiten mit dem Pseudonym Eustachius de Divinis (1646 bis 1648); XI von Fontana; XII von Gassendi und Blancanus; XIII endlich von Riccioli (1644 und 1645). —

Ring. Linie
Abw. d. R.

Partien d. R.
Länder im Rot.

a
Größte Kugel

Galilei
Kugeln

Vergleicht man diese Bilder mit dem tatsächlichen Aussehen des Saturn und seiner Ringe, so sieht man, daß einige Beobachter der Erkenntnis der wirklichen Form sehr nahe kamen, obschon niemand von ihnen die wahre Natur des sonderbaren Anhängsels ahnte.

Huygens gelang endlich die Lösung des Rätsels. Als er im März und April 1655 Saturn untersuchte, sah er statt der henkelartigen Ansätze einen langen schmalen Arm zu jeder Seite des Planeten. Im nächsten Frühjahr war dieser Arm verschwunden, und der Planet erschien so voll-

*Huygens
1656.*

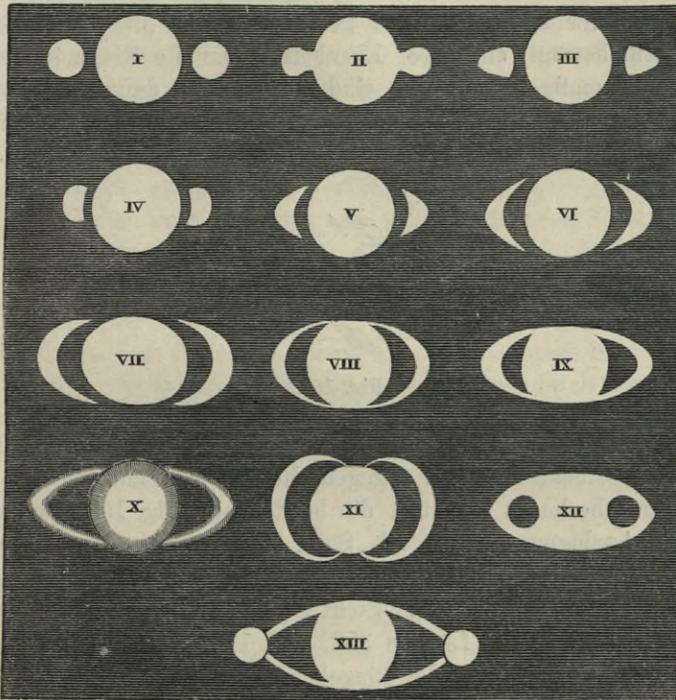


Fig. 149. Darstellung des Saturn aus dem 17. Jahrhundert.

kommen rund, wie ihn Galilei 1612 gesehen hatte. Im Oktober 1656 waren die Henkel dagegen wieder erschienen, gerade wie er sie 1 $\frac{1}{2}$ Jahre früher gesehen hatte. Seinem scharfsinnigen und mathematisch geschulten Geiste genügte diese Art des Verschwindens und Wiedererscheinens der Henkel, um die Ursache der sonderbaren Formveränderung zu finden. Aber er erwartete erst von zukünftigen Beobachtungen die volle Bestätigung und teilte nur befreundeten Astronomen seine Ansicht in dem folgenden Anagramm mit, welches sich ohne weitere Erklärung am Schlusse seiner kleinen Schrift über die Entdeckung des ersten (hellsten) Saturnstrabanten findet:

aaaaaa ccccc d eeeee g h iiiiii llll mm nnnnnnnn oooo pp q rr
s tttt uuuu,

welches, richtig gelesen, heißt:

Annulo cingitur, tenui, plano, nusquam cohaerente, ad eclipticam inclinato (er wird von einem dünnen, ebenen, nirgends [mit Saturn] zusammenhängenden, gegen die Ekliptik geneigten Ringe umgürtet).

Diese Beschreibung ist auffallend genau und vollständig und befähigte Huygens, eine genügende Erklärung der verschiedenen Phasen, die er und andere an den Ringen wahrgenommen hatten, zu geben.

Wegen ihrer außerordentlich geringen Dicke (die vermutlich noch nicht 100 km beträgt) und ihrer Ebenheit waren die Ringe in den Fernrohren der damaligen Zeit und sind sie auch in den meisten jetzigen vollkommen unsichtbar, sobald die verlängerte Ringebene durch die Sonne geht. Dies geschieht zweimal bei jedem Saturnsumlauf, und ebenso zeigen

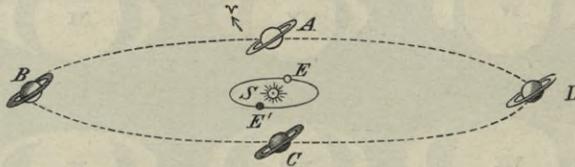


Fig. 150.

sie sich zweimal dem Auge in ihrer weitesten Öffnung, die der Neigung von 28° der Ebene der Ringe gegen die Ekliptik entspricht. Die Erscheinungen überhaupt erläutert die beistehende Fig. 150, die gewissermaßen ein Analogon der Fig. 19, Seite 55 ist, indem der Neigung des Erdäquators gegen die Ekliptik dort, die Neigung der Ringebene gegen die Ekliptik hier entspricht*). Steht Saturn in den Punkten A und C seiner Bahn oder in den Längen 352° und 172° (im Sternbild der Fische bzw. des Löwen), so geht die Ringebene verlängert durch die Sonne S. Die Ringe sind dann, da sie ihre Kante gegen die Sonne kehren, unsichtbar oder höchstens in den stärksten Fernrohren als äußerst feine Lichtlinie wahrzunehmen. Steht der Planet dagegen in den Punkten B und D oder in den Längen 82° und 262° (zwischen Stier und Zwillingen bzw. im Schützen), so erscheinen die Ringe, der konstanten Neigung von 28°

*) Der Ausdruck $b = \sin i \sin \omega$ stellt die Gestaltänderungen der Saturnringe in genäherter Weise dar; b ist hier die halbe kleine Achse der Ringellipse in Teilen der halben großen Achse; i die Neigung gegen die Ekliptik, ω die Länge des Knotens weniger der heliozentrischen oder geozentrischen Länge des Saturn, je nachdem man die von seiner Lage zur Sonne oder zur Erde herrührenden Erscheinungen untersuchen will; b wird Null, oder der Ring verschwindet, wenn $\omega = 0$ oder $= 180^\circ$.

gegen die Ekliptik entsprechend, am weitesten geöffnet, und zwar sieht der Beobachter bei der Stellung *B* die südliche Fläche, bei der Stellung *D* die nördliche. Zwischen je zwei solchen Phasen, Unsichtbarkeit und weitester Öffnung, verfließen der Saturnsumlaufszeit gemäß etwa 7 Jahre 4 Monate. So erschien z. B. 1870, als der Planet zwischen dem Skorpion und dem Schützen stand (etwa im Punkte *D*), die nördliche Ringfläche in ihrer größten Breite, und dasselbe trat wieder gegen Ende 1899 ein. Im Februar 1878, wo Saturn zwischen dem Wassermann und den Fischen stand (etwa im Punkte *A*), ging dagegen die Ringebene durch die Sonne, und die Ringe waren für gewöhnliche Instrumente unsichtbar. Im Jahre 1885 stand der Planet im Stier (nahe *B*), und die Südseite der Ringe erschien am weitesten geöffnet; 1892 endlich, als sich Saturn im Löwen (Punkt *C*) befand, ist die Ringkante wieder der Sonne zugekehrt gewesen.

Aber für die Erde kann der Ring noch aus anderen Gründen verschwinden. Geht nämlich die verlängerte Ringebene genau durch die Erde, so wird für diese der Ring unsichtbar, wie auch sonst seine Lage gegen die Sonne sei. Wir sehen eben dann weder die eine noch die andere eventuell von der Sonne beschienene Fläche des Ringes, sondern nur seine äußerst schmale Kante. Diese und die gleich noch zu besprechende Art des Verschwindens werden sich immer in der Nähe der Zeit abspielen, wo auch die verlängerte Ringebene durch die Sonne geht. Die Bahn der Erde ist nämlich gegen die des Saturn sehr klein, es wird daher während vierzehn Jahren die verlängerte Ringebene die Erdbahn gar nicht treffen, sondern erst dann, wenn Saturn in der Nähe der Stellungen *A* und *C* (Fig. 150) ist.

Eine weitere Möglichkeit für das Verschwinden des Ringes bieten die Fälle, wo die Ringebene zwischen Sonne und Erde durchgeht, wo also die Sonne die eine Seite beleuchtet, während die andere, dunkle, der Erde zugekehrt ist. Dies war z. B. zwischen dem 9. Februar und 1. März 1878 der Fall; damals standen aber Saturn und Erde auf verschiedenen Seiten der Sonne (siehe Fig. 150, wo *A* etwa der Position des Saturn, *E'* der der Erde entspricht). Ersterer war also der Konjunktion nahe, so daß der Planet nur noch kurze Zeit nach Sonnenuntergang beobachtet werden konnte. Umgekehrt war 1891, wo dieselbe Erscheinung eintrat, Saturn nur in den frühen Morgenstunden des Oktober kurz vor Sonnenaufgang zu beobachten. Barnard fand hierbei, daß der Ring völlig unsichtbar war, während sein Schatten auf dem Saturn gesehen werden konnte, so daß also die Dicke des Ringes äußerst gering sein muß. Eine günstige Gelegenheit wird erst 1907 wieder eintreten. In unseren nördlichen Breiten hat man die besten Beobachtungen von Saturn und seinen Ringen zwischen 1882 und 1888 erhalten, weil in dieser Zeit Saturn sein

Perihel passierte, seine größte nördliche Deklination erreichte und zugleich der Ring am weitesten geöffnet erschien.

Nachdem Huygens zuerst das die Saturnskugel umgebende Gebilde deutlich als Ring erkannt hatte, geschah ein weiterer Schritt in seiner Erkenntnis von dem englischen Liebhaber-Astronomen Ball, welcher 1665 bemerkte, daß der Ring von einer scharfen dunklen Linie durchzogen ist, welche dann wenige Jahre später von D. Cassini und Maraldi als eigentliche Trennungslinie zweier Ringe erkannt wurde. Bei ruhiger Luft zeigt jetzt schon ein sehr mäßiges Fernrohr diese Teilung des Ringes an den äußeren Enden; aber nur mit einem sehr starken Fernrohre und bei sehr günstiger Luft kann man diese Trennungslinie auf der ganzen sichtbaren Seite des Ringes verfolgen. Von verschiedenen Beobachtern sind, besonders im äußeren Ringe, seitdem zeitweise noch andere Teilungen gesehen worden; so wird häufig noch die Enckesche Trennungslinie erwähnt.

Endlich ist im vorigen Jahrhundert noch ein dritter und zwar relativ dunkler Ring, innerhalb des inneren, aufgefunden worden. Galle hat ihn mit dem Berliner Refraktor zuerst (1838) gesehen; die von Encke gegebene Beschreibung ist aber nicht völlig klar und unzweideutig. Jedenfalls lenkten erst G. P. Bond in Cambridge (U. S.) und Dawes in England 1850 die allgemeine Aufmerksamkeit auf ihn. Dieser sogenannte dunkle Ring ist jetzt ein so auffälliges Objekt, daß man sich darüber wundern kann, daß ihn nicht schon längst frühere Beobachter gesehen haben, und in der Tat findet man in den Beschreibungen älterer Astronomen (wie Hadley) auch Andeutungen, die sich vermutlich auf ihn beziehen. Es ist indessen zu beachten, daß zwischen ihm und dem hellen Ringe eine scharfe Grenzlinie nicht zu bestehen scheint. Ebensowenig findet auch der Helligkeit nach ein schroffer Gegensatz statt (vergl. Fig. 148), so daß es nicht leicht wird, zu entscheiden, wo der helle Ring aufhört und der dunkle anfängt. Es ist nicht unmöglich, daß der dunkle Ring auf Kosten

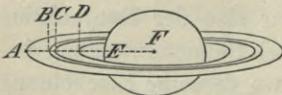


Fig. 151.

des inneren hellen wächst oder vielleicht sogar sich aus ihm entwickelt hat. Wie beim äußeren Ringe haben manche gelegentlich auch beim dunklen Ringe eine Teilung zu bemerken geglaubt. Nach den Anschauungen, welche man jetzt über die Konstitution des Ringsystems hat, nämlich daß die Ringe aus einer unzähligen Menge kleiner Körper bestehen, sind alle derartigen Veränderungen, wie Auftreten neuer Teilungen, verschiedene Helligkeitsverteilung, wechselnde Distanz der Ringränder vom Planeten, leicht erklärlich und wenn durch die Beobachtungen auch noch nicht sicher erwiesen, so doch wahrscheinlich gemacht.

ad. a.

Ball

Cassini

Maraldi

2 Ringe

Galle

3. Ring

kein Mark

Grenzf.

Galle

Ringe sind

2 Ringe

Wir stellen im folgenden noch die Dimensionen des Saturnsystems nach den Messungen von Barnard zusammen (vergl. Fig. 151); sie gelten für die mittlere Entfernung des Saturn (9.54) von der Sonne:

	Sekunden	Kilometer
AF äußerer Halbmesser des äußeren Ringes	20.09	138 800
BF innerer „ „ „ „	17.52	121 000
CF äußerer „ „ inneren „	17.00	117 400
DF innerer „ „ „ „	12.81	88 500
EF äquatorialer „ „ Saturn	8.90	61 500
— polarer „ „ „	8.12	56 100
BC Breite der Cassinischen Teilung . . .	0.52	3 570
— innerer Halbmesser des dunklen Ringes	10.76	70 900

Die Schwierigkeiten, welche sich bei der Erklärung der Beschaffenheit der Saturnsringe darbieten, sind von derselben Art, wie jene hinsichtlich der Umhüllungen der Sonne nach den spektroskopischen Beobachtungen. Sie illustrieren den Satz, daß Überraschung und Erstaunen Begleiterscheinungen teilweiser Erkenntnis sind und weder bei völliger Unwissenheit noch bei vollkommenem Wissen existieren können. Jene, die über eine Erscheinung absolut nichts wissen, setzt auch nichts in Erstaunen, weil sie nichts erwarten, während absolute Erkenntnis alles Geschehenden gleichfalls diese Empfindung ausschließen würde. Die Astronomen zweier Jahrhunderte sahen nichts Überraschendes in dem Dasein eines die Saturnskugel frei umschwebenden Ringpaares, weil ihnen die Wirkungen der Gravitation auf solche Körper, wie die Ringe zu sein schienen, unbekannt waren. Erst der Scharfsinn des großen Laplace erkannte die Schwierigkeit, des hier sich bietenden Problems, indem er zeigte, daß ein homogener und gleichförmiger, einen Planeten umgebender Ring nicht im Zustande stabilen Gleichgewichtes sein könne. Mag er anfangs noch so genau balanciert sein, so würde doch die geringste äußere Kraft, wie die Anziehung eines Satelliten oder eines entfernten Planeten, das Gleichgewicht stören und den Ring alsbald auf den Planeten stürzen lassen. Laplace schloß daher theoretisch auf Unregelmäßigkeiten in der Form, wie sie schon Herschel praktisch durch die Beobachtung gefunden haben wollte. Er untersuchte indessen nicht, ob bei solchen Ungleichförmigkeiten das Gleichgewicht stabil werden würde.

Später griffen die amerikanischen Astronomen Peirce und Bond den Gegenstand und zwar von verschiedenen Seiten an. Letzterer schloß aus dem zeitweiligen Auftreten und Schließen neuer Teilungen, welche Erscheinungen er als reell ansah, auf einen flüssigen Zustand der Ringe. Peirce, der auf Grund theoretischer Betrachtungen diese Ansicht im

c.
Laplace'sche
d. Ringe.

Laplace.
Gleichgewicht
des R.

Peirce
Bond.
flüss. Ring.

wesentlichen adoptierte, verfolgte die Sache noch weiter und fand, daß auch ein flüssiger Ring ohne eine äußere erhaltende Kraft nicht vollkommen stabil sein würde. Er schrieb nun der Anziehung der Satelliten diese erhaltende oder stützende Kraft zu, hatte aber hiermit noch nicht bewiesen, daß der flüssige Ring unter dem Einflusse dieser Anziehung wirklich stabil sein müsse, und es erscheint in der That sehr zweifelhaft, ob dieselbe den von Peirce vermuteten Effekt haben würde.

Einen weiteren, wichtigen Schritt in der Untersuchung dieser schwierigen Frage hat (1856) Clerk Maxwell in England getan. Er brachte Einwürfe sowohl gegen den festen als gegen den flüssigen Ring vor und erneuerte und begründete eine Theorie, die schon von D. Cassini am Anfang des vorigen Jahrhunderts aufgestellt worden war*). Dieser Astronom dachte sich den Ring als aus einer Art Wolke von Satelliten bestehend, die zu klein seien, um einzeln mit dem Fernrohre gesehen werden zu können, und zu nahe aneinander sich befänden, als daß man die Zwischenräume zwischen ihnen wahrnehmen könne. Diese Anschauung nun ist es, die von Maxwell weiter ausgeführt und mathematisch begründet wurde.

Die Maxwellsche Hypothese hob nun zwar die mechanischen Schwierigkeiten auf, aber der Beweis war nicht streng, da Maxwell gewisse Vernachlässigungen machen mußte, um die an sich sehr schwierige mathematische Aufgabe überhaupt lösen zu können. Man hatte weiterhin auch keinerlei Beobachtungen, welche für diese Hypothese beweisend waren. Die volle und sichere Entscheidung über diese Frage wurde daher erst durch die theoretisch-photometrischen Untersuchungen Seeligers über das Saturnssystem in Verbindung mit den sorgfältigen Beobachtungen von Müller in Potsdam herbeigeführt. Der Gedankengang Seeligers ist der folgende: »Die einzelnen Teile, welche den Ring bilden, werden von der Sonne beleuchtet und von der Erde aus betrachtet. Hierbei tritt eine doppelte gegenseitige Beeinflussung ein. Erstens beschatten sich die einzelnen Teilchen gegenseitig, zweitens verdecken sie sich teilweise, und beide Vorgänge bewirken eine Verminderung der Helligkeit des Gesamtbildes. Die beschatteten und die verdeckten Teilchen sind im allgemeinen voneinander verschieden, fallen aber dann ganz zusammen, wenn Sonne, Erde und Saturn genau in einer geraden Linie sich befinden. Hier werden keine Schatten wahrgenommen, weil sie ganz von davorstehenden beleuchteten Teilchen verdeckt werden. Je mehr sich aber Saturn von der Geraden Sonne—Erde entfernt, desto mehr werden die Schatten sichtbar, und man sieht also, daß die Helligkeit des Ringes in der Opposition bei weitem am größten sein muß.« Die sich über 14 Jahre erstreckenden

*) Zu nahe denselben Folgerungen wie Maxwell ist später unabhängig und auf ganz anderem Wege auch Hirn in Colmar gekommen.

Clerk Maxwell

Wolke v. Satelliten

Seeliger

Herr. Johann

Wiederholung

Jahres & Herr

Fortsetzung

Beobachtungen Müllers bestätigten diese Theorie vollkommen, indem sich Lichtänderungen nachweisen ließen, die nicht von der Stellung der Ringebene gegen die Gesichtslinie, sondern von der Lage des Saturn gegen die gerade Linie Sonne—Erde abhängen. Die Helligkeit des ganzen Systems war 60 Tage vor oder nach der Opposition nur etwa 80% von der in der Opposition.

Eine schöne Bestätigung für diese Anschauungen über den Saturnsring brachten endlich 1895 die spektrographischen Beobachtungen Keelers, welcher zeigen konnte, daß die verschiedenen Teile des Ringes sich nach den Keplerschen Gesetzen bewegen. Die den Ring zusammensetzenden Miniatursatelliten sind den getrennten winzigen Wassertröpfchen oder Bläschen vergleichbar, aus denen Wolken oder Nebel bestehen, die dem bloßen Auge als kompakte Massen erscheinen. Auch das Fehlen einer Atmosphäre des Ringes (s. S. 396) findet durch diese Beschaffenheit desselben seine Erklärung. In dem dunklen Ringe sind die einzelnen Partikelchen so zerstreut, daß wir durch die »Wolke« hindurch sehen können, und der Grund, daß er verhältnismäßig dunkel aussieht, liegt eben nur in der relativ kleinen Zahl von Teilchen, welche dem entfernten Auge ähnlich wie lose punktierte Teile eines Kupferstiches erscheinen. Als nämlich Barnard 1889 eine Verfinsterung des Japetus beobachtete, fand er, daß die Helligkeit dieses Mondes beim Eintritt in den Schatten des dunklen Ringes zuerst schwach abnahm, dann aber mehr und mehr, je weiter er sich dem Schatten des zweiten Ringes näherte. In dem Schatten desselben verschwand er dann völlig. Trotz dieser Undurchsichtigkeit ist aber die Masse des Ringsystems eine verschwindend kleine, da ein Einfluß seiner Anziehung auf die Bewegungen der Saturnsmonde bisher nicht nachweisbar war; der Ring dürfte daher aus einer Staubmasse bestehen.

Die Bahnen dieser Teilchen sind gewissen Störungen durch die eigentlichen Monde des Saturn unterworfen. Es ist nun darauf aufmerksam gemacht worden, daß die Hauptteilungen des Ringes solchen Entfernungen, wo die Umlaufzeiten der Teilchen in einem möglichst einfachen Verhältnis zu den Umlaufzeiten eines Mondes stehen, entsprechen, und daß daher anzunehmen sei, daß an diesen Stellen die Bahnen nicht lange ihre Form behalten, also die Körperchen hier am wenigsten auf die Dauer verweilen können. Indessen muß auch hier betont werden, daß die heutige Störungstheorie keine exakte Erklärung hierfür gibt und diese beobachtete Tatsache daher noch nicht mechanisch deutbar ist.

Die Saturnssatelliten. Als Huygens im März 1655 seine Beobachtungen des Saturn begann, bemerkte er sofort ein Sternchen neben dem Planeten, welches die Verfolgung während weniger Tage als einen

Keeler

Barnard & P.
may & Keeler
Jef.

Barnard.

Nimmingsform

Trabant

Huygens
1655
Jani
Cassini

Trabanten, der den Hauptkörper nahe der Ringebene in etwa 15 Tagen umkreist, kennen lehrte. Er sprach in seinem »Systema Saturnium« die Ansicht aus, diese Entdeckung vervollständige das Sonnensystem, indem sie ihm neben sechs Hauptplaneten nun auch sechs Satelliten zerteile, und diese vorgefaßte Meinung hat ihn wohl verhindert, noch andere Satelliten des Saturn zu finden. Dies gelang erst eine Reihe von Jahren später D. Cassini, der nacheinander noch vier Trabanten auffand. Mit diesen fünf war für länger als ein Jahrhundert die Zahl der bekannten Trabanten abgeschlossen, bis Herschel 1789 im Verlaufe von wenigen Wochen noch zwei entdeckte, von denen der eine, dem Saturn nächste, auch jetzt noch eins der schwierigsten Objekte ist. Weiterhin glückte im September 1848 den beiden Bond in Cambridge (U. S.) und nur wenige Tage später dem englischen Astronomen Lassell die Auffindung eines achten, äußerst schwachen Trabanten. Endlich fand W. H. Pickering im Jahre 1898 auf photographischem Wege einen noch schwächeren Mond in noch größerem Abstände vom Saturn, als Japetus. Die folgende Zusammenstellung enthält, geordnet nach Abständen (welche die 3. Spalte in Saturnshalbmessern aufführt), diese neun Trabanten nebst Entdeckern und Datum der Entdeckung.

Nr.	Name	Entfernung	Umlaufzeit	Entdecker	Datum
1	Mimas	3.1	0 ^d 23 ^h	Herschel	1789 September 17
2	Enceladus	4.0	1 9	»	1789 August 28
3	Tethys	5.0	1 21	Cassini	1684 März
4	Dione	6.3	2 18	»	1684 März
5	Rhea	8.9	4 12	»	1672 Dezember 23
6	Titan	20.5	15 23	Huygens	1655 März 25
7	Hyperion	25.1	21 7	Bond	1848 September 16
8	Japetus	59.6	79 8	Cassini	1671 Oktober
9	Phoebe	209.3	546 12	Pickering	1898 August. <i>astrogr.</i>

Die Helligkeit der Satelliten entspricht, wie zu erwarten, etwa der Reihenfolge ihrer Entdeckung. Ein kleines Fernrohr schon zeigt Titan (9^m.4) und ein mäßiges Japetus (11^m.7) (im westlichen Teile seiner Bahn); 10 cm Öffnung genügen für Rhea (10^m.8) und vielleicht für Thetys (11^m.3) und Dione (11^m.5), dagegen kann Enceladus (12^m.3) erst mit einem Objektiv von ca. 18 cm bis 20 cm und auch dann nur bei größter Entfernung vom Planeten gesehen werden. Mimas (12^m.8) ebenso wie Hyperion (13^m.7) sind nur mit den stärksten Fernrohren und unter den günstigsten Bedingungen zu beobachten. Phoebe soll nach Barnard 16. bis 17. Größe sein, ist also nur äußerst schwierig sichtbar.

Mit Ausnahme des Japetus umkreisen alle Trabanten den Saturn nahe in der Ringebene und in wenig exzentrischen Bahnen; nur Hyperion hat etwa $\frac{1}{9}$ Exzentrizität*).

Einigermaßen ähnlich wie bei den Mars- und Jupitersatelliten bestehen auch zwischen den Umlaufszeiten der Saturnssatelliten gewisse einfache Beziehungen; die Umlaufzeit des dritten bezw. vierten ist nämlich nahezu doppelt so groß als die des ersten bezw. zweiten. Ferner besteht, worauf d'Arrest hingewiesen hat, noch eine Periode von $465\frac{3}{4}$ Tagen zwischen den Umläufen der vier inneren Trabanten, nach welcher Zeit sich die Stellungen wiederholen; auf diesen Zeitraum kommen nämlich 494 Umläufe des ersten, 340 des zweiten, 247 des dritten und 170 des vierten Trabanten. In neuerer Zeit sind von H. Struve noch zwei weitere eigentümliche Beziehungen zwischen Mimas und Tethys und zwischen Enceladus und Dione gefunden worden, welche sich durch folgende Sätze ausdrücken lassen: 1) Die Konjunktionen von Mimas und Tethys finden für alle Zeiten um den Punkt statt, der sich in der Mitte zwischen den aufsteigenden Knoten ihrer Bahnen auf dem Saturnsäquator befindet. Sie können sich von diesem Punkte aus um höchstens 49° entfernen und führen diese Libration in 71 Jahren aus. 2) Die Konjunktionen von Enceladus und Dione fallen für alle Zeiten mit dem Perisaturnium des Enceladus zusammen, oder sie müssen wenigstens um diesen Punkt oszillieren.

Umlauf
 $465\frac{3}{4}$ Tg
 (494
 340
 247
 170)

Die Massenwerte einiger Satelliten sind durch die umfangreichen Untersuchungen von H. Struve bekannt geworden; so hat Titan $\frac{1}{4700}$, Mimas dagegen nur $\frac{1}{13610000}$ der Saturnsmasse, und die Massen der anderen liegen zwischen diesen Werten.

Die wahren Größen der Trabanten sind noch unbekannt; nur der hellste, Titan, zeigt ein Scheibchen von etwa $0''.63$ Durchmesser, welcher Größe ein linearer Durchmesser von 4370 km entspricht. Aus photometrischen Vergleichen hat Pickering Durchmesserwerte gefunden, die zwischen 310 km bei Hyperion und 2260 km bei Titan liegen. Aus der sehr großen Differenz zwischen den aus Mikrometermessungen bestimmten und den aus photometrischen Beobachtungen geschlossenen Durchmessern sieht man, daß solche Schätzungen nur die Größenordnung, nicht aber einen sicheren Wert der Größe selbst zu geben vermögen; die Albedo ist eben nicht für alle Trabanten die gleiche. Bei Saturn scheinen die Trabanten

*) Nach einer während des Druckes dieses Buches erschienenen Arbeit W. H. Pickering's scheint sich Phoebe retrograd zu bewegen. Ihre Bahn würde einen Halbmesser von 12870000 km, eine Exzentrizität von 0.22 und eine Neigung von 5° gegen die Ekliptik haben. Dem Monde selbst würde nach photometrischen Schätzungen ein Durchmesser von 320 km zukommen.

eine um so größere Albedo zu besitzen, je näher sie dem Planetenkörper sind; gleichzeitig wird die Dichte geringer.

Wie einige der Jupiterssatelliten, so zeigt auch Japetus merkwürdige und sogar noch bedeutendere Lichtschwankungen. Westlich vom Planeten ist er hell und steht nur Titan und Rhea nach; östlich dagegen ist er um $1\frac{1}{2}$ Größenklassen schwächer und kommt fast Mimas gleich. Nimmt man, wie für die Jupiterssatelliten, auch für die des Saturn, speziell den Japetus, das Zusammenfallen von Rotations- und Revolutionsdauer an, so würde sich diese auffallende Veränderlichkeit erklären, wenn die eine Seite des Trabanten sehr hell, die andere dunkel wäre; ein so bedeutender Unterschied in der Leuchtkraft oder Reflexionsfähigkeit zweier Hemisphären hat freilich im ganzen Sonnensystem kein Analogon, und Pickering hält es daher für wahrscheinlicher, daß die Gestalt des Trabanten von der Kugelgestalt wesentlich abweicht und daher bei der Rotation als verschieden große Scheibe erscheint.

10. Uranus und seine Satelliten.

Herschel
1781.

Am 13. März 1781 fand Herschel im Sternbilde der Zwillinge ein nebelähnliches, jedoch nur einige Sekunden großes, rundes Objekt, dessen Bewegung bald zeigte, daß es weder ein Nebel noch ein Fixstern sein könne. An einen neuen Planeten dachte Herschel nicht; er kündigte vielmehr der Royal Society in London seine Entdeckung als die eines neuen Kometen an. Verschiedene Astronomen versuchten, von dieser Voraussetzung d. h. der Annahme einer parabolischen Bahn ausgehend, auf Grund der Beobachtungen Herschels und anderer, die Bahn dieses »Kometen« zu bestimmen; allein schon nach wenigen Wochen zeigte sich, daß, wenn seine Bahn wirklich eine Parabel sei, die Periheldistanz wenigstens 14mal so groß als die Entfernung der Erde von der Sonne oder vielmal größer als die irgend eines anderen bekannten Kometen sein müsse, daß dagegen die Annahme, der Körper bewege sich in einem Kreise, dessen Radius etwa 19mal größer als der Erdbahnhalmmesser sei, den Beobachtungen recht gut genüge. Man hatte es demzufolge nicht mit einem Kometen zu tun, sondern mit einem Planeten im doppelten Abstände des Saturn.

Ein begreifliches Gefühl des Dankes gegen den königlichen Gönner, der ihm die Mittel zu seinen Entdeckungen so reich gewährte, ließ Herschel als Namen des neuen Planeten »Georgium Sidus« wählen und vorschlagen. Dieser Name, abgekürzt in »the Georgian«, wurde in England bis 1850 vielfach gebraucht, fand aber auf dem Kontinente weder Beifall noch Eingang. Nicht besser erging es der von Lalande vorgeschlagenen Bezeichnung »Herschel«; dagegen bürgerte sich der von

Bode empfohlene und den anderen Planetennamen entsprechende Name »Uranus« (mit dem Zeichen ♁) immer mehr ein und wurde bald allein angewandt.

Nach genauer Berechnung seiner Bahn zeigte sich sehr bald, daß Uranus von verschiedenen Beobachtern schon lange vor Herschel gesehen worden war, ohne daß sie seine wahre Natur erkannt hatten. So ist er z. B. von Flamsteed schon 1690, also fast ein Jahrhundert vor Herschel, gesehen und am Passageninstrument beobachtet worden und später von demselben Astronomen noch viermal. Merkwürdig ist die achtmalige Beobachtung von Lemonnier zu Paris im Dezember 1768 und Januar 1769. Hätte dieser seine Beobachtungen nur sofort reduziert, so würde ihre ganz oberflächliche Vergleichung schon die stetige Bewegung des Planeten gezeigt haben und Herschel so der Ruhm des Entdeckers entgangen sein. Daß er nicht schon längst selbst mit freiem Auge, für welches er noch leidlich sichtbar ist, wahrgenommen, also ohne Fernrohr entdeckt wurde, dürfte manche vielleicht noch mehr Wunder nehmen; indessen war die Katalogisierung selbst der helleren Sterne zu Herschels Zeit noch eine sehr mangelhafte, und Uranus würde aus diesem Grunde möglicherweise noch lange unbekannt geblieben sein, selbst wenn er noch heller als 6. Größe, wie er in der Tat erscheint, gewesen wäre.

Der Planet bewegt sich bei einem mittleren Abstände von etwa 2900 Mill. Kilometern um die Sonne in einer nur wenig exzentrischen (0.05) und weniger als bei irgend einem anderen Planeten gegen die Ekliptik geneigten Bahn ($0^{\circ} 46'$) in einem Zeitraume von 84 Jahren. Seine Bewegung ist danach eine so langsame, daß die Opposition sich nur um vier bis fünf Tage jährlich verschiebt (1904 Juni 19, 1905 Juni 24, 1906 Juni 28, 1907 Juli 3).

Wie erwähnt, kann Uranus, wenn man seinen Ort ungefähr kennt, als Stern 6. Größe noch recht gut von einem normalen Auge gesehen werden. Die lichtreflektierende Kraft seiner Oberfläche findet sich zu 0.6, also gleich der des Jupiter. Um den Planeten auch nach seinem Aussehen von Fixsternen zu unterscheiden, also seine Scheibe (von nahe 4" Durchmesser) deutlich zu erkennen, ist eine wenigstens 100malige Vergrößerung erforderlich. Mit starken Fernrohren betrachtet, erscheint die Oberfläche in grünlicher Färbung. Streifen oder Flecke sind auf ihr bis jetzt noch nicht mit Sicherheit gesehen worden, daher ist auch seine Rotationsdauer und die Lage seiner Umdrehungsachse noch unbekannt; doch darf angenommen werden, daß er in derselben Ebene rotiert, in welcher seine Trabanten ihn umkreisen. Eine Abplattung hat sich bisher gleichfalls noch nicht sicher ermitteln lassen. Der Wert $\frac{1}{10}$, den der ältere Herschel und nach ihm Mädler fand, ist jedenfalls zu groß. Die

Wolfe ge-
petersen
er entdeckt
münd.
Flamsteed
1690
Lemonnier
1768.

Flamsteed.
2900 Mill. Km
Asp.
84 Jf. U.

Messungen von Seeliger in München deuten nur eine geringe Abplattung an und machen es wahrscheinlich, daß die gefundenen starken Werte wesentlich durch persönliche Fehler der Beobachter verursacht sind. Immerhin könnte sich selbst eine große Abplattung zu gewissen Zeiten der Wahrnehmung entziehen, wenn die Umdrehungsachse nur wenig gegen die Ekliptik geneigt ist und die Pole daher nur etwa alle 42 Jahre am scheinbaren Rande der Scheibe stehen.

Das Spektrum des Uranus läßt auf photographischen Aufnahmen die Fraunhoferschen Linien erkennen, zeigt aber wieder eine Anzahl sehr charakteristischer Bänder, von denen wenigstens eines (im Rot) mit einem Bande im Jupiters- und Saturnsspektrum identisch ist.

Im Januar 1787 entdeckte Herschel zwei Trabanten (Titania und Oberon), von denen der innere in etwa 9, der äußere in $13\frac{1}{2}$ Tagen den Uranus umkreist. Sind schon diese Objekte nur großen Instrumenten zugänglich, so dürften die beiden von Lassell 1851 aufgefundenen und später (1852) von ihm und Marth auf Malta genauer verfolgten mit zu den schwierigsten Objekten des ganzen Planetensystems gehören; sie erscheinen schwächer als Titania und Oberon, welche so hell wie Sterne 15. Größe sind; und können in der Tat nur mit den größten jetzt existierenden Fernrohren wahrgenommen werden. Die Umlaufzeiten dieser Ariel und Umbriel genannten Körperchen betragen nur $2\frac{1}{2}$ bzw. 4 Tage.

Ob Herschel einen von diesen beiden inneren Trabanten gesehen hat, als er (1797) aussprach, Uranus besitze vermutlich noch vier weitere Trabanten, ist sehr zweifelhaft. Jedenfalls haben spätere vergebliche Nachforschungen von Lassell mit seinem großen vierfüßigen Reflektor, von Holden u. a. am großen Washingtoner Refraktor bewiesen, daß, wenn außer den beiden älteren Herschelschen sowie den beiden Lassellschen wirklich noch weitere Satelliten existieren sollten, diese sicher für Herschels Teleskope unsichtbar gewesen sind. Wir müssen also die vier späteren, von Herschel angekündigten Monde streichen und dem Uranus nach unseren jetzigen Kenntnissen überhaupt nur vier Trabanten zusprechen.

Ähnlich wie für die Trabanten des Mars und Saturn, unter der Annahme nämlich, daß die Albedo dieselbe wie beim Hauptkörper sei, hat Pickering auch die Durchmesser der beiden hellsten Uranustrabanten auf photometrischem Wege abzuschätzen versucht und für den dritten, Titania, 940 km, für den vierten, Oberon, 870 km gefunden.

Die größte Eigentümlichkeit der Uranustrabanten ist die große Neigung ihrer Bahnen gegen die Ekliptik. Während alle anderen Planeten und deren Satelliten eine Neigung von nur wenigen Graden haben, stehen die Bahnen der Uranustrabanten nahezu senkrecht zur Ekliptik;

Trabanten

Herschel

Lassell

große Nei-
gung

ja in geometrischem Sinne sind sie sogar 98° gegen dieselbe geneigt, da die Bewegungsrichtung der Satelliten in ihren Bahnen, verglichen mit den anderen, ähnlich wie bei vielen Kometen, eine rückläufige oder retrograde ist. Um die Lage der Bahn eines gewöhnlichen Satelliten in die jener Trabanten zu verändern, müßte sie über 90° geneigt werden, so daß, wenn die Bahn erst die Lage AA (Fig. 152) hat, sie nach der Drehung im Sinne des Pfeiles in die Lage $A'A'$ versetzt würde und die Bewegungsrichtung also die umgekehrte wie anfangs wäre.

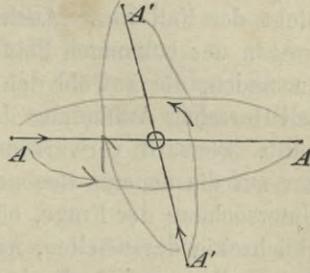


Fig. 152.

Wie bei den übrigen von Trabanten begleiteten Planeten läßt sich auch die Masse des Uranus am genauesten durch Beobachtungen seiner Trabanten finden; in diesem Falle geben sie sogar das einzige zuverlässige Resultat, weil die Störungen, die Uranus auf seine beiden Nachbarplaneten, den Saturn und den Neptun, ausübt, wegen der Ungenauigkeit der Beobachtungen des ersteren und ihrer zu geringen Zahl beim letzteren sich bisher nicht scharf genug berechnen lassen, um die Masse daraus ableiten zu können. Sie hat sich aus den Trabanten-Beobachtungen zu $\frac{1}{22869}$ der Sonnenmasse ergeben.

Der Durchmesser des Uranus beträgt etwa 4.0 Erddurchmesser oder 50000 km, seine Dichtigkeit dagegen wenig mehr als $\frac{1}{5}$ von der der Erde.

11. Neptun und sein Satellit.

Die Entdeckung des Neptun gehört zu den glänzendsten Taten der Astronomie; sie hat vielleicht mehr als irgend eine andere und mehr als die Entdeckung der Gravitation selbst, deren Konsequenz sie war, dazu beigetragen, vor den Resultaten astronomischer Forschung Staunen und Bewunderung bei allen zu erregen, denen die verschlungenen dornigen Pfade der mathematischen Analyse und Abstraktion unzugänglich sind. Der Planet wurde sozusagen gefühlt durch die Anziehung, die er auf Uranus ausübt, und mit geistigem Auge geschaut, ehe ihn das leibliche erkannte. Ein Analogon, wenngleich einfacherer Art, bietet die Entdeckung dunkler Fixsternbegleiter, speziell die der Sirius- und Algebegleiter; denn in diesen Fällen handelt es sich wesentlich um dasselbe: die Existenz eines Körpers nachzuweisen und seinen Ort zu berechnen aus den Wirkungen, die er auf einen bekannten Körper ausübt.

Um die Geschichte der Neptunentdeckung vom Beginne zu verfolgen, müssen wir bis zum Jahre 1821 zurückgehen. In diesem Jahre hatte

*Bouvard
Tafeln*

Bouvard in Paris verbesserte Tafeln von Jupiter, Saturn und Uranus herausgegeben, welche, obschon nach heutigen Begriffen sehr unvollkommen, doch die Basis für die meisten seit jener Zeit über die Bewegung dieser Planeten angestellten Berechnungen abgegeben haben. Er fand, daß, während die Bewegungen von Jupiter und Saturn sich mit der Theorie der Gravitation in Einklang befanden, dies beim Uranus nicht der Fall war. Auch nach sorgfältiger Berücksichtigung der Störungen der bekannten Planeten war es unmöglich, eine Bahn für Uranus zu finden, die sowohl den älteren, vor Herschel, als auch den neueren, seit Herschels Auffindung des Planeten angestellten Beobachtungen genügt hätte. Bouvard verwarf daher die ersteren und gründete seine Tafeln nur auf die neueren Beobachtungen, überließ also späteren Forschern die Untersuchung der Frage, ob die Unmöglichkeit, beide Beobachtungsreihen gleichzeitig darzustellen, nur an der Ungenauigkeit der älteren Beobachtungen liege, oder ob sie von der Wirkung irgend eines unbekanntes äußeren Einflusses herrühre.

*Uranus, d. Plan.
u. d. Tafeln*

Schon nach wenigen Jahren begann der Planet von Bouvards Tafeln abzuweichen; der Fehler stieg 1830 auf 20', 1840 auf 1½', 1844 auf 2'. Nun sind zwar diese Abweichungen scheinbar nicht bedeutend, da auch das schärfste Auge nicht imstande ist, zwei Sterne, deren Entfernung nur 1½' bis 2' beträgt, getrennt zu sehen. Aber im Fernrohr sind es beträchtliche Quantitäten, und schon viel geringere dürfen da durchaus nicht vernachlässigt werden. Die wahrscheinliche Ursache dieser stetig zunehmenden Abweichungen war der Gegenstand mancher Diskussion unter den Astronomen, und vermutlich haben nicht wenige ihren wahren Grund richtig erkannt, wenn auch nicht ausgesprochen. Sehr bestimmte Ansichten scheinen wenigstens, mit einer Ausnahme, nicht geäußert worden zu sein.

Bessel.

Diese Ausnahme bildete Bessel. Schon 1823 deutete der große Königsberger Astronom in einem Briefe an Olbers auf die unerklärlichen Abweichungen der Uranusbewegung von der Theorie hin und sprach die Hoffnung aus, die darauf bezüglichen Untersuchungen durchzuführen, die nach seiner Ansicht »zu der schönsten Bereicherung der Wissenschaft« leiten müßten. Indessen kam er selbst nicht dazu, veranlaßte aber (1838) einen seiner Schüler, Flemming, die nötigen Vorarbeiten zu unternehmen. Dieser widmete sich mit Eifer und Hingebung der Sache und wäre vielleicht weit genug gekommen, um ein genaues Urtheil über die Ursache der Abweichungen der Rechnung von der Beobachtung zu ermöglichen, wenn nicht Krankheit und ein frühzeitiger Tod (1840) die Arbeit unterbrochen hätten.

Flemming.

Glücklicher waren zwei andere Astronomen, deren Untersuchungen

freilich auch tiefer und umfassender angelegt waren, als die nicht über das vorbereitende Stadium gediehenen Arbeiten Flemmings.

Im Jahre 1845 empfahl Arago einem jungen Freunde, dem damals noch ganz unbekanntem Leverrier, den er aber als scharfsinnigen Mathematiker und geschickten Rechner kannte, die Uranusbewegung zu untersuchen. Leverrier ergriff die Aufgabe sofort und behandelte sie in streng systematischer Weise. Zunächst versicherte er sich, daß die Abweichungen nicht von Fehlern in Bouvards Theorie und Tafeln herrührten; er unternahm daher eine sorgfältige Neuberechnung der Störungen des Uranus durch Jupiter und Saturn und eine kritische Prüfung der Tafeln. Das Resultat war die Auffindung einer Menge kleiner Fehler in letzteren, die aber nicht der Art waren, daß sie die beobachteten Abweichungen erklärt hätten.

Der nächste Schritt war nun, zu untersuchen, ob bei gehöriger Berücksichtigung der Jupiters- und Saturns-Störungen für Uranus irgend eine Bahn berechnet werden könnte, welche die neueren Beobachtungen darstellte. Das Ergebnis war wieder negativ: die beste Bahn, die man annehmen konnte, wich erst nach der einen, dann nach der anderen Seite entschieden um mehr ab, als die Beobachtungsfehler zuließen. Leverrier nahm jetzt erst als Ursache der Abweichungen die Wirkungen eines noch unbekanntem Planeten an und untersuchte, wo sich dieser Planet befinden müsse. Zwischen Saturn und Uranus konnte seine Bahn nicht liegen, da er dann auch die Bewegung des Saturn hätte stören müssen, was die Beobachtungen durchaus nicht anzeigten. Er mußte also außerhalb des Uranus gesucht werden und vermutlich, indem man die Titiusche Reihe weiter fortsetzte, in nahe der doppelten Entfernung von der Sonne stehen. Unter der weiteren plausiblen Annahme, der unbekanntem Planet bewege sich in der Ekliptik, gelang es nun Leverrier, im Sommer 1846 bereits vollständige Bahnelemente des unbekanntem Planeten abzuleiten, die seinen Ort für Anfang 1847 zu 325° Länge, von der Erde gesehen, ergaben.

Leverrier war nicht der einzige, der dieses Resultat erreichte. 1843, also schon zwei Jahre vor ihm, hatte Adams, damals Student in Cambridge (England), das Problem der Uranusbewegung zu bearbeiten unternommen. Im Oktober 1845 teilte er Airy auf Veranlassung von Challis in Cambridge Elemente des Planeten mit, die so nahe richtige Positionen des Planeten gaben, daß derselbe, hätte man mit einem hinreichend starken Fernrohr gesucht, höchst wahrscheinlich, wenn nicht sicher, gefunden worden wäre. Airy war indessen, wie auch Challis, etwas ungläubig und verschob seine Nachforschungen bis auf weitere Erklärungen von Adams, welche er aber, aus nicht aufgeklärtem Grunde, nicht empfing.

Leverrier

Adams

Mittlerweile war der Planet, nachdem die Opposition Mitte August stattgefunden hatte, in den Sonnenstrahlen verschwunden und konnte nicht vor Sommer 1846 wieder aufgesucht werden. Sehr merkwürdig ist nun in der Tat, daß nichts über die Arbeiten von Adams veröffentlicht und kein Versuch gemacht wurde, ihm das Recht der Priorität zu sichern, obschon in Wirklichkeit seine Untersuchungen und deren Resultate denen Leverriers um nahezu ein Jahr vorausgingen.

Im Sommer 1846 erschienen Leverriers Bahnelemente, und die Übereinstimmung mit den von Adams gefundenen war so auffallend, daß Challis jetzt eine systematische Nachsuchung nach dem Planeten begann. Unglücklicherweise war seine Beobachtungsmethode, obschon ein Resultat sichernd, doch sehr umständlich; er suchte nämlich den Planeten nicht mit hinreichend starker Vergrößerung an seiner Scheibe, sondern vielmehr durch seine Bewegung unter den Sternen zu erkennen, und da diese nur eine langsame sein konnte, so mußten alle Sterne in der Umgebung des berechneten Orts öfters beobachtet werden, um zu sehen, welcher seinen Ort mit der Zeit veränderte. In der Tat hat nun Challis den Planeten unter anderen Sternen am 4. und 12. August 1846 beobachtet und würde ihn, wenn er die Beobachtungen reduziert hätte, als solchen erkannt haben. Es erging ihm indessen ähnlich wie Lemonnier früher mit dem Uranus (obschon dieser dessen Existenz nicht ahnte), und sein Verfahren läßt sich einigermaßen dem eines Menschen vergleichen, der weiß, daß er einen Diamanten an einer bestimmten Stelle am Meeresstrande verloren hat und nun den ganzen, die Stelle umgebenden Sand mit nach Hause nimmt, um den darin enthaltenen Stein nach Bequemlichkeit herauszusuchen.

1846
Im September 1846, während Challis noch mit der Fortführung seiner Beobachtungen beschäftigt war, ohne zu wissen, daß er den ersehnten Gegenstand seines Suchens schon in den notierten Ziffern des Beobachtungsbuchs gefangen hielt, schrieb Leverrier an Galle nach Berlin und forderte diesen auf, nach dem Planeten zu suchen. Galle, unterstützt von d'Arrest, fand noch an demselben Abend, dem 23. September, ein Objekt, welches auf dem erst kürzlich fertig gewordenen Blatte 21^h der Akademischen Sternkarten fehlte, die sonst viel schwächere Sterne enthielten. Die folgende Nacht gab deutlich die Bewegung des verdächtigen Sterns zu erkennen, und so war nun Neptun (Ψ), der neue Planet, kaum 1^o von dem theoretisch vorausberechneten Orte wirklich aufgefunden.

Man hat mitunter gestritten, wem wohl der größere Ruhm und das Recht der ersten Entdeckung gebühre, ob Leverrier oder Adams. Muß als Entdecker der angesehen werden, welcher seine Entdeckung zuerst veröffentlicht, so besteht kein Zweifel, daß es Leverrier war; er machte

sowohl die Resultate seiner Berechnung zuerst bekannt, als auch veranlaßte er unmittelbar die optische Auffindung durch Galle. Aber das schmälert das Verdienst von Adams, der schon etwa ein Jahr früher zu demselben Ergebnis wie Leverrier gekommen war, nicht im geringsten; man darf ihn sachlich mit gleichem Rechte wie den glücklicheren Leverrier als den Entdecker betrachten und soll fruchtlose Prioritätsstreitigkeiten, die nicht der Wissenschaft, sondern der menschlichen Eitelkeit wegen geführt werden, beiseite lassen. Die Astronomie durfte sich, um an das drastische Wort unseres großen Dichters zu erinnern, freuen, »zwei solche Kerle zu besitzen«, von denen jeder unabhängig vom andern ein Problem zu lösen imstande war, das ebensoviel Scharfsinn und theoretische Kenntnisse als Geduld und Ausdauer erforderte.

Die Entdeckung des Neptun veranlaßte Petersen in Hamburg und Walker in Washington zu einer Untersuchung hinsichtlich etwaiger älterer Beobachtungen, die für die Bahnbestimmung unter Umständen von großem Werte sein konnten. Schwieriger als beim Uranus — denn der Neptun erscheint nur als Stern 8. Größe und bewegt sich zur Zeit der Opposition fast doppelt so langsam als jener — waren die Nachforschungen unter älteren Beobachtungsreihen, die beide Astronomen unternahmen, doch endlich erfolgreich. Es fand sich nämlich, daß Lalande in Paris am 8. und 10. Mai 1795 die Gegend am Himmel beobachtet hatte, wo der Planet damals stehen mußte, und daß unter dessen damaligen Beobachtungen sich ein Stern fand, den spätere Astronomen nicht notiert hatten, und welcher der berechneten Bahn nahe war. Die Einsicht in die Originalmanuskripte Lalandes, die auf der Pariser Sternwarte aufbewahrt werden, ergab denn wirklich, daß an jenen beiden Abenden der Neptun beobachtet worden war.

So hatte man nun einen Ort, der durch sein altes Datum von großer Wichtigkeit für die genaue Bestimmung der Neptunsbahn wurde, und Walker und nahe gleichzeitig mit ihm Peirce in Cambridge (U. S.) berechneten nun sorgfältig die Elemente. Letzterer hat auch zuerst die Störungen, welche Neptun von den anderen Planeten erleidet, ermittelt. Die vollständigsten neueren Untersuchungen über die Bewegung des Neptun, wie auch die des Uranus rühren indessen von Leverrier und Newcomb her; beide konstruierten auch genaue Tafeln für beide Planeten. Danach braucht Neptun bei einem mittleren Abstand von 4490 Millionen Kilometern fast 165 Jahre, um die Sonne in seiner nahezu kreisförmigen Bahn zu umlaufen. Bei dieser langsamen Bewegung verschieben sich die Zeiten der Opposition nur um etwa $2\frac{1}{2}$ Tage (1904 Dez. 28, 1905 Dez. 30, 1907 Jan. 2), oder mit anderen Worten, Neptun rückt in einem Jahre am Himmel nur etwas über 2° fort.

Die nur etwa $2\frac{1}{2}''$ im Durchmesser haltende Scheibe des Planeten erscheint auch bei günstigster Luft und unter Benutzung der kraftvollsten Instrumente vollkommen rund, ohne besondere Merkmale und von bleicher, bläulicher Färbung. Über die Rotationsdauer und Achsenlage läßt sich daher auch, ebenso wie beim Uranus, nichts angeben. Das Spektrum, welches Huggins und Vogel untersucht haben, ist infolge der geringeren Helligkeit des Neptun schwächer als das des Uranus, doch hat Vogel mit einiger Sicherheit feststellen können, daß es im Rot und Gelb Absorptionsbanden zeigt, welche dieselbe Lage haben, wie im Uranusspektrum. Die beiden äußersten Planeten scheinen demnach Atmosphären von gleicher, aber von der Erdatmosphäre sehr abweichender Zusammensetzung zu besitzen. In neuerer Zeit erhaltene Spektrogramme lassen auch die Fraunhoferschen Linien erkennen. Die Lichtstärke des Neptun ist nach Müllers photometrischen Beobachtungen die eines Sternes 8. Größe; von dem empfangenen Sonnenlicht strahlt er etwa die Hälfte zurück.

Trabanten
Lassell, der mit seinen großen Reflektoren den Planeten in Malta und in England häufig beobachtet hat, glaubte anfangs, einen Ring wahrzunehmen; indessen haben spätere, unter günstigeren Bedingungen angestellte Beobachtungen nichts derartiges zu erkennen gegeben. Dagegen glückte ihm die Entdeckung eines Trabanten. Sehr bald nach der Auffindung des Planeten bemerkte er verschiedene Male ein schwaches Lichtpünktchen, konnte aber erst 1847 die Trabantennatur desselben nachweisen. Seine Messungen, wie die von Bond in Cambridge (U. S.) und O. Struve in Pulkowa zeigten, daß der Satellit in $5^d 21^h$ seine Bahn durchläuft, die 35° gegen die Ekliptik geneigt ist. Man konnte damals aber nicht entscheiden, ob die Bewegung eine direkte oder retrograde sei, da sich nicht sagen ließ, welcher Teil der scheinbaren elliptischen Bahn der Sonne (oder Erde) zu- und welcher abgekehrt war. Erst als der Planet nach einigen Jahren in wesentlich veränderter Richtung stand, zeigte sich, daß die Bewegung des Trabanten in rückläufigem Sinne erfolgte. Diese Abweichung von der gewöhnlichen Bewegungsrichtung ist noch auffallender als bei den Trabanten des Uranus, denn wir müssen hier, um die Bewegungsrichtung in der gebräuchlichen Weise zu bezeichnen, wo nur von Bewegung in einem — direkten — Sinne gesprochen wird, die Bahn gegen die Ekliptik um 145° ($180^\circ - 35^\circ$) gedreht denken (vergl. Fig. 152).

Pickering hat auf photometrischem Wege den Durchmesser annähernd abzuschätzen gesucht. Ist die Voraussetzung gleicher Reflexionskraft mit der des Neptun selbst zulässig, so käme der Neptunstrabant, der die Helligkeit eines Sternes 14. Größe hat, mit einem Durchmesser von 3600 km den Jupiterstrabanten an Größe nahe und überträfe sämtliche Saturns-

und Uranustrabanten. Ob noch andere Trabanten außer diesem existieren, wissen wir nicht.

Messungen der Entfernung des Satelliten vom Hauptkörper haben als Masse des Neptun $\frac{1}{19314}$ der Sonnenmasse ergeben, ein Resultat, welches mit dem aus den Störungen des Uranus folgenden ($\frac{1}{19700}$) so gut stimmt, als sich nur erwarten läßt. Da der Durchmesser etwa $4\frac{2}{5}$ Erddurchmesser oder 56000 km beträgt, so folgt als Dichtigkeit des Neptun $\frac{1}{5}$ der Erddichte. Von den vier großen Planeten, die sämtlich von wesentlich geringerer Dichte sind als die vier sonnennahen, steht Neptun dem Saturn, mit der geringsten Dichtigkeit, am nächsten.

Mit Neptun sind für jetzt die Grenzen unseres Planetensystems bezeichnet. Ob über ihn hinaus noch ein Planet existiert, wissen wir vorläufig noch nicht; es ist indessen nicht ganz unmöglich, daß die im folgenden Kapitel zu erwähnenden Beziehungen zwischen Planeten und Kometen, speziell die Störungen, welche die Bahnen der letzteren durch erstere erfahren, einst zur Entdeckung transneptunischer Planeten führen werden. Jedenfalls können wir sagen, daß die anziehende Kraft der Sonne stark genug ist, um auch in weit größeren Entfernungen noch Planeten um sich herum zu führen, wie dies nicht wenige der Himmelskörper beweisen, deren Betrachtung uns auf den folgenden Blättern beschäftigen soll.

Kapitel IV.

Kometen und Meteore.

1. Aussehen und Formen der Kometen.

Die Bewegungen der Himmelskörper, welche wir bis jetzt betrachtet, zeigen eine großartige Regelmäßigkeit, welche die Gemüter der Menschen von jeher mit der Idee der Unveränderlichkeit der Sphären erfüllt hat. Aber diese harmonische Einheit wird zuweilen durch außerordentliche Erscheinungen gestört, die sich, wie übernatürliche Besucher, längere oder kürzere Zeit am Himmel blicken lassen und dann spurlos verschwinden.

Es sind dies die *Kometen**), Weltkörper, die schon in den frühesten Zeiten bekannt waren, über deren wahre Natur und Beschaffenheit aber bis zum heutigen Tage noch ein erhebliches Dunkel herrscht.

*) *Κομήτης*, Haarstern.

*Kometen
u. Planeten*

Kometen, die hell genug sind, um mit dem unbewaffneten Auge gesehen zu werden, bestehen aus drei, jedoch nicht scharf abgegrenzten Teilen, nämlich aus dem *Kern*, der umgebenden *Hülle* oder *Koma* und dem *Schweif*.

1. Kern wird der helle Mittelpunkt genannt, welcher das Aussehen eines gewöhnlichen Sternes oder eines Planeten, obschon selten in gleicher Schärfe, hat und ohne Hülle und Schweif schwerlich Aufmerksamkeit erregen würde.

2. Die Hülle oder Koma ist eine wolken- oder dunstartige Masse, welche den Kern von allen Seiten umgibt, da, wo sie ihn berührt, so hell leuchtet, daß man sie kaum von ihm unterscheiden kann, und erst, je mehr sie sich nach allen Richtungen ausdehnt, an Glanz verliert. Kern und Koma haben vereinigt das Aussehen eines mehr oder weniger hellen Sternes, der durch eine dünne Nebelschicht hindurch scheint, und bilden zusammen den *Kopf* des Kometen.

3. Der Schweif ist eine Fortsetzung der Koma und zeigt sich als ein Streifen mattweißen Lichtes, der breiter wird und schwächer leuchtet, je mehr er sich vom Kometen entfernt, bis das Auge ihn nicht mehr verfolgen kann. Eine Eigentümlichkeit, die man seit den ältesten Zeiten wahrgenommen hat, ist die, daß der Schweif fast ohne Ausnahme von der Sonne abgewandt erscheint. Er besitzt bei den einzelnen Kometen eine sehr verschiedene Ausdehnung, und zwar ist er in der Regel um so heller und länger, je glänzender der Kopf des Kometen ist. Während er oft kaum bemerkt werden kann, erstreckte er sich bei einigen der großen Kometen über die Hälfte des Himmelsgewölbes. Seine Länge beträgt sehr häufig viele Millionen Kilometer. Zuweilen ist der Schweif des Kometen auch in mehrere Teile gespalten, die sich dann in leicht divergierender Richtung ausbreiten.

Dies ist im allgemeinen das Aussehen der dem bloßen Auge sichtbaren Kometen, welche jedoch, wie man später fand, als der Himmel erst mit Fernrohren erforscht wurde, nur einen kleinen Bruchteil der Gesamtzahl bilden. Seit man emsig und anhaltend suchte, entdeckte man oft schon in einem Jahre mit dem Fernrohr mehr Kometen, als man in einem Menschenalter mit dem bloßen Auge sehen kann; aber diese sogenannten »teleskopischen Kometen« bieten nicht immer denselben Anblick, wie die anderen. Bei den meisten scheint die Koma auf Kosten des Kernes und des Schweifes mehr ausgebildet; bei anderen bemerkt man entweder gar keinen Kern, oder er ist so schwach und unbestimmt, daß man ihn kaum erkennt.

In diesem Falle ist es meistens auch unmöglich, den Schweif von der Koma zu unterscheiden, da der erstere entweder ganz unsichtbar

Kern
a

an
Schweif

b

Schweif

oder nur eine Verlängerung der letzteren ist. Nicht wenige wohlbekannte Kometen bestehen nur aus einer nebligen Lichtmasse von mehr oder weniger regelmäßiger Form.

Wenn wir aber ihre besondere Entwicklung betrachten, finden wir ungeachtet solcher bedeutender Unterschiede zwischen den großen und den teleskopischen Kometen, daß sie aller einer Klasse angehören. Es verhält sich mit ihnen, wie mit vielen Tieren, welche für den oberflächlichen Beobachter nichts miteinander gemein haben, in denen aber das geübte Auge des Zoologen doch wesentliche Ähnlichkeiten erkennt. In der Regel gleichen sich alle Kometen, wenn sie zuerst in den Bereich



Fig. 153. Kopf des Donatischen Kometen, Anfang Oktober 1858
(nach Bond).

des Fernrohrs kommen; die späteren Verschiedenheiten entstehen erst aus der verschiedenartigen Entwicklung korrespondierender Teile. Zuerst sieht man nur eine kleine neblige Masse ohne Schweif und sehr oft auch ohne Kern; so bei dem großen Donatischen Kometen von 1858, bei welchem mehr als zwei Monate nach seiner Entdeckung verstrichen, bis sich die Anfänge eines Schweifes bildeten.

Wenn der Kern eines teleskopischen Kometen sich zu zeigen anfängt, sieht man ihn häufig auf der der Sonne abgewandten Seite des Kopfes, während einige kleine Arme in der Richtung nach der Sonne ausgestreckt sind, so daß es scheinen könnte, als ob der Komet einen

kurzen, fächerförmigen Schweif der Sonne zuwendete, anstatt ihn, wie gewöhnlich, von ihr abzukehren.

Betrachten wir dagegen die vorstehende Ansicht (Fig. 153) des Donatischen Kometen, so gewahren wir mehrere helle Linien, die sich vom Mittelpunkte des Kopfes aufwärts erstrecken, und diese Teile sind es, denen die kleinen, der Sonne zugewandten Schweife einiger teleskopischer Kometen entsprechen. In der Tat zeigt die Mehrzahl der großen Kometen solchen fächerartigen Bau der Lichthüllen des Kopfes; der Griff des Fächers liegt im Kern, und sein mittlerer, zuerst sichtbar werdender Teil oder Arm weist gegen die Sonne. Dieser Fächer ist dann von einem oder mehreren halbkreisförmigen Bögen umgeben, deren innerster den gekrümmten Rand des Fächers bildet; bei schwachen Kometen zeigt sich indessen dieser Bogen nicht. Der eigentliche Schweif des Kometen erscheint in der der Sonne entgegengesetzten Richtung und ist daher auch vom Fächer abgekehrt.

In Fig. 153 ist der eigentliche Schweif nach unten gekehrt, und wegen des großen Maßstabes ist nur der Anfang davon zu sehen. Man wird auch bemerken, daß die zentrale Gegend des Schweifes verhältnismäßig dunkel erscheint, was fast bei allen hellen Kometen der Fall ist. Die Struktur des Schweifes ist übrigens durchaus nicht immer einfach, sondern häufig sehr unregelmäßig und kompliziert, wie es namentlich die in den beiden letzten Jahrzehnten gemachten photographischen Aufnahmen von Kometen gezeigt haben.

Im einzelnen sind die physischen Erscheinungen, die bei den großen Kometen auftreten, außerordentlich verschieden, und keiner der bisher genauer beobachteten hat vollständig dem anderen geglichen. Als allen gemeinsam kann nur gelten, daß vom Kern aus fortdauernd oder periodisch Ausströmungen leuchtender Materie stattfinden, in häufig bogen- und fächer-, mitunter raketenhähnlicher Form, daß diese Materie sich in den Schweif fortsetzt, und daß alle diese Erscheinungen um so lebhafter und intensiver werden, je mehr sich der Komet der Sonne nähert. Ein Maximum erreicht speziell die Schweifbildung fast immer erst kurze Zeit nach dem Periheldurchgange.

2. Bewegung und Ursprung der Kometen.

Als durch Kepler festgestellt war, daß alle Planeten in Ellipsen um die Sonne laufen, und nachdem Newton gezeigt hatte, daß diese Art der Bewegung die notwendige Folge der Gravitation sei, entstand natürlich die Frage, ob wohl auch die Kometen diesem Gesetze gehorchten. Der Pfarrer Dörffel in Plauen sprach es zuerst (1681) aus, daß ihre Bahnen vermutlich Parabeln seien, in deren Brennpunkt die Sonne stehe. Newton

aber bewies es zuerst und leitete speziell für den großen Kometen von 1680 eine Bahn ab, welche sehr exzentrisch war und allem Anschein nach eine Parabel sein mußte.

Da die Parabel eine der Kurven ist, in welchen sich ein unter der Einwirkung der Gravitation stehender Himmelskörper bewegen kann, so wurde es auf diese Art zur Gewißheit, daß die Kometen gegen die Sonne gravitieren, wie die Planeten; indessen blieb immer noch unentschieden, ob diese Bahn in der Tat eine Parabel oder ob sie nicht vielmehr eine sehr langgestreckte Ellipse sei. Diese Schwierigkeit rührt daher, daß

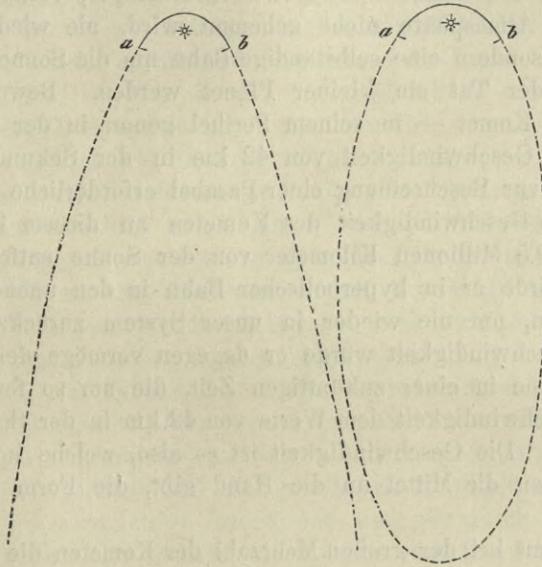


Fig. 154.

die Kometen meist nur in einem sehr kleinen Teil ihrer Bahnen, in der Sonnennähe, für uns sichtbar sind, und daß in diesem kleinen Teil eine Parabel und eine sehr exzentrische Ellipse fast zusammenfallen (Fig. 154).

Der sehr wichtige Unterschied zwischen einer elliptischen und einer parabolischen Bahn besteht darin, daß die erstere geschlossen ist, so daß ein Komet, der sich in ihr bewegt, notwendig wieder zurückkommen muß, während die zwei Arme der letzteren in den unendlichen Raum reichen, ohne sich je wieder zu vereinigen.

Ein Komet, der sich in einer Parabel bewegt, wird deshalb nie wiederkommen, sondern, nachdem er die Sonne umlaufen hat, auf immer in den unendlichen Raum entschwinden. Dasselbe wird der Fall sein, wenn der Komet eine Hyperbel beschreibt, welche die dritte unter dem

Einflüsse des Gesetzes der Schwere mögliche Bahn ist. Die Parabel würde sich bei der geringsten Verzögerung der Bewegung des Kometen in eine Ellipse verwandeln, bei der geringsten Beschleunigung in eine Hyperbel; die parabolische Bewegung bildet also den Übergang zwischen der elliptischen und der hyperbolischen.

Der Astronom, der die Lage einer Bahn kennt, weiß genau, welcher Grad von Geschwindigkeit für jeden Punkt in ihr nötig ist, um einen Körper, der sich darin bewegt, auf Nimmerwiederkehr in den Raum hinauszustoßen. So würde ein von der Erde mit einer Geschwindigkeit von 11 km in der Sekunde fortgeworfener Körper, vorausgesetzt, daß er durch die Atmosphäre nicht gehemmt wird, nie wieder zur Erde zurückkehren, sondern eine selbständige Bahn um die Sonne beschreiben, er würde in der Tat ein kleiner Planet werden. Bewege sich ein Körper — ein Komet — in seinem Perihel genau in der Erdbahn und zwar mit der Geschwindigkeit von 42 km in der Sekunde, so besäße er gerade die zur Beschreibung einer Parabel erforderliche Schnelligkeit. Übersteigt die Geschwindigkeit des Kometen an diesem Punkte seiner Bahn, der 149.5 Millionen Kilometer von der Sonne entfernt ist, diese Grenze, so würde er in hyperbolischer Bahn in den unendlichen Raum hinausgetrieben, um nie wieder in unser System zurückzukehren; bei geringerer Geschwindigkeit würde er dagegen vermöge der Anziehungskraft der Sonne in einer zukünftigen Zeit, die um so ferner wäre, je näher die Geschwindigkeit dem Werte von 42 km in der Sekunde käme, zurückkehren. Die Geschwindigkeit ist es also, welche im allgemeinen dem Astronomen die Mittel an die Hand gibt, die Form der Bahn zu bestimmen.

Nun kommt bei der großen Mehrzahl der Kometen die Geschwindigkeit der parabolischen Grenze so nahe, daß es nicht möglich ist, durch die Beobachtung zu entscheiden, welcher der drei Arten ihre Bahn angehört. Bei einigen dieser Himmelskörper ergeben die Beobachtungen einen Überschuß von Geschwindigkeit, welcher aber sehr gering ist, so daß die Hyperbeln, in denen sich diese Kometen bewegen, nur wenig von der Parabel abweichen. Andererseits gibt es eine Anzahl von Kometen, die sicher periodisch sind; sie bewegen sich in entschieden elliptischen Bahnen und kehren in regelmäßigen Intervallen zur Sonne zurück. Bei einigen von ihnen hat man durch wiederholte Beobachtungen die Umlaufzeit mit großer Genauigkeit festgestellt; bei anderen hat man auf die periodische Wiederkehr nur aus der Tatsache geschlossen, daß der Betrag der Geschwindigkeit die parabolische Grenze bei weitem nicht erreicht und die Elliptizität der Bahn des Kometen somit keinem Zweifel unterworfen ist.

Die Frage nach den Bahnen der Kometen schließt die andere, sehr interessante in sich, ob man die Kometen als zu unserem System gehörig oder nur als Besucher aus der Sternenwelt zu betrachten hat. Endgültig ist diese Frage noch nicht beantwortet; der Umstand aber, daß hyperbolische Bahnen sehr selten und in scharf ausgeprägter Form überhaupt bisher noch nicht beobachtet worden sind, scheint zu dem Schlusse zu zwingen, daß die Kometen wenigstens in der Mehrzahl an der Bewegung des Sonnensystems im Weltraume teilnehmen, in diesem Sinne also zum Sonnensysteme gehören. Kommt ein solcher Komet in den Anziehungsbereich der Sonne, so würde er sich in einer parabolischen Bahn um sie bewegen und ihn wieder verlassen, um nicht zurückzukehren, da die Geschwindigkeit, welche er durch die Anziehung der Sonne erlangen würde, gerade ausreichte, um ihn in die Unermeßlichkeit, aus der er kam, zurückzutreiben. Dies würde der Verlauf der Erscheinung sein, wenn die Sonne nicht von Planeten umkreist würde. Infolge der Anziehung der verschiedenen Planeten muß nun der Komet seine Geschwindigkeit ändern, so oft er einem derselben nahe kommt, und diese Veränderung besteht je nach dem Wege, den er beschreibt, in einer Beschleunigung oder einer Verzögerung. Wenn alle Beschleunigungen, die sämtliche Planeten verursachen, die Verzögerungen übersteigen, so wird der Komet unser System mit mehr als parabolischer Geschwindigkeit auf immer verlassen, während, wenn die zurückhaltenden Kräfte überwiegen, sich die Bahn je nach dem Grade dieses Überschusses in eine mehr oder weniger gestreckte Ellipse verwandelt. In weitaus den meisten Fällen ist aber die Verzögerung so gering, daß die genauesten Beobachtungen nicht imstande sind, sie erkennen zu lassen, und man nur durch Rechnung oder durch die Rückkehr des Kometen nach Zehn- oder Hunderttausenden von Jahren darauf schließen könnte. Kommt indessen ein Komet zufällig einem Planeten und besonders einem großen, wie z. B. Jupiter, sehr nahe, so kann die Verzögerung so groß werden, daß sie dem Kometen eine Bahn mit kurzer Umlaufsdauer gibt und ihn so zu einem beständigen Gliede unseres Systems macht. In der Tat zeigen die Bahnen einer beträchtlichen Zahl von Kometen eine merkwürdige Beziehung zur Jupitersbahn, indem sie eine derartige Lage im Raume haben, daß die betreffenden Kometen dem Jupiter nahe kommen können; die Aphelien dieser Bahnen liegen in der Regel nur wenig innerhalb oder außerhalb der Bahn des Jupiter. Gegenwärtig kennt man etwa 30 Kometen dieser Art, die man als die »Kometenfamilie des Jupiter« bezeichnet. Sie haben Umlaufzeiten um die Sonne von drei bis acht Jahren; eine große Anzahl von ihnen ist übrigens nur in einer Erscheinung gesehen und bei ihrer vorausberechneten Wiederkehr nicht wiedergefunden worden. Es

wird zur Zeit allgemein angenommen, daß diese Kometen, oder doch wenigstens die Mehrzahl von ihnen, wirklich vom Jupiter »eingefangen« worden sind, d. h. daß die Anziehung dieses Planeten ihre ursprünglich genau oder nahezu parabolischen Bahnen in elliptische mit kürzer Umlaufzeit verwandelt hat. Gegen diese Ansicht spricht allerdings die große Zahl der Kometen der Jupitersfamilie, die weit größer ist, als man der Wahrscheinlichkeit nach erwarten sollte. Der Widerspruch wird aber vielleicht aufgeklärt durch die Vermutung, daß in Wirklichkeit nur wenige Kometen vom Jupiter eingefangen worden sind, diese sich aber, wie man dies schon wiederholt bei Kometen beobachtet hat, unter der Einwirkung von Jupiter und Sonne in mehrere Teile geteilt haben, die sich dann in getrennten Bahnen bewegen.

Bei einer wiederholten Annäherung eines periodischen Kometen an Jupiter ist es nun möglich, daß die Anziehung des letzteren die Bahn noch weiter verengert; aber ebenso gut kann es auch vorkommen, daß die elliptische Bahn wiederum in eine parabolische oder hyperbolische verwandelt wird, so daß der Komet sich wieder aus unserm Sonnensystem entfernt. Man darf daher die periodischen Kometen nicht alle ohne weiteres als dauernde Glieder unseres Systems betrachten, ganz abgesehen von den Auflösungsprozessen, denen viele Kometen unterworfen sind.

Ebenso wie Jupiter haben auch Saturn, Uranus und Neptun ihre Kometenfamilien, welche aber viel weniger zahlreich sind.

Selbst die periodischen Kometen, welche sich in Ellipsen um die Sonne bewegen, wie die Planeten, unterscheiden sich in der Form ihrer Bahn wesentlich von den letzteren. Während nämlich die Bahnen der Planeten meist nur wenig exzentrisch sind, ist bei den periodischen Kometen eine sehr starke Exzentrizität die Regel. Die kleinste, bisher bei einer Kometenbahn festgestellte Exzentrizität ist 0.40, ein Wert, der von keiner der Bahnexzentrizitäten der bekannten kleinen Planeten erreicht wird. Endlich muß noch auf einen sehr bemerkenswerten Unterschied zwischen Kometen und Planeten hingewiesen werden, der die Richtung der Bewegung betrifft. Sämtliche Planeten bewegen sich in demselben Sinne um die Sonne; unter den Kometen dagegen gibt es eine große Anzahl, deren Bewegung in entgegengesetztem Sinne vor sich geht wie die der Planeten, und die man daher »rückläufig« nennt. Die periodischen Kometen sind mit ganz wenigen Ausnahmen alle rechtläufig, während unter den nicht periodischen keine Bewegungsrichtung vorherrscht, wie wir im nächsten Abschnitte näher zeigen werden.

3. Statistik der Kometenerscheinungen.

Es war Keplers Meinung, daß die Himmelsräume so voll von Kometen seien, wie das Meer von Fischen, und daß nur ein kleiner Teil

derselben zur Sichtbarkeit gelange. Als gewiß dürfen wir annehmen, daß nur ein unbedeutender Bruchteil aller überhaupt existierenden je beobachtet wurde. Da ihre Bahnen meist außerordentlich langgestreckt sind, so können sie nur in ihrer Sonnennähe gesehen werden, und da es wahrscheinlich ist, daß die Zeitdauer der Revolution bei der großen Mehrheit der bereits beobachteten nach Jahrtausenden zählt — wenn sie überhaupt je zurückkehren — so müßten unsere Beobachtungen noch Jahrtausende lang fortgesetzt werden, bis wir alle die gesehen haben, die in den Bereich unserer Fernrohre kommen. Ebenso wahrscheinlich ist es, daß die Zahl derer, die wir jemals sehen können, im Verhältnis zur Gesamtzahl sehr gering ist, weil ein Komet gewöhnlich überhaupt nur gesehen wird, wenn sein Perihel entweder innerhalb der Erdbahn oder doch nur wenig außerhalb derselben liegt. Eine der wenigen Ausnahmen von dieser Regel machte der Komet von 1729, der bei seinem Perihel mehr als vier Erdweiten von der Sonne entfernt war und daher von ganz außergewöhnlicher Größe gewesen sein muß, indem wohl jeder andere bekannte Komet in solcher Entfernung den Fernrohren der damaligen Zeit unerreichtbar gewesen wäre. Nächst diesem Kometen besitzt die größte bisher bekannte Periheldistanz (ungefähr 3 Erdweiten) ein Ende 1902 von Giacobini in Nizza entdeckter Komet.

Die Anzahl der Kometen, die seit Beginn der christlichen Zeitrechnung als dem bloßen Auge sichtbar verzeichnet wurden, geben wir in folgender Tabelle. Die Daten bis zum Ende des 15. Jahrhunderts beruhen fast ausschließlich auf den Angaben chinesischer Chronisten, speziell des Ma-tuan-lin.

Jahre unserer Zeitrechnung		Zahl der Kometen	Jahre unserer Zeitrechnung		Zahl der Kometen
Von	1— 100	22	von	1001—1100	36
»	101— 200	23	»	1101—1200	26
»	201— 300	44	»	1201—1300	26
»	301— 400	27	»	1301—1400	29
»	401— 500	16	»	1401—1500	27
»	501— 600	25	»	1501—1600	31
»	601— 700	22	»	1601—1700	12
»	701— 800	16	»	1701—1800	36
»	801— 900	42	»	1801—1900	36
»	901—1000	26			

In runder Summe sind also seit Christi Geburt über 500 dem unbewaffneten Auge sichtbare Kometen gezählt worden, so daß durchschnittlich auf alle drei bis vier Jahre einer kommt.

Eine Gesetzmäßigkeit zeigt sich in den oben genannten Zahlen nicht, wenn sie auch von Jahrhundert zu Jahrhundert ziemlich bedeutend schwanken.

Leipzig, Bonn
 Außer den mit bloßem Auge sichtbaren Kometen hat man seit Erfindung des Fernrohres etwa 300 teleskopische Kometen beobachtet, wobei die verschiedenen Erscheinungen der periodischen Kometen getrennt in Rechnung gezogen worden sind. Jetzt werden fast jedes Jahr mehrere, oft bis zu sechs und mehr teleskopische Kometen entdeckt, da einige Astronomen, namentlich in Amerika, auf die Aufsuchung dieser Objekte viel Zeit und Mühe verwenden. Wegen der großen Zahl der Kometen hat es sich als notwendig erwiesen, eine besondere Bezeichnung für dieselben einzuführen. So wäre z. B. der erste im Jahre 1905 entdeckte Komet mit 1905a, der zweite mit 1905b usw. zu bezeichnen; in die definitiven Listen der Kometen geht diese Bezeichnung aber nicht über, vielmehr ordnet man in ihnen die Kometen nach der Zeit ihres Periheldurchgangs und nennt den ersten Kometen, der im Jahre 1905 durchs Perihel geht, 1905 I, den zweiten 1905 II usw. Da die Reihenfolge der Entdeckungen eine andere sein kann als die der Periheldurchgänge, so braucht Komet 1905a nicht mit Komet 1905 I identisch zu sein. Häufig fügt man zu der Bezeichnung des Kometen auch den Namen des Entdeckers hinzu.

Leipzig, Bonn
 Nicht für alle bisher erschienenen Kometen ist es gelungen, die Bahnen mit einiger Genauigkeit zu bestimmen, da namentlich für die älteren unter ihnen die Beobachtungen naturgemäß sehr ungenau und spärlich sind und oft auch ganz fehlen. Für 316 Kometen (wir beschränken uns auf die bis 1900 einschließlich erschienenen) sind indessen die Elemente hinreichend genau bekannt, um sie für statistische Untersuchungen verwenden zu können; die verschiedenen Erscheinungen ein und desselben periodischen Kometen sind dabei nur einfach gezählt worden. Ordnet man diese Bahnen nach Periheldistanzen und Knotenlängen, so erhält man folgende Übersicht:

in 3. Auflagen

Periheldistanz	Anzahl	Knotenlänge	Anzahl
0.0—0.3	35	0°—60°	59
0.3—0.6	58	60—120	57
0.6—0.9	80	120—180	44
0.9—1.2	73	180—240	56
1.2—1.5	35	240—300	51
>1.5	35	300—360	49

Abhängigkeit der Bahnen von der Periheldistanz

Aus der Betrachtung der Anzahl der Kometen, geordnet nach den Periheldistanzen, ersieht man sogleich, daß beträchtlich außerhalb der Erdbahn unverhältnismäßig wenige liegen; von Kometen mit Periheldistanzen

größer als die doppelte Erdentfernung kennt man (bis 1900) nur 13. Periheldistanzen zwischen 1.0 und 2.0 Erdweiten haben 96 Kometen, und kleiner als 1.0 sind diejenigen von 207 Kometen. Die überwiegende Mehrzahl der Periheldistanzen fällt zwischen $\frac{1}{3}$ und 1, vermutlich aber nur aus dem Grunde, weil Kometen mit kleinen Periheldistanzen, als zugleich der Sonne und der Erde nahe, heller sind und uns leichter sichtbar werden, als weiter außerhalb der Erdbahn sich bewegende. Ziemlich gleichmäßig durch den ganzen Umkreis verteilt sind die Knotenlängen, d. h. die Kometenbahnen schneiden die Ekliptik überall fast gleich häufig.

*h_{per} > 2 = 13
1 - 2 = 96
< 1 = 207*

*b. Perihelion-
länge.
c. Neigung
der Bahnen*

Auch eine statistische Untersuchung über die Neigungen der Kometenbahnen bietet einiges Interesse. Wenn man die Kometen nach ihrer Bahnneigung ordnet, so hat man die rechtläufigen von den rückläufigen zu unterscheiden. Man kann letztere dadurch kennzeichnen, daß man ihre Neigungen größer als 90° annimmt, denn es besagt beispielsweise offenbar dasselbe, wenn man angibt, daß ein Komet sich rückläufig in einer Bahn von 20° Neigung bewegt oder rechtläufig in einer Bahn von 160° Neigung gegen die Ekliptik. Berücksichtigt man dies, so erhält man folgende Übersicht für die Kometen bis 1900:

<i>rückläufig</i>		<i>rechtläufig</i>	
Neigung	Anzahl	Neigung	Anzahl
0°—15°	29	90°—105°	31
15 —30	18	105 —120	24
30 —45	25	120 —135	35
45 —60	24	135 —150	33
60 —75	30	150 —165	16
75 —90	41	165 —180	10

weniger

Man ersieht hieraus, daß es fast ebenso viele rückläufige als rechtläufige Kometen gibt; nur rückläufige Kometen, deren Bahnebenen einen kleinen Winkel mit der Ekliptik bilden (Neigungen von 165° bis 180°) sind verhältnismäßig selten. Neigungen von 90° sind ebenso häufig als kleine Neigungen, ja sie überwiegen sogar, wenn man die periodischen Kometen von der Betrachtung ausschließt. Dieser Umstand läßt sich nach Holetschek durch die mehr oder weniger günstigen Sichtbarkeitsbedingungen erklären, welche durch die verschiedenen Bahnneigungen hervorgebracht werden. Die kurzperiodischen Kometen haben fast alle kleine Neigungen. Dies spricht sehr zugunsten der oben gegebenen Erklärung der Herkunft der periodischen Kometen, da Kometen mit geringer Neigung weit größere Chancen haben von einem Planeten »eingefangen« zu werden, als solche mit großer Neigung.

Ordnet man endlich die Kometenbahnen nach den Längen des Perihels, so findet man, daß sich in der Verteilung derselben ziemlich starke Ungleichmäßigkeiten zeigen. Früher glaubte man, daß diese Erscheinung

mit dem Ursprung der Kometen in Verbindung stände; durch Untersuchungen Holetscheks ist indessen klar gelegt worden, daß sie sich durch den Einfluß terrestrischer Verhältnisse erklären läßt. Die Kometenbeobachter befinden sich nämlich meist in höheren geographischen Breiten, und die Folge davon ist, daß die Kometen, deren Perihelien eine Länge von 90° oder 270° haben, im allgemeinen leichter aufgefunden werden als andere, wodurch die erwähnten Ungleichmäßigkeiten zustande kommen. Diese Tatsache zeigt, wie vorsichtig man bei weitgehenden Schlüssen aus derartigen statistischen Untersuchungen sein muß.

4. Physische Beschaffenheit der Kometen.

Eine Theorie von der physischen Beschaffenheit der Kometen müßte sich, um völlig zu befriedigen, auf solche Eigenschaften der Materie stützen, die wir hier auf der Erde als wesentliche kennen; sie müßte ferner imstande sein, zu zeigen, welche Formen und Verbindungen bekannter Substanzen dazu gehören, um, in Bedingungen versetzt wie sie im Himmelsraume vorhanden sind, die Erscheinung eines Kometen darzustellen.

Dieses Ziel ist bis jetzt nicht vollständig erreicht. Zwar sind zahlreiche Kometentheorien aufgestellt worden, aber die meisten von ihnen erklären entweder einzelne charakteristische Erscheinungen nicht vollständig oder verstoßen gegen bekannte physikalische Gesetze. Mit allen diesen Hypothesen brauchen wir uns daher nicht näher zu befassen; wir wollen uns vielmehr auf die wenigen Erklärungsversuche beschränken, welche durch die Tatsachen unterstützt werden und unseren heutigen Vorstellungen über die Konstitution der Materie und die sie beherrschenden Kräfte entsprechen.

Die einfachste Form dieser Körper haben wir in denjenigen teleskopischen Kometen, welche im Fernrohre das Aussehen eines kleinen, meist ziemlich regelmäßigen und granulierten Nebels oder Wölkchens ohne deutlichen Kern zeigen. Nun wissen wir, daß eine Masse, die auf der Erde in einer solchen Gestalt erscheint, aus getrennten Teilchen fester oder flüssiger Stoffe besteht, wie z. B. Wolken aus kleinen Partikeln Wasser, oder Rauch aus Kohlenteilchen. Die äußere Ähnlichkeit der teleskopischen Kometen mit solchen Massen ließe also zunächst für dieselben auf eine ähnliche Konstitution schließen. Ihr Durchmesser beträgt meist Zehntausende von Kilometern; dabei sind sie aber von so geringer Masse, daß sie nicht den geringsten erkennbaren Einfluß auf die Bewegungen der Himmelskörper, denen sie etwa nahe kommen, ausüben, und von solcher Durchsichtigkeit, daß man die Sterne ohne Schwächung ihres Lichtes durch sie hindurch sehen kann. Auch wird deren Licht, selbst wenn sie nicht zentral vom Kometennebel bedeckt

I. Bildung an
einer Kom-
Yavrie.

II. Abfolge
Yavrie

in Kom.
helf. auf d.
Partikeln.
Materie.

1. beim Aufg.
2. durch Stoff

werden, durchaus nicht aus seiner geradlinigen Richtung abgelenkt; wenigstens ist es bisher nicht gelungen, eine solche Ablenkung mit Sicherheit festzustellen. Durch diese Umstände wird es wahrscheinlich, daß die den Kometen bildende Materie aus diskreten, durch relativ weite Zwischenräume getrennten Partikeln besteht; es ist natürlich nicht ausgeschlossen, daß sich unter diesen diskreten Teilen auch solche von erheblicher Größe befinden.

Das stärkste Argument zugunsten dieser Ansicht über die Konstitution der einfachsten teleskopischen Kometen liefert die innige Verwandtschaft, die nach allem, was wir jetzt wissen, zwischen den Kometen und den Meteoriten besteht, und auf welche wir noch ausführlicher zurückkommen werden.

Die spektroskopische Untersuchung befindet sich hiermit in vollkommener Übereinstimmung, da das Spektrum der Kometen zunächst ein kontinuierliches ist, herrührend wahrscheinlich von dem durch die

*3. Kometen-Licht-
brechung*

*4. Bef. m.
Meteoriten*

*5. Spektralanalyse
Kometen*



Kometen-Spektrum.



Kohlenstoff-Spektrum.

Fig. 155.

festen Partikelchen reflektierten Sonnenlichte. Über dieses kontinuierliche Spektrum ist nun aber das charakteristische Bandenspektrum der Kometen superponiert, welches im wesentlichen aus drei hellen Banden besteht, die nach dem Rot zu scharf begrenzt, nach Violett zu dagegen verwaschen erscheinen. Die Messungen an diesen Banden haben bewiesen, daß das von ihnen gebildete Spektrum identisch ist mit dem des Kohlenstoffes. Freilich ist es nicht ganz sicher, ob die Banden dem Kohlenstoff selbst zuzuschreiben sind, da neuerdings von einigen Physikern behauptet wird, sie würden durch das Kohlenoxyd hervorgerufen, wofür in der Tat manches zu sprechen scheint. Früher nahm man dagegen allgemein an, daß sie durch glühendes Kohlenwasserstoffgas entstanden. Die Unsicherheit in der Deutung dieser Spektren ist dadurch entstanden, daß es bei ihrer Erzeugung im Laboratorium sehr schwierig ist, Kohlenstoff, Kohlenwasserstoff und Kohlenoxyd völlig zu trennen. Außer den drei erwähnten Banden sind nun, namentlich seit man die Photographie

*Banden
Kohlenstoff*

CO

CO₂

Cyan.
 auf diesem Gebiete angewandt hat, noch andere helle Banden in den Kometenspektren gefunden worden, welche meist dem Kohlenstoff und dem Cyan (einer Verbindung von Kohlenstoff und Stickstoff) angehören.

Fortschreitendes
Morphologie.
 Das Verhältniß der Intensitäten des kontinuierlichen und des Bandenspektrums ist bei verschiedenen Kometen sehr verschieden. So hatte z. B. der Komet Holmes (1892) ein ganz kontinuierliches Spektrum, in dem nur unsicher eine Andeutung der hellsten Kohlenbande gesehen werden konnte. Bei anderen Kometen wieder tritt das kontinuierliche Spektrum ganz gegen das Bandenspektrum zurück. Es ist, wie erwähnt, kein Zweifel, daß das kontinuierliche Spektrum im wesentlichen einfach durch das von den festen Partikeln des Kometen reflektierte Sonnenlicht zustande kommt, denn es ist gelungen, in ihm die Fraunhoferschen Linien des Sonnenspektrums zu photographieren. Andererseits hat man zuweilen bei plötzlichen Helligkeitszunahmen von Kometen auch ein plötzliches Stärkerwerden des kontinuierlichen Spektrums beobachtet, so daß dieses zum Teil auch in dem Eigenlicht des Kometen seine Ursache haben muß.

Luft u. d. Gas
spalte.
Gas eingeklemmt
unter Druck
schlechte Erklärung
Magnetfeld.
 Über andere Eigentümlichkeiten des Kometenspektrums wird noch bei Gelegenheit der Einzelbesprechung bemerkenswerter Kometenerscheinungen berichtet werden; es tritt aber jetzt die Frage auf, wie das Vorhandensein von leuchtenden Gasen in den Kometen zu erklären ist. Daß die diskreten Teile, aus denen die Kometen wesentlich bestehen, gleichsam mit einer Atmosphäre umgeben sind, ist wenig wahrscheinlich. Es ist einleuchtender, anzunehmen, daß diese Teile die Gase eingeschlossen enthalten, und daß dieselben erst bei der Annäherung an die Sonne infolge der Erwärmung frei werden. Dieses Freiwerden wird mit größerer Annäherung an die Sonne immer intensiver werden, und wir haben uns dann weiter nur noch vorzustellen, daß die Sonne auch elektrisch erregend auf den Kometen wirkt, um das Leuchten der Gase zu erklären; daß damit auch gleichzeitig eine Erklärung für die Schweifbildung der Kometen gegeben ist, wird gleich gezeigt werden. Einen Versuch, die Möglichkeit der obigen Erklärung nachzuweisen, hat Vogel gemacht. Derselbe schloß Stückchen von Meteorsteinen in einer luftleeren Röhre ein und erhitzte dieselbe. Wurde nun ein elektrischer Strom durch die Röhre gesandt, so leuchtete dieselbe und zeigte auf das vollkommenste das Kometenspektrum.

f. d. d. d.
 Gehen wir auf Erklärungsversuche der Einzelheiten bei solchen Kometen ein, bei welchen die einzelnen Teile deutlicher ausgeprägt sind, so bieten diese des Rätselhaften genug. Wir wissen zunächst nicht, woraus der Kern besteht, ob er ein fester Körper von oft vielen Hundert Kilometern Durchmesser, oder ob er eine dichtere Masse von derselben Beschaffenheit ist, welche die teleskopischen Kometen zeigen. Indessen

kann wohl kaum bezweifelt werden, daß er aus einer Materie besteht, welche infolge der Erwärmung durch die Sonne Gase ausscheidet. Der Kopf eines solchen Kometen erscheint bei genauer Betrachtung als aus übereinander liegenden Dunstschichten oder Umhüllungen gebildet, welche ein periodisch wiederkehrendes Aufsteigen erkennen lassen, wobei sie schwächer und undeutlicher in den Umrissen werden, je mehr sie sich vom Kern entfernen, bis sie sich in den äußersten Teilen der Koma verlieren. Diese wechselnd aufsteigenden Massen sind es, welche die früher beschriebenen, oft fächerförmigen Schichten bilden.

Den stärksten Beweis für einen vom Kern des Kometen ausgehenden Verdunstungsprozess (wenn wir der Kürze wegen einen solchen Ausdruck gebrauchen) liefern die Bewegungen des Schweifes. Es war längst klar geworden, daß dieser nicht ein Anhängsel sein kann, welches der Komet mit sich zieht; denn erstens ist eine Kohäsion nicht möglich bei einer Materie, welche ihre Form beständig ändert und überdies von so geringer Dichtigkeit ist, daß man die kleinsten Sterne durch sie hindurchsehen kann. Dann aber scheint sich auch der Schweif, während der Komet im Perihel die Sonne in rasender Eile umläuft, von einer Seite der Sonne zur anderen mit solcher Geschwindigkeit zu bewegen, daß er unfehlbar auseinander stäuben müßte und die einzelnen Teilchen in hyperbolischen Bahnen davon fliegen müßten, wenn die Bewegung eine wirkliche wäre. Wir müssen demnach schließen, daß der Schweif kein festes oder sonst beständiges Anhängsel ist, welches der Komet nach sich zieht, sondern eine Art Dampfsäule, die von ihm aufsteigt wie Rauch aus einem Kamin. Ebenso wie die Rauchwolke, die in diesem Augenblick aus der Esse emporsteigt, nicht dieselbe ist wie die, welche wir eine Minute früher sahen, so sehen wir auch nicht die ganze Zeit ein und denselben Schweif des Kometen, weil die den Schweif bildende Substanz beständig ausströmt und sich andererseits beständig aus den dem Kern entsteigenden Massen neu ersetzt.

Die merkwürdigste Tatsache ist nun aber die, daß die Ausströmung vom Kern eines großen Kometen zunächst in der Richtung gegen die Sonne geschieht, daß aber die ausgeströmte Materie bald, indem sie sich verbreitet, umbiegt und nun als eigentlicher Schweif eine entgegengesetzte Richtung einschlägt und von der Sonne gleichsam wegfiegt. Verschiedene Hypothesen sind aufgestellt worden, um dieses eigentümliche Verhalten der ausgeströmten Kernmaterie zu erklären, von denen aber erst eine aus neuester Zeit mit allen beobachteten Tatsachen im Einklang steht.

Vor der Zeit Tycho Brahes und Keplers glaubte man im allgemeinen, daß die Kometen nur atmosphärische Lichterscheinungen seien. Erst Tycho bewies, daß sie sich außerhalb der Atmosphäre befänden. Kepler

meinte, daß die Bestandteile des Schweifes durch die Einwirkung (Stoß oder Druck) der Sonnenstrahlen fortgetrieben würden, eine Ansicht, auf die man merkwürdigerweise in allerneuester Zeit wieder zurückgekommen ist.

Newton konnte als Urheber der Emissionstheorie des Lichtes die Möglichkeit, daß Keplers Ansicht die richtige sei, nicht bestreiten; gleichwohl gab er einer anderen Hypothese den Vorzug. Er nahm nämlich an, die Himmelsräume seien mit einem außerordentlich dünnen Medium angefüllt, welches die Sonnenstrahlen, ähnlich scheinbar wie kalte Luft, durchdringen, ohne es zu erhitzen. Der Komet jedoch werde durch die Sonnenstrahlen erwärmt und durch Leitung dann ebenfalls das umgebende Medium, und auf diese Weise entsende der Komet einen warmen Strom, gleich dem Strom warmer Luft, der von einem erhitzten Körper auf der Oberfläche der Erde aufsteigt. Dieser Strom nun führe den Kometendampf mit sich fort und erzeuge den Schweif, gerade wie der warme, aus einem Kamin aufsteigende Luftstrom den Rauch als Säule emporträgt. Ein Medium, welches einen solchen Prozeß zulässt, existiert indessen im Planetenraume nicht, und Newtons Hypothese kann daher nicht mehr ernstlich in Betracht kommen.

Richtigere Vorstellungen und plausible Erklärungsversuche verdanken wir erst Olbers und Bessel. Olbers, der die merkwürdigen Ausströmungserscheinungen auf Grund neuerer Beobachtungen prüfte, führt das offenbar bestehende Bestreben der Schweifmaterie, sich vom Kern wie von der Sonne zu entfernen, auf eine Repulsivkraft sowohl der Sonne wie des Kerns zurück und deutet bereits auf elektrische Anziehungen und Abstoßungen als deren Ursache hin. Bessel wurde durch die genauen Beobachtungen, die er am Halleyschen Kometen anstellte, gleichfalls zur Annahme repulsiver oder polarer (elektrischer) Kräfte geführt. Er entwickelte zuerst für die Bewegung ausströmender Schweifteile eine mathematische Theorie, welche an einer abstoßenden Kraft der Sonne in Beziehung auf die Kometenschweife nicht zweifeln läßt, und gelangte weiter durch den Nachweis, daß die Ausströmung des Halleyschen Kometen in der Bahnebene pendelartige Schwingungen um den Kern gemacht hatte, zu dem Schluß, daß man sich der Annahme einer Polarkraft nicht entziehen könne, welche den einen Halbmesser des Kometen nach der Sonne hin-, den entgegengesetzten von ihr abzuwenden strebe.

Später hat Zöllner in Leipzig im Anschluß an Olbers die Schweifbildung der Kometen durch eine zwischen Sonne und Kometenkern wirksame elektrische Kraft zu erklären gesucht. Wir dürfen von seinen Ansichten, die er in verschiedenen Abhandlungen und dem bemerkenswerten Buch »Über die Natur der Kometen« niedergelegt hat, sagen, daß sie im allgemeinen die Erscheinungen gut erfassen und deuten. Bredichin

Kepler

Lichtstrahl

Newton

Licht aufgefangen

Kometen

mit sich

fort

fort

Olbers

elektrische Kräfte

Polarkraft

Zöllner

ist es nunmehr gelungen, im Anschluß an die Besselschen und Zöllnerschen Untersuchungen eine Kometentheorie aufzustellen, welche alle Erscheinungen der Kometenschweife vollständig zu deuten vermag.

Wie wir gesehen haben, findet bei der Annäherung des Kometen an die Sonne ein Ausströmen von Materie aus dem Kern in der Richtung nach der Sonne hin statt. Die ausströmenden Teilchen besitzen also eine gewisse Anfangsgeschwindigkeit in dieser Richtung. Bredichin nimmt nun an, daß die Sonne auf diese Partikeln eine Repulsivkraft ausübt, welche umgekehrt proportional dem Quadrate der Entfernung wirkt; das Wesen dieser Kraft läßt Bredichin zunächst unerörtert, ebenso wie wir ja auch über das Wesen der Gravitation keinerlei Voraussetzungen machen und trotzdem ihre Wirkungen mit größter Genauigkeit berechnen können. Außer der Repulsivkraft wirkt auf die ausgeschleuderten Teilchen, ebenso wie auch auf den von der Repulsivkraft nicht beeinflussten Kern des Kometen, die Anziehung der Sonne. Es ist nun leicht einzusehen, daß die Teilchen, welche sich anfangs auf die Sonne zu bewegen, infolge der Repulsivkraft allmählich umkehren und sich von dem Kern in entgegengesetzter Richtung entfernen werden: sie bilden den Schweif. Derselbe wird im Innern hohl sein, wodurch sich die früher erwähnte Erscheinung erklärt, daß bei den helleren Kometen die Mitte des Schweifes dunkler als seine Ränder ist. Die Stärke der Repulsivkraft wird bestimmend auf Richtung und Form des Schweifes einwirken, und umgekehrt wird man aus Richtung und Form des Schweifes die Größe der Repulsivkraft berechnen können. Dies hat Bredichin für eine große Anzahl von Kometen (etwa 50) getan und ist dabei zu sehr bemerkenswerten Resultaten gelangt. Er hat nämlich gefunden, daß sich alle beobachteten Kometenschweife in drei Typen klassifizieren lassen. Bei dem I. Typus ist die Repulsivkraft 18mal so groß als die Anziehung der Sonne an der betreffenden Stelle des Raumes, bei dem II. Typus 0.5 bis 2.2mal, beim III. Typus 0.1 bis 0.3mal so groß. Eine Ausnahmestellung nehmen die Schweife einiger weniger Kometen ein, bei denen die Repulsivkraft etwa 40mal so groß als die Anziehung ist; Bredichin rechnet diese mit zum I. Typus.

Bredichin

3 dt.

Die drei Schweiftypen scheinen ziemlich gleich häufig vorzukommen, doch ist die Anzahl der bisher beobachteten Schweife vom III. Typus geringer als die der Schweife vom I. und II. Typus; dies erklärt sich wahrscheinlich dadurch, daß die Schweife vom III. Typus stets ziemlich schwach sind und sich daher leicht der Beobachtung entziehen.

Für die Anfangsgeschwindigkeit, mit welcher sich die Teilchen zuerst vom Kern aus nach der Sonne hin bewegen, ergeben sich nach Bredichin folgende Werte:

Beim	I. Typus	3 km bis 10 km	$18 \times$
	» II.	0.9 » » 2 »	$0,5 - 2,2$
	» III.	0.3 » » 0.6 »	$0,1 - 0,3$

Sowohl die Werte dieser Anfangsgeschwindigkeiten als auch die Verschiedenheiten in der Größe der Repulsivkraft führen zu der Vermutung, daß die Schweife vom I. Typus aus dem leichtesten Stoffe, die vom II. und III. Typus aus schwereren Stoffen bestehen. Bredichin nimmt an, daß die Repulsivkraft umgekehrt proportional dem Molekulargewichte der betreffenden Teilchen sei, und folgert, daß die Schweife vom I. Typus aus Wasserstoff, die vom II. aus Kohlenstoffgasen, Natrium usw., die vom III. endlich aus den schweren Elementen, z. B. Eisen, bestehen. Die seltenen Schweife vom ersten Typus, in denen die Repulsivkraft 40mal so groß als die Gravitation ist, bestehen vielleicht aus einem unbekanntem Gase, das noch leichter als Wasserstoff ist. Es ist aber auch möglich, daß sie aus Wasserstoff bestehen; dann müßte man annehmen, daß die gewöhnlichen Schweife des ersten Typus sich aus Helium zusammensetzen. Wenn auch die spektroskopische Bestätigung dieser Ansichten teilweise noch aussteht, so hat doch andererseits die spektroskopische Beobachtung zu keinem Widerspruch gegen Bredichins Theorie geführt.

Was Form und Richtung der Schweife angeht, so sind die vom I. Typus ziemlich gerade, schmal und liegen nahezu in der Richtung des verlängerten Radiusvektors; die vom II. Typus sind kürzer, stärker gebogen und stärker vom Radiusvektor abgelenkt; die vom III. Typus endlich weichen noch mehr vom Radiusvektor ab und sind meist nur sehr kurz und schwach.

Mit Hilfe der Bredichinschen mechanischen Theorie der Kometenschweife ist es nun nicht nur gelungen, die allgemeinen Eigenschaften dieser Gebilde zu erklären, sondern auch die komplizierten Erscheinungen, welche man bei einigen Kometen beobachtet hat, haben ihre einfache Deutung gefunden. Als Beispiele hierfür erwähnen wir die einem γ ähnliche Form der Schweife einiger Kometen, die wellige Form bei anderen, die sechs Schweife des Kometen von 1744. Alle Anforderungen, die man an eine derartige Theorie zu stellen berechtigt ist, werden also von der Bredichinschen Kometentheorie in schönster Weise erfüllt, und ihre Richtigkeit ist deshalb, wenn auch nicht absolut sicher, so doch in hohem Maße wahrscheinlich.

In den Schweifen einiger Kometen haben sich wolkenähnliche Verdichtungen der leuchtenden Materie gezeigt, die sich allmählich vom Kerne immer weiter entfernten. Bredichin erklärt sie dadurch, daß er

Hauptk. d.
 Myonfel
 I. H
 I. C, Na
 II. Fe

annimmt, die Ausströmungen aus dem Kerne nach der Sonne hin seien zu Zeiten besonders stark gewesen. Die Geschwindigkeiten, mit der diese Verdichtungen sich vom Kerne fort bewegen, sind in Übereinstimmung mit Bredichins Theorie durchaus nicht besonders groß.

Das Wesen der Repulsivkraft ist, wie schon erwähnt, für die ganze Theorie zunächst nur von nebensächlicher Bedeutung; natürlich aber ist es von höchstem Interesse, eine Vorstellung davon zu gewinnen. Bredichin selbst sah die Kraft für eine elektrische an, ohne jedoch auf diese Ansicht besonderes Gewicht zu legen. In neuester Zeit ist man mehr geneigt, den sogenannten »Lichtdruck« zur Erklärung heranzuziehen. Nach der jetzt allgemein angenommenen Maxwellschen elektromagnetischen Lichttheorie üben nämlich die von der Sonne ausgehenden Strahlen auf jeden Körper, den sie treffen, einen gewissen Druck aus. Für Körper von meßbaren Dimensionen ist dieser Lichtdruck verschwindend klein im Verhältnis zur Anziehung der Sonne. Je kleiner aber der Körper ist, desto größer ist das Verhältnis des Lichtdruckes zur Anziehung. Hat der Körper einen Durchmesser von 0.0015 mm, so halten sich Schwerkraft und Lichtdruck das Gleichgewicht. Bei Durchmessern von 0.00007 mm bis 0.0015 mm ist der Lichtdruck größer als die Schwerkraft, und zwar bis 18mal so groß, eine Zahl, die der Abstoßungskraft beim I. Typus der Kometenschweife entspricht. Ist endlich der Durchmesser des Körpers noch kleiner als 0.00007 mm, so überwiegt wieder die Schwerkraft. Die angegebenen Zahlen gelten streng nur für Licht, welches ungefähr die Wellenlänge der Natriumlinien hat, und für Körper von dem spezifischen Gewicht des Wassers.

Es liegt hiernach sehr nahe, die Bredichinsche Repulsivkraft einfach mit dem Lichtdruck zu identifizieren, zumal da die wirkliche Existenz des Lichtdruckes neuerdings auch experimentell festgestellt worden ist. Andererseits machen aber manche Erscheinungen, namentlich die Leuchtvorgänge, bei den Kometen die Wirksamkeit elektrischer Kräfte wahrscheinlich, und es ist auch abzuwarten, ob nicht die in den letzten Jahren angestellten Forschungen über Radioaktivität und ähnliche Erscheinungen modifizierend auf unsere Vorstellungen über die in den Kometen auftretenden Kräfte wirken werden. Scheinbar gegen Bredichins Anschauungen sprechen die anomalen Schweife mancher Kometen, die auf die Sonne zu gerichtet und übrigens immer nur kurz sind. Bei diesen müßte die Repulsivkraft gleich Null sein. Hierfür läßt sich aber leicht eine Erklärung finden; z. B. braucht man bei Zugrundelegung der Lichtdruckhypothese nur anzunehmen, daß die Partikeln, welche die anomalen Schweife bilden, hinreichend groß sind, da dann kein oder doch nur ein unendlich kleiner Lichtdruck stattfindet.

*Aufzehrung d.
Stoffes.*

Eine scheinbar notwendige Folge des beständigen »Verdampfens« bei Schweifkometen (wenn wir der Kürze wegen diesen Ausdruck beibehalten, ohne indessen damit die Identität mit dem Verdampfen irdischer Substanzen behaupten zu wollen) ist, daß diese Körper beständig an Masse, wenigstens an den schweifbildenden Gasen, verlieren müssen, wenn sie sich in der Nähe der Sonne befinden. Diese Folgerung wird durch die Tatsache bekräftigt, daß kein Komet von sehr kurzer Periode einen beträchtlichen Schweif besitzt, was sich dadurch erklären würde, daß der Stoff, woraus einst der Schweif gebildet war, im Laufe der Zeiten sich verflüchtigte. In der Tat lassen auch die Beschreibungen alter Chronisten vermuten, daß der Halleysche Komet bei seinen früheren Erscheinungen einen viel ansehnlicheren und helleren Schweif besessen hat, als er bei seiner Wiederkehr in neuerer Zeit zeigte. Es ist indessen nicht unbedingt nötig, eine so schnelle Abnahme vorauszusetzen, denn die zur Erzeugung des mächtigsten Schweifes erforderliche Masse ist so außerordentlich gering, daß ein Komet sie vielfach verlieren könnte, ohne erheblich kleiner zu werden. Dieses beständige Aufzehren von Stoff liefert einen neuen Beweis für die Richtigkeit der Annahme, die Kometen seien im allgemeinen gelegentliche Besucher, die uns durch die Anziehungskraft der Sonne nahe gebracht werden. Wäre z. B. ein Komet wie der Halleysche schon seit Millionen von Jahren periodisch und schon Hunderttausende von Malen in die Sonnennähe gekommen, so müßten seine vergänglichen Bestandteile längst verschwunden sein.

Die Untersuchungen über die Masse und Dichtigkeit der Kometen haben im allgemeinen noch zu wenig befriedigenden Resultaten geführt. Aus der bloßen teleskopischen Betrachtung läßt sich nicht mit Sicherheit entscheiden, ob der Kern ein einziger fester Körper sei wie ein Planet oder Mond, oder ob er nur den dichtesten Teil einer ungeheuern Wolke von Meteoriten bilde. Die den Kern umgebende neblige Masse verdichtet sich so allmählich nach dem Mittelpunkte, daß es in der Regel kaum möglich ist, zu bestimmen, wo der Kern anfängt; je stärker das Fernrohr ist, desto kleiner erscheint er gewöhnlich. Überdies ist bei ein und demselben Kometen die scheinbare Größe des Kerns oft bedeutenden Veränderungen unterworfen, und es folgt daraus, daß er nicht bis zu seinen scheinbaren Grenzen ein fester Körper sein kann. Aus dieser Tatsache und der allgemeinen Ähnlichkeit der großen mit den teleskopischen Kometen würden wir vielmehr schließen dürfen, daß selbst der dichteste Teil der Kometen nichts weiter als eine Wolke, ein Aggregat fester oder flüssiger Teilchen ist, so dicht zusammengedrängt, daß er wie eine kompakte Masse aussieht, ähnlich wie die großen Haufenwolken in unserer Atmosphäre. Es ist dies vollkommen im Einklang mit dem Umstande,

daß selbst bei sehr großen Annäherungen von Kometen an Planeten eine störende Wirkung auf letztere oder auf deren Monde nicht hat nachgewiesen werden können. Über die Masse eines Kometen läßt sich also nur sagen, daß sie sehr gering sein muß, und daß der Kern selbst der größten Kometen schwerlich eine kompakte Masse sein wird. Für diese letztere Ansicht spricht auch die Tatsache, daß man schon zu verschiedenen Malen ein Zerfallen des Kernes in mehrere Teile beobachtet hat, z. B. bei dem Kometen 1882 II. Die Ursache eines solchen Vorganges liegt in der Verschiedenheit der Anziehung der Sonne oder eines Planeten auf die verschiedenen Teile des Kometen. Die Teilung geht zuweilen so weit, daß zwei oder mehrere Kometen aus einem entstehen, wofür wir bei der Besprechung der einzelnen interessanten Kometen Beispiele kennen lernen werden. Die Teilkometen können sich infolge der Anziehung von Sonne und Planeten unter Umständen immer weiter voneinander entfernen, die Elemente ihrer Bahnen werden aber in der Regel einander ähnlich bleiben. Auf solche Weise denkt man sich die sogenannten »Kometensysteme« entstanden, d. h. Gruppen von Kometen, welche sehr ähnliche Bahnen durchlaufen, aber trotzdem weit voneinander entfernt sind. Das bekannteste Kometensystem besteht aus den Kometen 1668, 1680, 1843 I, 1880 I und 1882 II. Auf die mutmaßliche Bedeutung der Teilungsvorgänge für die »Kometenfamilien« haben wir schon früher hingewiesen.

Häufig wird die Frage nach den Folgen des Zusammentreffens eines Kometen mit der Erde aufgeworfen. Darauf kann zunächst erwidert werden, daß Art und Stärke der Wirkung wesentlich von der Gattung, der der Komet angehört, wie von dem Teile, der mit der Erde in Berührung käme, abhängen würde. Durch den Schweif auch des größten Kometen könnte letztere hindurch gehen, ohne die geringste Wirkung zu verspüren, denn der Schweif ist, wie wir sahen, von außerordentlich geringer Dichte. Ein solcher Durchgang der Erde durch einen Kometenschweif hat in der Tat im Jahre 1861 stattgefunden. Der Durchgang durch einen teleskopischen Kometen würde wahrscheinlich nur von einem Meteorschauer begleitet sein, ungleich glänzender noch als irgend einer der bisher verzeichneten, und es wäre damit keine ernstere, als die aus einem möglichen Meteorfall entstehende Gefahr verbunden. Ein Zusammenstoß aber mit dem Kern eines großen Kometen dürfte vielleicht eine bedenklichere Sache sein. Wenn der Kern ein fester Körper von metallischer Beschaffenheit und vielen Kilometern Durchmesser wäre, was er aber, wie wir gesehen haben, wahrscheinlich nicht ist, würde da, wo der Zusammenstoß erfolgte, die Wirkung eine über alle Begriffe schreckliche sein; die sich in den wenigen Sekunden des Durchgangs durch die Atmosphäre entwickelnde Hitze würde alles im Umkreise vieler Kilometer Existierende

*Zusammenstoß
mit Erde*

zerstören, selbst bevor der Körper mit unvorstellbarer Gewalt aufschlüge. Aber selbst wenn der Kern nicht eine feste Masse wäre, sondern nur aus größeren Bruchstücken bestände, könnten die Folgen sehr verhängnisvoll sein. Jedoch ist die Wahrscheinlichkeit eines solchen Ereignisses so gering, daß sie nicht das leiseste Unbehagen zu verursachen braucht. Es gibt wohl kaum eine denkbare Todesart, die nicht tausendmal wahrscheinlicher wäre als diese; denn die Erde ist im Vergleich mit dem Himmelsraum so winzig, daß eher zu erwarten wäre, ein Blinder, der aufs Geratewohl eine Flinte in die Luft abfeuerte, könne einen Vogel treffen, als daß ein Zusammenstoß unseres Planeten mit einem Kometenkerne erfolgen könne.

5. Periodische und sonstige interessante Kometen.

Im folgenden sollen nach einigen allgemeinen Bemerkungen über periodische Kometen einzelne Kometen etwas ausführlicher beschrieben werden, welche entweder durch die Mächtigkeit ihrer Erscheinung oder durch besonders interessante physikalische Phänomene oder aber durch ihre periodische Wiederkehr ein allgemeineres Interesse beanspruchen.

Daß ein wesentlicher Unterschied zwischen den sogenannten periodischen und den anderen Kometen vermutlich nicht besteht, geht schon aus dem früher Gesagten hervor. Es ist vielmehr wahrscheinlicher, daß alle Kometen kurzer Umlaufszeit ihre geschlossenen Bahnen durch die Einwirkung eines der großen Planeten erhalten haben, und daß sie sich ursprünglich in parabolischen Bahnen bewegten. Das merkwürdigste Beispiel für die Veränderungen, welche eine Kometenbahn durch solche Ursache erleiden kann, bietet der Lexellsche Komet von 1770. Genaue Untersuchungen ergaben nämlich, daß er dem Jupiter im Jahre 1767 sehr nahe gekommen und durch ihn in eine wenig exzentrische Bahn von $5\frac{1}{2}$ Jahren Umlaufszeit gezwungen war; in ihr bewegte er sich nun 12 Jahre. 1779 aber kam er diesem mächtigen Körper wiederum so nahe, daß seine Bahn aufs neue gänzlich umgestaltet und zu einer, wie anfangs, sehr exzentrischen wurde. Übrigens hatte er seinerseits nicht die geringste Wirkung, weder auf die Bahnen der Jupiterstrabanten, welche er bei der zweiten Annäherung tatsächlich durchkreuzte, noch auf die Erde, der er gleichfalls sehr nahe kam, so daß Laplace daraus auf eine Masse von weniger als $\frac{1}{5000}$ der Erdmasse schloß. Wie es viele Kometen geben mag, die wegen zu großer Entfernung von der Erde und der Sonne uns niemals sichtbar werden, so können unter ihnen auch Fälle der erwähnten Art häufig vorkommen.

Je größer sich die Umlaufszeit eines Kometen herausstellt, um so unsicherer ist sie natürlich bestimmt, oder um so fraglicher darf es

erscheinen, ob die Bahn überhaupt merklich von einer Parabel abweicht. Bei den Kometen von weniger als 100 Jahren Umlaufszeit ist dieselbe im allgemeinen schon viel sicherer bekannt, doch immerhin noch mehr oder weniger zweifelhaft bei denjenigen, welche erst in einer Erscheinung beobachtet worden sind. Es sind dies die folgenden*):

Komet		Umlaufszeit	Komet		Umlaufszeit
1847 V	Brorsen	81.1	1743 I	Grischow	6.7
1846 IV	de Vico	73.7	1858 III	Tuttle	6.6
1852 IV	Westphal	60.7	1890 VII	Spitaler	6.4
1867 I	Stephan	40.1	1896 VII	Perrine	6.4
1866 I	Tempel	33.2	1886 IV	Brooks ₁	6.3
1846 VI	Peters	12.8	1892 V	Barnard ₂	6.3
1889 VI	Swift ₁	8.9	1783	Pigott	6.0
1881 V	Denning ₁	8.7	1894 IV	Swift ₂	5.9
1894 I	Denning ₂	7.4	1770 I	Lexell	5.6
1895 II	Swift ₃	7.2	1884 II	Barnard ₁	5.4
1896 V	Giacobini ₁	6.9	1766 II	Helfenzrieder	5.0
1900 III	Giacobini ₂	6.8	1819 IV	Blanpain	4.8

Folgende Kometen sind in mehr als einer Erscheinung beobachtet worden und haben daher eine sehr sicher bestimmte Umlaufszeit:

Halley	76.1	Biela	6.7
Olbers	72.6	Finlay	6.6
Pons-Brooks	71.6	Tempel ₁	6.5
Tuttle	13.7	de Vico—E. Swift	6.4
Faye	7.4	Winnecke	5.8
Brooks ₂	7.1	Tempel ₃ —L. Swift	5.7
Holmes	6.9	Brorsen	5.5
Wolf	6.8	Tempel ₂	5.3
d'Arrest	6.7	Eneke	3.3

Der Halleysche Komet. Im August 1682 erschien am nördlichen Himmel ein auffällender Komet, dessen Bahn, wie Halley nachwies, eine so große Ähnlichkeit mit der eines im Jahre 1607 von Kepler beobachteten Kometen zeigte, daß an der Identität beider, trotz der relativ kurzen Sichtbarkeitsdauer des späteren von nur einem Monat, kaum gezweifelt werden konnte. Der Verlauf beider Bahnen war nach der Rechnung in der Tat so nahe derselbe, daß sie für das bloße Auge als ein und dieselbe Kurve erschienen wären, hätte man sie an den Himmel zeichnen können. Die Wahrscheinlichkeit andererseits, daß zwei Kometen, voneinander getrennt, sich in ein und derselben Bahn bewegen sollten, war damals wenigstens äußerst gering, und so war Halley zur Annahme der

75 1/2
Parabel

*) Wenn ein Beobachter mehrere periodische Kometen entdeckt hat, so werden sie zur Unterscheidung mit Nummern versehen, z. B. Tempel₁, Tempel₂ usw.

Identität beider Kometen berechtigt. Danach lief der Komet also in einer langgestreckten Ellipse in ungefähr 75 Jahren um die Sonne. Dieser Umlaufszeit entsprechen nun in der Tat noch mehrere Kometenerscheinungen; denn es finden sich sowohl 1531 als 1456 Kometen erwähnt, die allem Anschein nach dieselbe Bahn beschrieben, und von denen der letztere einen so großen Schrecken in der Christenheit verbreitete, daß Papst Calixtus sogar Gebete um Schutz vor den Türken und vor dem Kometen anordnete.

Auch noch vor 1456 finden wir, der Umlaufszeit von etwa $75\frac{1}{2}$ Jahren entsprechend, Kometenerscheinungen notiert; doch kann bei der Unbekanntschaft mit ihren Bahnen nicht behauptet werden, daß sie identisch mit den späteren seien. Die späteren vier Erscheinungen genügten indessen Halley, um die Wiederkehr des Kometen für das Jahr 1758 vorherzusagen. Der erhebliche hier gegebene Spielraum ließ den Mathematikern Zeit, die Bewegung des Kometen zu untersuchen, und die inzwischen fest begründete Gravitationstheorie zeigte, wie verfahren werden mußte: es war notwendig, die Wirkung der Anziehungskraft der größeren Planeten auf die Bewegung des Kometen während voller 76 Jahre zu berechnen. Diese große Arbeit vollbrachte Clairaut, welcher fand, daß infolge der Anziehung des Jupiter und des Saturn das Wiedererscheinen des Halleyschen Kometen um etwa 618 Tage verzögert werden und er daher sein Perihel nicht vor Mitte April 1759 erreichen würde. Clairaut hielt das Resultat seiner Rechnung für auf ungefähr einen Monat sicher, und in der Tat erschien der Komet Ende 1758 und passierte sein Perihel am 12. März 1759. Bis zur nächsten Erscheinung, die 1835 erwartet werden durfte, waren die Rechnungsmethoden so vervollkommenet worden, daß der Einfluß der Planetenattraktion auf die Bewegung des Kometen viel genauer und dabei leichter als früher bestimmt werden konnte. Zwei Deutsche, Rosenberger und Lehmann, und zwei Franzosen, Damoiseau und Pontécoulant, unternahmen unabhängig voneinander die Berechnung der Wiederkehr. Damoiseau gab als Zeit des Periheldurchganges den 4. November 1835 an, Pontécoulant, der seinen Rechnungen genauere Planetenmassen zu Grunde legte, fand dafür den 13., Rosenberger in naher Übereinstimmung den 12. November. Begreiflicherweise wurde der so von verschiedenen Seiten berechnete Komet mit großer Spannung erwartet und auch am 5. August 1835 zuerst gesehen; am 16. November, nur drei Tage nach Pontécoulants Angabe, passierte er sein Perihel.

Dies war die letzte Erscheinung des berühmten Halleyschen Kometen. Er konnte noch bis Mitte Mai 1836 verfolgt werden, verschwand aber dann auch für die mächtigsten Fernrohre damaliger Zeit. Das geistige Auge des Astronomen kann ihm indessen beinahe ebenso sicher folgen,

als wenn er sich im Bereich der Instrumente befände, und so weiß man, daß er 1873 den entferntesten Punkt seiner Bahn, der noch außerhalb der Neptunbahn liegt, erreicht hat und sich nun auf dem Rückwege befindet. Beistehende Fig. 156 gibt seine Bahn und seine Stellung in ihr im Jahre 1874 an. Aus der Richtung der Pfeile ersieht man, daß der Halleysche Komet rückläufig ist. Die Zeit des nächsten Periheldurchganges, welche nach Pontécoulant Mitte Mai 1910 zu erwarten ist, wird sich erst dann genau ermitteln lassen, wenn der Einfluß sämtlicher größerer Planeten berechnet ist, und dies wird mehr Mühe kosten als früher. Als Clairaut seine Erscheinung für 1759 berechnete, war Saturn der äußerste bekannte Planet; vor der Wiederkehr 1835 war Uranus hinzugetreten und in Rechnung zu ziehen; endlich ist jetzt noch Neptun bekannt, und es muß für die nächste Wiederkehr auch dessen Wirkung berechnet werden. Wir dürfen hoffen, daß dann aber die Zeit seines Periheldurchganges innerhalb eines Tages genau vorhergesagt werden wird.

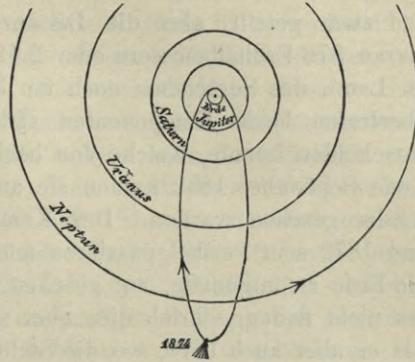


Fig. 156.

Der Bielasche Komet. Nichts zeigt schlagender den Unterschied zwischen Kometen und anderen Himmelskörpern, als die tatsächliche Auflösung eines Kometen. Im Jahre 1826 entdeckte ein Österreicher, Biela, einen teleskopischen Kometen, der bald als periodisch und identisch mit einem im Jahre 1772 und Ende 1805 beobachteten erkannt wurde. Obwohl seine Umlaufszeit, wie die Rechnung bald ergab, nur $6\frac{3}{4}$ Jahre betrug, war er doch in so kurzen Zwischenräumen, wegen ungünstiger Stellung zu Erde und Sonne, nicht beobachtet worden. Auch nach 1826 vollendete er mehrere Umläufe, ohne gesehen zu werden; erst bei der dritten Erscheinung, Ende 1845, wurde er wieder beobachtet. Im November und Dezember zeigte er nichts Auffallendes, im Januar 1846 aber gingen sehr sonderbare und bis dahin, wie es scheint, nie wahrgenommene Veränderungen mit ihm vor. Der Komet teilte sich nämlich in zwei Komponenten von ungleichem Glanze und Aussehen. Der kleinere Komet nahm im Februar erst an Größe zu, bis er seinem Genossen gleichkam; dann aber wurde er kleiner und schwächer und verschwand im März gänzlich, während der andere einen vollen Monat länger verfolgt werden konnte. Die scheinbare Entfernung beider Teile wuchs von 2' (Mitte Januar) bis über 9' (Anfang März); die wahre betrug Mitte Januar

Auflösung.

45, Mitte Februar 49, Ende März dagegen nur 43 Erdhalbmesser, variierte also zwischen 274 000 und 313 000 Kilometern.

Die nächste Wiederkehr des Kometen, 1852, wurde natürlich mit der größten Spannung erwartet. Er wurde zuerst im August sichtbar, und zwar geteilt; aber die Distanz beider Teile hatte sich inzwischen bis zu 378 Erdhalbmessern oder 2 411 000 Kilometern erweitert und nahm im Laufe des September noch um 30 Erdhalbmesser zu. An Helligkeit übertrafen beide Komponenten sich wechselweise, so daß man nicht entscheiden konnte, welche von beiden den Hauptkometen repräsentierte. Ende September 1852 kamen sie außer Sehweite und sind seitdem nicht wieder gesehen worden. Der Komet hätte in den Jahren 1859, 1865 und 1872 sein Perihel passieren müssen. Das erste Mal stand er gegen die Erde zu ungünstig, um gesehen werden zu können; 1865 konnte man ihn nicht finden, schrieb dies aber seiner ziemlich großen Entfernung zu. Als er aber auch 1872, wo die Stellung beider Körper zueinander außerordentlich günstig war, nicht erschien, mußte man annehmen, daß er verschwunden sei, d. h. daß er sich zerstreut und aufgelöst habe. Einige an sich unsichtbare Fragmente bewegten sich indessen noch in der Kometenbahn, und auf diese ist mit einer an Gewißheit grenzenden Wahrscheinlichkeit der bekannte Sternschnuppenfall vom 27. November jenes Jahres, sowie derjenige vom 27. November 1885 und 23. November 1892 zurückzuführen, wie weiter unten näher auseinandergesetzt werden wird. Gleich nach dem Meteorfall des Jahres 1872 und auf eine telegraphische Aufforderung von Klinkerfues in Göttingen hin fand allerdings Pogson in Madras ein kometenähnliches Objekt, das ein Fragment des Bielaschen Kometen sein konnte. Aber dieses Objekt war um zwei Monate hinter dem berechneten Orte zurück, so daß die Identität beider Körper von den Astronomen nie anerkannt worden ist.

Der Bielasche Komet bietet übrigens nicht das einzige Beispiel einer Teilung oder Auflösung von Kometen. In ähnlicher und zum Teil noch eklatantere Weise hat man diese Erscheinung auch bei hellen Kometen, und zwar bei dem zweiten von 1618 sowie bei dem von 1652 wahrgenommen. Der Kern des ersteren löste sich bald in eine ganze Schar kleinerer Kerne auf, und der Kopf des Kometen von 1652 hatte von Anfang an das Aussehen einer bleichen, mit Flecken (Kernen) übersäten Scheibe von fast Mondgröße. Aus neuerer Zeit bieten die weiter unten näher besprochenen Kometen, der große Septemberkomet 1882 II, der Komet Sawerthal 1888 I und der Komet Brooks 1889 V sowie der Komet Swift 1899 I schöne Beispiele von Teilungen der Kerne.

Der Enckesche Komet und das widerstehende Mittel. Dieser zuerst im Januar 1786 gesehene, später 1795 und 1805 wieder entdeckte

Michaelis
Mittel

und nach Encke, dem sorgfältigsten Berechner seiner Bahn, benannte Komet hat die Aufmerksamkeit der Astronomen ganz besonders auf sich gelenkt. Die drei ersten Erscheinungen waren zu kurz und wurden zu ungenau beobachtet, um eine sorgfältige Bahnbestimmung zu ermöglichen. Erst bei dem vierten Wiedererscheinen, Ende 1818, wo ihn Pons in Marseille fand, gelang es, die Identität zunächst mit dem Kometen von 1805 festzustellen; es blieb indessen noch unentschieden, ob seine Umlaufszeit 13 Jahre oder weniger sei. Encke nahm nun die Untersuchung auf und führte sie mit einer bis dahin unbekanntenen Gründlichkeit und Genauigkeit durch. Er zeigte, daß die Umlaufszeit etwa 1200 Tage betragen müsse, daß also zwischen 1805 und 1818 vier Revolutionen um die Sonne lägen, und konstatierte überdies die Identität mit den Kometen von 1786 und 1805. Daß so viele Erscheinungen unbeobachtet vorübergegangen waren, lag an der häufig ungünstigen Stellung des Kometen zur Erde. Das Resultat von Enckes Rechnungen war von höchstem Interesse, denn man hatte hier den ersten Fall eines Kometen von ganz kurzer Umlaufszeit. Die Wiedererscheinung im Jahre 1822, in der ihn C. Rümker und Brisbane in Paramatta (Neu-Süd-Wales) nach Enckes Rechnungen auffanden und beobachteten, bestätigte die Richtigkeit letzterer im vollem Maße.

Seitdem ist der Komet noch oft beobachtet und durch Encke selbst sowie durch andere Astronomen fortdauernd auf das schärfste berechnet und verfolgt worden. Durch eine Vergleichung der beobachteten Bewegung mit der, welche sich aus der Anziehung der Sonne und der Planeten ergeben würde, fand nun Encke, daß seine Umlaufszeit beständig abnahm, und er wurde dadurch auf die schon von Olbers aufgestellte Hypothese geführt, daß der Komet einen merklichen Widerstand im Raume erfahre. Die Verkürzung seiner Periode betrug bei jeder Revolution ungefähr $2\frac{1}{2}$ Stunden. Der Schluß nun, den Encke und Olbers daraus zogen, war, daß der Himmelsraum von einem außerordentlich dünnen Stoff erfüllt sei, so dünn, daß er zwar nicht den geringsten Einfluß auf die Bewegung der Planeten ausüben, wohl aber auf einen so äußerst leichten Körper wie einen Kometen, dessen Durchschnittsdichtigkeit viel geringer als die der Luft ist, einwirken könne. Allerdings bewiesen Enckes Untersuchungen die Existenz eines solchen Mediums durchaus noch nicht mit Sicherheit. Denn erstens würde aus der beständigen Abnahme der Umlaufszeit an sich noch nicht folgen, daß eine Widerstandskraft die einzige denkbare Ursache dafür sei. Ferner müßten aber auch alle übrigen kurzperiodischen Kometen eine ähnliche Verkürzung der Umlaufszeit erkennen lassen, was nicht der Fall ist. Endlich waren auch die Rechnungen, worauf Encke seine Hypothese

gründete, so verwickelt, daß eine Bestätigung derselben durch eine nochmalige Durchführung der Rechnung nach neuen Methoden und unter Benutzung verbesserter Werte für die Massen der störenden Planeten sehr wünschenswert erschien.

Man könnte auf den ersten Blick meinen, ein widerstehendes Mittel müsse die Umlaufszeit verlängern und nicht verkürzen. Indessen ist klar, daß ein solches die Anziehung der Sonne gleichsam vermehren, und daß dies sich in einer Abnahme der halben großen Achse und dementsprechend in einer Verminderung der Umlaufszeit zeigen muß.

Eine Wiederholung der Enckeschen Untersuchungen wurde nun durch v. Asten in Pulkowa in Angriff genommen, welche, obgleich Astens frühzeitiger Tod den Abschluß verhinderte, doch Enckes Vermutung zum Teil wenigstens zu bestätigen schien. Asten fand merkwürdigerweise in dem Intervall von 1865 bis 1871, also während zweier Umläufe, keine Abweichung von den unter alleiniger Zugrundelegung der Gravitationstheorie berechneten Örtern. Als er jedoch bis 1861 zurückrechnete, fand sich, daß zwischen diesem Jahre und 1865 eine Art verzögernder Kraft wirksam gewesen sein mußte, und ebenso ergaben die späteren Rechnungen das Vorhandensein einer solchen, aber etwas geringeren, zwischen 1871 und 1875. Daß eine derartige Wirkung zwischen 1865 und 1871 nicht merkbar gewesen, schien auf einen schwer zu erklärenden Ausnahmefall zu deuten.

Nach Astens Tode unternahm es Backlund, noch einmal das gesamte Material für alle von 1819 bis 1891 beobachteten Erscheinungen des Kometen zu bearbeiten. Er gelangte dabei zu dem Ergebnis, daß nur bis zum Jahre 1858 ein gleichmäßiges Abnehmen der Umlaufszeit stattgefunden hat. Von da ab bis 1868 wurde die Beschleunigung immer geringer, und von 1871 bis 1891 ist sie zwar wieder konstant gewesen, aber nur mit $\frac{2}{3}$ des in der ersten Periode beobachteten Betrages. Backlund zieht daraus den Schluß, das Enckes Hypothese von dem widerstehenden Medium nicht mehr aufrecht erhalten werden könne, und schreibt die veränderliche Akzeleration des Kometen dem Einflusse von Meteorschwärmen zu, welche der Komet an irgend einer unbekanntem Stelle seiner Bahn passiert*). Vielleicht kann man dabei an einen der durch den Bielaschen Kometen erzeugten Schwärme denken, da der Enckesche Komet kurze Zeit vor seinem Periheldurchgange der Bahn des Kometen Biela sehr nahe kommt.

Der große Komet von 1680 ist nicht allein wegen seines Glanzes bemerkenswert, sondern auch, wie schon oben S. 419 erwähnt, weil er

*) Diese Ansicht ist übrigens schon 1841 von Walker, später auch von Faye ausgesprochen und neuerdings von Seeliger eingehend erörtert worden.

derjenige war, an welchem Newton nachwies, daß die Kometen unter dem Einfluß der Anziehungskraft der Sonne stehen. Er erschien zuerst im Herbst des Jahres 1680 und blieb bis zum nächsten Frühjahr sichtbar. Sein Perihel, in welchem er der Sonne ungewöhnlich nahe kam, passierte er am 18. Dezember. Obschon aus den Rechnungen von Newton u. a. eine Abweichung von der Parabel nicht zu erkennen war, sprach doch Halley auf Grund der Tatsache, daß 43 v. Chr., 531 und 1106 n. Chr. große Kometen erschienen waren, die Vermutung aus, er sei periodisch mit einer Umlaufzeit von 575 Jahren. Encke aber, der später alle vorhandenen Beobachtungen genau berechnete, fand eine so geringe Abweichung von der Parabel und dementsprechend eine so große Umlaufzeit



Fig. 157.

(über 8800 Jahre), daß die Verschiedenheit der vier Kometen kaum mehr einem Zweifel unterliegt.

Einer der merkwürdigsten Kometen ist der Komet von 1744. Zunächst zeichnete er sich durch sehr bedeutende Helligkeit aus, die zur Zeit seines Periheldurchgangs (1. März) so groß war, daß man ihn an diesem Tage mit freiem Auge selbst um Mittag wahrnehmen konnte. Besonders bemerkenswert erscheint er aber durch seine Schweifbildung. Statt eines einzigen, wie gewöhnlich, den mitunter noch ein sekundärer, wesentlich schwächerer Schweif begleitet, entwickelte dieser Komet bald nach seinem Periheldurchgang nicht weniger als sechs Schweife, die sich fächerförmig und von der Sonne abgewandt ausbreiteten. Durch dieses Phänomen, welches einen wundervollen Anblick gewährt hat, steht der Komet von 1744 einzig in seiner Art da. Es handelt sich aber, wie

6 Referenzen.

Bredichin nachgewiesen hat, eigentlich nicht um sechs verschiedene Schweife, sondern nur um sechs Stücke eines und desselben, sehr breiten Schweifes.

Bedeutendere Kometen noch als das 18. hat uns das 19. Jahrhundert gebracht, mit der genaueren Kenntnis ihrer äußeren Erscheinung aber auch neue Aufgaben für ihre physische Erforschung.

Den Reigen eröffnete der Komet von 1811. Die große Neigung seiner Bahn und die günstige Stellung des Kometen in ihr zur Zeit des



Fig. 158. Großer Komet von 1843 (Mitte März).

Periheldurchgangs (12. September) machte ihn wochenlang zu einem herrlichen Wahrzeichen des nördlichen Himmels (Fig. 157) und dehnte die Zeit seiner teleskopischen Sichtbarkeit auf volle 17 Monate aus (März 1811 bis August 1812). Seinen größten Glanz erreichte er, wie alle größeren Kometen, erst nach dem Periheldurchgang, Anfang Oktober; der Schweif maß um diese Zeit fast 90 Millionen Kilometer, seine scheinbare Länge betrug indessen, da er der Erde nicht sehr nahe stand, nur 25° . Der Kern zeigte sich nicht wie in der Regel scharf und klein und allmählich in die Koma und von da in den Schweif übergehend, sondern als verwaschene lichte Scheibe, umgeben von einer Art dunklem Ringe, jenseits dessen dann der Lichtbogen der Koma lag, der in die beiden scharf geschiedenen

Zweige des schmalen Schweifes sich fortsetzte. Nach den Beobachtungen von Olbers bildete so der Kern gleichsam den Brennpunkt einer aus Lichtbogen und Schweif sich zusammensetzenden Parabel. Argelander, der die Bahn dieses Kometen aufs schärfste berechnet hat, fand eine Ellipse von 3065 Jahren Umlaufszeit.

Der große Komet von 1843, in vieler Hinsicht einer der bedeutendsten und merkwürdigsten des Jahrhunderts, erschien plötzlich Ende Februar 1843 ganz in der Nähe der Sonne (Fig. 158). Er war in südlicheren Gegenden anfangs am hellen Tage sichtbar, so daß einige Astronomen unmittelbar den scheinbaren Abstand von der Sonne messen konnten, der am 27. Februar nur etwa $1\frac{1}{2}^{\circ}$ betrug. Indessen wurde er sehr bald schwächer und verschwand im April auch für die Fernrohre gänzlich. Die größte Eigentümlichkeit seiner Bahn besteht darin, daß er der Sonne näher kam, als irgend ein anderer bekannter Weltkörper vor ihm — ja so nahe, daß er bei der geringsten Veränderung seiner ursprünglichen Bewegungsrichtung mit ihr zusammengestoßen wäre. Seine Periheldistanz betrug nämlich vom Mittelpunkte der Sonne nur etwa 820 000 Kilometer, von ihrer Oberfläche gar nur 130 000 Kilometer; er näherte sich der Sonne also bis auf weniger als ein Fünftel ihres Halbmessers. Dabei erreichte sein Schweif, besonders im Verhältnis zu dem sehr unscheinbaren Kern, sofort nach dem Periheldurchgang die enorme Ausdehnung von nicht weniger als 250 Millionen Kilometern.

Über seine Bahn herrschte lange große Unsicherheit; verschiedene Berechnungen ergaben Umlaufzeiten von 530, 175, 150, ja selbst von 37 Jahren. Der letzte Wert beruhte auf der Annahme, daß der Komet identisch sei mit dem Kometen 1880 I, dessen Bahn eine große Ähnlichkeit mit der des Kometen 1843 I aufweist. Die eingehenden Untersuchungen, welche Kreutz über das System der Kometen 1843 I, 1880 I und 1882 II angestellt hat, bewiesen aber, daß eine Identität der beiden erstgenannten Kometen ausgeschlossen ist, daß sie vielmehr beide eine Umlaufzeit von 500 bis 800 Jahren (rechnungsmäßig fand Kreutz für 1843 I 512 Jahre) besitzen. Auf die weiteren interessanten Beziehungen zwischen den drei Kometen werden wir weiter unten noch einmal zurückkommen.

Der Donatische Komet von 1858. Dieser große Komet, einer der herrlichsten des vorigen Jahrhunderts, zierte im Herbst 1858 den westlichen Himmel. Abweichend von dem vorangehenden, entwickelte er sich ganz allmählich aus unbedeutenden Anfängen zu einer der glanzvollsten Erscheinungen. Als eine schwache Nebelmasse von 3' Durchmesser sah ihn zuerst Donati in Florenz am 2. Juni 1858, und so blieb er ziemlich lange Zeit. Erst Mitte August begann sich ein Schweif zu entwickeln, der aber noch zu Ende des Monats, während der Komet kaum dem unbewaffneten

Auge wahrnehmbar war, erst einen halben Grad lang war. Von da an nahm er rascher zu; Kern und Schweif entwickelten sich zusehends, und in der letzten Hälfte des Oktober, bald nach dem Periheldurchgang, erreichte er seinen höchsten Glanz. Den schönsten Anblick gewährte er um den 5. Oktober, wo der Stern 1. Größe Arcturus ganz nahe dem Kopfe stand (siehe Fig. 159). Der Schweif, der gegen die Mitte dieses Monats eine merkwürdige, federartige Form annahm, war fast 60° lang und an seinem äußersten Ende über 10° breit; ein schwacher sekundärer,



Fig. 159. Donatisher Komet am 5. Oktober 1858 (nach G. P. Bond, Cambridge, Mass.).

fast geradliniger Schweif begleitete ihn. Am Kopfe zeigten sich zugleich auffallende Erscheinungen; vom Kern aus und in Perioden von etwa vier bis sieben Tagen und länger entwickelten sich nämlich eine Reihe von Hüllen, welche stetig in den deutlich gespaltenen Schweif übergingen (s. Fig. 153); pendelartige Schwingungen leuchtender Ausströmungen, wie sie besonders am Halleyschen Kometen 1835 beobachtet wurden, fanden hier nicht statt. Im Oktober wandte sich der Komet rasch nach Süden und entschwand den nördlichen Sternwarten gegen Ende des Monats; auf der südlichen Halbkugel konnte er aber noch bis März 1859 verfolgt

werden. Die lange Sichtbarkeit des Kometen, seine stetige Annäherung an die Erde und der relativ schnelle Übergang auf die südliche Hemisphäre wird aus der Fig. 160 verständlich, welche die Bahnen des Kometen und der Erde darstellt. Die Bestimmung seiner Bahn ergab bald eine Ellipse von etwa 2000 Jahren Umlaufszeit. Ist die Rechnung von G. W. Hill, der unter Berücksichtigung aller Beobachtungen 1950 Jahre fand, richtig, so müßte der Komet schon 92 Jahre v. Chr. erschienen sein und im Jahre 3808 wiederkehren;

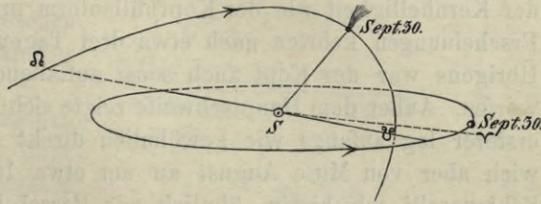


Fig. 160.

wegen der Ungenauigkeit der Beobachtungen kann indessen diese Periode immerhin um 50 Jahre und mehr unsicher sein. In der Tat fanden v. Asten mit fast gleicher Berechtigung 1879, Loewy 2040 Jahre.

Mit dem Donatischen Kometen läßt sich von allen späteren nur noch der große Septemberkomet von 1882 an Glanz und dauernder Schönheit der Erscheinung vergleichen. Zwar zeigte der mächtige Komet, der am 30. Juni 1861 abends für Europa plötzlich aus den Sonnenstrahlen hervortauchte, einen weit ausgedehnteren Schweif und einen helleren Kern, beides aber nur für kurze Zeit. In 14 Tagen nahm der Hauptschweif — ein zweiter schwacher und gekrümmter begleitete ihn — von etwa 100° bis zu 25° Länge, der Kern entsprechend an Intensität ab; letzterer entwickelte ähnliche Lichtbogenhüllen wie der Donatische Komet. Im August verschwand er dem freien Auge nach etwa dreimonatiger Sichtbarkeit, konnte aber mit dem Fernrohre noch bis in den Frühling 1862 verfolgt werden. Seine Bahn (Fig. 161) stand

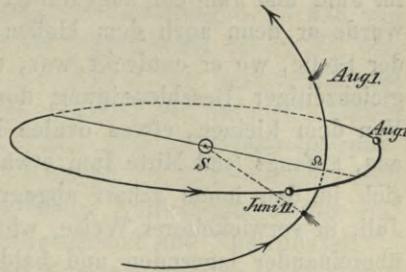


Fig. 161.

fast senkrecht zur Ekliptik; hierdurch, sowie durch die geringe Entfernung des Kometen von der Erde, die am 30. Juni nur 15 Millionen Kilometer betrug, findet das plötzliche glänzende Erscheinen auf der nördlichen Hemisphäre seine Erklärung. Aus letzterem Grunde war der Schweif in Wirklichkeit auch nicht so lang, als er erschien, nämlich nur 30 Millionen Kilometer, während der Schweif des Donatischen Kometen sich gegen den 10. Oktober 1858 über 70 Millionen Kilometer erstreckte.

Zu den größeren und merkwürdigeren Kometen gehört auch der August-Komet von 1862. Ähnlich wie der Halleysche, aber verschieden von den beiden letztgenannten, entwickelte sein Kern leuchtende, in regelmäßig pendelartiger Schwingung befindliche Materie, deren Perioden überdies, nach Schmidts Wahrnehmungen, mit periodischen Veränderungen der Kernhelligkeit wie der Kopfhüllenform in Einklang waren; sämtliche Erscheinungen kehrten nach etwa drei Tagen in gleicher Weise wieder. Übrigens war der Kopf auch sonst auffallenden Formänderungen unterworfen. Außer dem Hauptschweif zeigte sich kurze Zeit noch ein zweiter; ersterer lag anfangs wie gewöhnlich direkt von der Sonne abgewandt, wich aber von Mitte August an um etwa 15° von dieser Richtung ab. Schiaparelli sah hierin, ähnlich wie Bessel beim Halleyschen Kometen, einen Beweis für eine vom Kern ausgehende Repulsivkraft. Besonders wichtig ist dieser Komet indessen durch die große Ähnlichkeit oder selbst Identität seiner Bahn mit der des bekannten August-Sternschnuppenschwarmes, über welche wir weiter unten Näheres berichten werden; hier erwähnen wir nur noch, daß er wegen seiner relativ kurzen Umlaufszeit von 120 Jahren schon zu den entschieden periodischen Kometen gerechnet werden muß.

Der am 17. April 1874 von Coggia entdeckte Komet war anfangs schwach und unterschied sich in nichts von den gewöhnlichen teleskopischen Kometen; auch die Bewegung blieb lange Zeit sehr unbedeutend und erschwerte die Bahnbestimmung, welche jedoch bald zeigte, daß er im Juni und Juli ein augenfälliges Objekt werden müsse. Anfang Juni wurde er denn auch dem bloßen Auge sichtbar, nur wenige Grad von der Stelle, wo er entdeckt war, und entwickelte sich von nun an, bei gleichzeitiger Beschleunigung der Bewegung nach Süden, sehr rasch. Von dem kleinen, etwas ovalen Kern strömte wieder die Lichtmaterie aus, anfangs (seit Mitte Juni etwa) in zwei einfachen Lichtbogen, welche sich in den innen scharf abgegrenzten Schweif fortsetzten, später, im Juli, in verwickelterer Weise, wie es scheint, in verschiedenen, zum Teil übereinander lagernden und bald auf der einen, bald auf der anderen Seite des Kernes helleren Sektoren. Der Schweif, der Mitte Mai zuerst im Fernrohre sichtbar wurde, bildete sich gleichfalls erst von Mitte Juni an, wo ihn Schmidt in Athen mit freiem Auge wahrnahm, lebhafter aus. Anfang Juli betrug er etwa 15° , nahm vom Kopf aus sehr rasch an Helligkeit ab und erschien nur mäßig gekrümmt. Nach dem Periheldurchgange (den 9. Juli) gewann er noch bedeutend an Ausdehnung und leuchtete in den Tagen vom 15. bis 23. Juli um die Mitternachtszeit, als der Kopf des Kometen schon längst untergegangen war, noch weit, wie ein breiter Nordlichtstrahl, am nördlichen Horizont hinauf; seine Länge

betrug um diese Zeit etwa 55° bis 60° . Die Bewegung des Kometen in seiner Bahn, welche in Fig. 162 dargestellt ist, unterbrach auf der nördlichen Hemisphäre die Beobachtungen Mitte Juli (am 20. Juli ging er durch seinen niedersteigenden Knoten); doch wurde er am Ende des Monats auf der Südhalbkugel, freilich in matterem Lichte, wiedergesehen und konnte dort noch bis Anfang Oktober verfolgt werden.

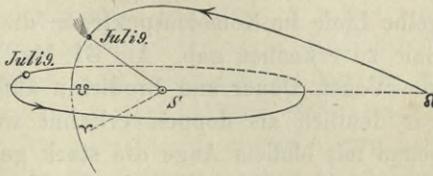


Fig. 162.

Die beiden letzten Dezennien des 19. Jahrhunderts sind ganz besonders reich an interessanten Kometenerscheinungen gewesen.

Der erste große Komet dieses Zeitraums (1881 III) wurde am 22. Mai 1881 von Tebbut in Windsor (N. S. W.) entdeckt, konnte aber erst am 22. Juni auf der Nordhalbkugel beobachtet werden. Er bildete in den letzten Tagen des Juni und den ersten des Juli eine sehr auffallende Erscheinung, indem sein Schweif sich bis zu 20° Länge verfolgen ließ. Die im Sinne der täglichen Bewegung vorausgehende Begrenzung des Schweifes bildete eine scharf markierte gerade Linie, welche nahezu in einer durch Sonne und Erde gehenden Ebene lag; die Begrenzung der anderen Seite war von ein Drittel der Schweiflänge ab ganz diffus und verlief allmählich in der Helligkeit des Himmelsgrundes. Der Kopf des Kometen bot sehr interessante Erscheinungen dar; eine starke Ausströmung an der der Sonne zugewandten Seite zeigte fortwährend pendelnde Bewegungen, so daß von Tag zu Tag Neigungsänderungen gegen die Schweifachse bis zu 90° vorkamen. Dem Spektroskop war der helle Komet ein sehr geeignetes Objekt; Huggins photographierte das Spektrum und fand zwei helle Linien jenseits H im Ultraviolett (Cyanbanden). Vogel kam auf Grund der spektroskopischen Beobachtungen an diesem Kometen zu dem Schlusse, daß das Spektrum desselben nicht das des reinen Kohlenwasserstoffes sei, sondern das eines Gemenges von Kohlenwasserstoff und Kohlenoxyd.

Für eine genaue Bahnbestimmung des Kometen war die lange Dauer seiner Sichtbarkeit (über 9 Monate) sehr günstig; auch konnte er vier Wochen lang in der unteren Kulmination mit Meridiankreisen beobachtet werden.

Weniger auffallend, aber von ganz besonderer Bedeutung für die physikalische Erforschung der Kometen war der Komet I von 1882, der am 17. März von Wells in Albany entdeckt wurde. Derselbe kam der Sonne sehr nahe; doch wurde seine Erscheinung infolge ungünstiger Bahnlage keine hervorragende, obschon es gelang, ihn während des Perihels am hellen Tage im Fernrohre aufzufinden. Das ganze Interesse

liegt bei diesem Kometen in seinem spektroskopischen Verhalten. Gleich anfangs zeigte er eine Abweichung vom gewöhnlichen Kometenspektrum, indem das kontinuierliche Spektrum recht hell erschien, während die hellen Banden nur schwach zu erkennen waren. Am 27. Mai, 13 Tage vor dem Periheldurchgange, bemerkte Copeland in Dunecht eine helle gelbe Linie im Kometenspektrum, die sich unzweifelhaft als die Natriumlinie zu erkennen gab. Am 31. Mai wurde diese Linie unabhängig auch von Vogel, Dunér und Bredichin aufgefunden und konnte von Vogel sogar deutlich als doppelt erkannt werden. Man konnte übrigens auch schon mit bloßem Auge die stark gelbliche Färbung des Kometenkopfes wahrnehmen. Die Mitte beider Linien erschien etwas gegen Rot verschoben, was vollständig durch die Zunahme der Distanz des Kometen von der Erde erklärt werden konnte. Der auffällige Vorgang, der sich im Kerne durch das Auftreten der Natriumlinie dokumentierte und zweifellos auf die infolge der Sonnennähe gesteigerte Wärme- und Elektrizitätswirkung der Sonne zurückzuführen ist, konnte von Müller in Potsdam auch auf photometrischem Wege erkannt werden. Der Komet zeigte nämlich zu dieser Zeit eine viel stärkere Lichtentwicklung, als er nach den Gesetzen der Lichtreflexion hätte aufweisen können.

Es ist noch zu erwähnen, daß während des Auftretens der Natriumlinien die eigentlichen Kometenbanden fast vollständig verschwunden waren. Diese Tatsache spricht sehr für ein elektrisches Glühen der Dämpfe, da bei solchem die Linien von Metalloiden und chemischen Verbindungen sofort verschwinden, wenn ein Metaldampf mitglüht; letzterer scheint alsdann ausschließlich Träger der elektrischen Strömung zu sein.

Die großartigste Erscheinung, die ein Komet in diesem Jahrhundert geboten hat, war diejenige des Septemberkometen 1882 II. Derselbe wurde zuerst am 3. September auf der Südhalbkugel mit bloßem Auge gefunden und am 8. September von Finlay am Kap der guten Hoffnung beobachtet. Bevor die Nachricht von seiner Entdeckung verbreitet war, wurde er am hellen Tage von Common und Thollon in unmittelbarer Nähe der Sonne gesehen. Die Ähnlichkeit, die er in dieser Beziehung mit dem Kometen von 1843 zeigte, ist nicht bloß eine äußerliche, sondern erstreckt sich, wie schon erwähnt, auch auf die Bahnelemente. Bei diesem Kometen ist das einzig in der Geschichte der Astronomie dastehende Phänomen aufgetreten, daß der Vorübergang des Kometen vor der Sonnenscheibe beobachtet werden konnte. Finlay und Elkin haben auf der Kapsternwarte den Eintritt des Kometen in die Sonnenscheibe genau so beobachten können, wie sonst eine Sternbedeckung durch den Mond. Übrigens verschwand der Komet vor der Sonnenscheibe völlig. In spektroskopischer Beziehung war der Komet dem Wellsschen Kometen

sehr ähnlich. Die Natriumlinie wurde sehr deutlich erkannt; außerdem aber glaubten Copeland und Lohse in Dunecht auch einige Linien des Eisens wahrzunehmen.

Sehr eigentümliche Veränderungen hat der Kern dieses großen Kometen gezeigt. Zuerst völlig rund, wurde er Ende September länglich mit zwei deutlich erkennbaren Lichtknoten. Die Teilung setzte sich darauf immer weiter fort; Ende Oktober waren vier in einer der Schweifachse parallelen Linie liegende, ungleich helle Lichtzentra vorhanden, bis schließlich sogar vollständige Abtrennungen von nebliger Materie stattfanden. Besonders Schmidt in Athen beobachtete eine solche Abtrennung, nach welcher der neue Komet sich von dem alten um etwa einen Grad täglich entfernte.

Nach dem Periheldurchgange bildete der Komet noch mehrere Monate lang eine sehr auffallende Erscheinung; erst Mitte Februar 1883 verschwand er dem bloßen Auge in einer Entfernung von 2.6 Erdbahnhalbmessern. Nach der Konjunktion mit der Sonne wurde er auf der Südhalbkugel noch am 20. Mai beobachtet, als er sich in einer Entfernung von 4.4 Erdbahnhalbmessern von der Erde befand. Die Sichtbarkeit des Kometen hat sich also über 260 Tage erstreckt; in dieser Zeit hat er 340° seiner Bahn zurückgelegt und ist dabei der Sonnenoberfläche auf 466000 km nahe gekommen. Nach den neuesten Rechnungen hat sich seine Umlaufszeit zu 772 Jahren ergeben. Wie schon erwähnt, vertragen die Bahnelemente dieses Kometen eine sehr bedeutende Ähnlichkeit mit denen der Kometen von 1843 und 1880 I; es ist jedoch außer Zweifel gestellt, daß diese drei Kometen nicht identisch sind, sondern daß wir es mit einem Kometensystem zu tun haben, dessen einzelne Glieder nahe dieselbe Bahn durchlaufen. Vermutlich hat sich in früherer Zeit ein Komet bei seinem Periheldurchgange geteilt, wie wir es bei dem Septemberkometen wiederum beobachtet haben, und die einzelnen Teile bewegen sich nun in etwas veränderter Richtung weiter. Da die erste Teilung sehr weit zurückliegen kann, so lag die Vermutung nahe, daß noch mehr Teile des ursprünglichen Kometen aufzufinden sein würden. In der Tat gelang es Kreutz, den Nachweis zu führen, daß wahrscheinlich auch der jetzt in anderer Bahn einherziehende Komet 1680, ferner der Komet 1668 und, soweit das spärliche Beobachtungsmaterial ein Urteil gestattet, auch Komet 1702a, der Sonnenfinsterniskomet 1882 Mai 16 und Komet 1887 I dem System zuzuzählen sind.

Durch ungewöhnliche, plötzliche Veränderungen in Gestalt und Helligkeit zeichnete sich der periodische Komet Pons-Brooks bei seiner Erscheinung in den Jahren 1883 und 1884 aus. Derselbe nahm anfangs langsam an Helligkeit zu und war am 22. September 1883 abends um

9^h M.E.Z. nach Schiaparellis Schilderung noch ein schwacher, verwaschener, 3' großer Nebel, dessen Kern etwa 12. Größe war. Wenige Stunden später, um 13^h M.E.Z., sah ihn aber Chandler als ein helles, fixsternartiges Objekt etwa der 8. Größe, von einer kaum wahrnehmbaren Nebelhülle umgeben. Die Veränderung war derart überraschend, daß der Beobachter sich erst durch eine genaue Positionsbestimmung davon überzeugte, daß er in der Tat das richtige Objekt vor sich hatte. Am folgenden Tage war der Komet noch etwas heller geworden, aber der Kern erschien nicht mehr punktförmig, sondern besaß einen merklichen Durchmesser und unbestimmte Konturen. Am 25. hatte er sichtlich an Helligkeit verloren und bildete nun einen verwaschenen, runden Nebel von 2' bis 3' Durchmesser ohne wesentliche Verdichtung in der Mitte. Nach und nach wurde dieser Nebel immer schwächer, während seine Dimensionen wuchsen und Spuren eines Schweifes sichtbar wurden. Am 1. Januar 1884 fand Müller in Potsdam den Kometen abends um 6^h in Übereinstimmung mit den vorhergehenden Tagen nicht besonders hell, den Kern außerordentlich verwaschen. 1¹/₂ Stunden später aber erblickte er an Stelle des Kometen ein fast vollkommen punktartiges Objekt von der Helligkeit eines Sternes 7. Größe, so daß auch er zunächst an eine Verwechslung glaubte. Die Helligkeit wuchs während der nächsten 40 Minuten noch weiter an, so daß die gesamte Lichtzunahme beinahe 1¹/₂ Größenklassen erreichte. Dann nahm die Helligkeit des Kometen langsam wieder ab und war bereits am folgenden Tage zur normalen zurückgekehrt. Außer diesen beiden großen Lichtausbrüchen, von denen sich besonders der zweite unter den Augen des Beobachters abspielte, sind noch mehrere ähnliche Erscheinungen beobachtet worden, bei denen sich die Änderungen in engeren Grenzen hielten, so am 15. Oktober, 28. November, 13. und 19. Januar. Bemerkenswert ist noch, daß zugleich mit den Variationen im Aussehen und in der Helligkeit auch Veränderungen im Spektrum des Kometen auftraten. Während für gewöhnlich von den drei bekannten Banden die grüne weitaus am hellsten und die gelbe wesentlich heller war als die blaue, zeigte sich zur Zeit des Helligkeitsausbruches am 1. Januar die blaue Bande bedeutend intensiver als die gelbe und nur wenig schwächer als die grüne.

Seitdem sind ähnliche Erscheinungen auch an anderen Kometen beobachtet worden, so z. B. an dem sonst ziemlich unscheinbaren Kometen Sawerthal (1888 I). Bei diesem fand zwischen dem 19. und 21. Mai ein Lichtausbruch statt, infolgedessen seine Helligkeit um ungefähr zwei Größenklassen zunahm. Gleichzeitig waren aus dem Kerne zwei sehr helle Ausläufer hervorgeschossen, welche sich kreisförmig nach beiden Seiten des Kernes umbogen und den eigentlichen Schweif an Helligkeit

weit übertrafen. Diese Katastrophe fand erst zwei Monate nach dem Periheldurchgange statt, so daß ein direkter Einfluß der Sonnenstrahlung auf den Kometen als Ursache jener Veränderungen wohl auszuschließen ist. Leider sind aus der kritischen Zeit keine spektroskopischen Beobachtungen vorhanden.

Während des Periheldurchganges fand eine Teilung des Kernes statt; zuerst wurde neben dem Hauptkern noch ein zweiter, schwächerer Kern sichtbar, dem sich bald ein dritter, noch schwächerer hinzugesellte. Die drei Kerne blieben auch nach der eben besprochenen Katastrophe noch sichtbar.

Auch der Holmessche Komet (1892 III), ein periodischer Komet mit einer Umlaufzeit von nur 7 Jahren, machte sich durch auffallende Änderungen der Helligkeit und Gestalt bemerkbar. Das Aussehen des Kometen änderte sich zunächst nach seiner Entdeckung wenig, nur ging mit der Lichtabnahme eine bedeutende Vergrößerung der Koma Hand in Hand, welche allmählich bis zu 30' anwuchs. Ein eigentlicher Kern fehlte; der Schweif war kurz und schien sich kaum über die Koma hinaus zu erstrecken. Die Durchsichtigkeit des Kometen war so groß, daß schwache Sterne selbst durch den dichtesten Teil hindurch gesehen werden konnten. Die Lichtabnahme ging so rapid vor sich, daß er am 12. Januar im großen Refraktor der Straßburger Sternwarte nur mit Mühe beobachtet werden konnte. Am 16. dagegen erschien er als ein helles, fixsternartiges Objekt 7. oder 8. Größe, mit einer Nebelhülle von nur 30' Ausdehnung, ohne Koma und ohne Schweif. In den nächsten Tagen kehrte der Komet allmählich wieder zu seinem früheren Aussehen zurück, die Helligkeit wurde aber erst im Februar wieder normal. Das Spektrum des Kometen war rein kontinuierlich und zeigte auch zur Zeit des Lichtausbruches keine Veränderungen. Bei seiner Wiederkehr im Jahre 1899 fiel der Komet durch seine ganz unverhältnismäßig geringe Helligkeit auf. Dies führt zu dem Schluß, daß er für gewöhnlich zu den sehr lichtschwachen Objekten gehört und nur 1892 aus unbekanntem Gründen hell aufleuchtete.

Durch besonders interessante Schweifbildungen zeichnete sich der helle Komet Rordame 1893 II aus. Während der beiden ersten Wochen des Juli war er auch für das unbewaffnete Auge ein auffallendes Objekt am Nordwesthimmel mit der Helligkeit eines Sterns der 3. bis 4. Größe. Der Schweif war im Verhältnis zu dem glänzenden Kopfe nicht sehr hell, konnte aber in einer Länge von 12° bis 15° verfolgt werden. Die Photographien des Kometen, besonders eine schöne Reihe von Aufnahmen, die Hussey auf dem Lick-Observatorium erhielt, ließen eine mehrfache Teilung des Schweifes erkennen, welche von Tag zu Tag beständigen Änderungen unterworfen war. Die Strahlen schienen von dem Zentrum



Fig. 163. Komet Rordame 1893 Juli 13 (nach einer Photographie von Hussey).

des Kopfes auszugehen und nicht von den Rändern der Koma (vergl. dagegen Fig. 153): Gewöhnlich zweigten sich eine ganze Anzahl von Strahlen von dem zentralen Teile des Schweifes ab, die sich wiederum in viele einzelne, allmählich verlaufende Strahlen teilten. An verschiedenen Stellen des Schweifes zeigten sich starke Verdichtungen, welche aber keine konstanten Erscheinungen waren, sondern ebenfalls von Tag zu Tag wechselten und auch ganz verschwanden. Fig. 163 zeigt den Anblick, welchen der Komet am Abend des 13. Juli nach einer Aufnahme von Hussey darbot.

Der von Brooks entdeckte Komet 1889 V gehört zur Klasse der Kometen mit kurzer Umlaufzeit (7 Jahre). Die mächtigen Fernrohre der Sternwarten auf dem Mount Hamilton, in Wien und Pulkowa haben für diesen Kometen äußerst interessante Daten geliefert. Barnard bemerkte zuerst zwei Begleiter des Kometen, die schwächer als der Hauptkomet waren, jedoch bedeutende Ähnlichkeit mit demselben zeigten. In Wien wurde später noch ein dritter Begleiter aufgefunden. Der eine dieser Begleiter verlor bald seinen deutlichen Kern, wurde diffus und verschwand schließlich. Dagegen wurde der dritte Begleiter immer heller, übertraf schließlich sogar den Hauptkometen an Helligkeit und nahm dann in ähnlicher Weise wie der erste Begleiter ab. Es ist gelungen, die Bahnen der Nebenkometen aus den Beobachtungen abzuleiten, und es hat sich ergeben, daß dieselben alle in der Bahnebene des Hauptkometen lagen, daß ferner die Trennung vom Hauptkometen gleichzeitig und zwar im Aphel der Bahn eingetreten ist. Nun hat Chandler darauf aufmerksam gemacht, daß im Mai 1886 eine sehr beträchtliche Annäherung des Kometen an Jupiter stattgefunden hat, so daß es nicht unwahrscheinlich ist, daß die Trennung der Kometen auf die störende Wirkung dieses Planeten zurückgeführt werden kann. Es hat sich ferner ergeben, daß infolge der Einwirkung von Jupiter eine totale Umänderung der Bahn eingetreten ist, derart, daß die früher etwa 31 Jahre betragende Umlaufzeit auf 7 Jahre verkürzt worden ist. Der Komet ist seitdem bereits zweimal wiedergekehrt und als 1896 VI und 1903 V beobachtet worden. 1896 war er während der ganzen Erscheinung sehr schwach, und von den Begleitern wurde nichts wahrgenommen. 1903 zeigte er sich noch schwächer, obwohl er der Theorie nach heller als bei seiner Entdeckung 1889 hätte sein sollen. Er nahm außerdem an Helligkeit noch immer weiter ab, so daß er selbst für die mächtigsten Instrumente ein schwieriges Objekt war. Am 10. Dezember 1903 fand ihn aber Aitken plötzlich bedeutend heller als im August und zugleich mit einer zentralen Verdichtung von fast sternartiger Schärfe. Leider sind weitere Beobachtungen darüber nicht erfolgt.

6. Meteore und Sternschnuppen.

Wenn wir in einer wolkenlosen Nacht das Firmament länger betrachten, so gewahren wir nicht selten, wie ein Stern sich scheinbar vom Himmelsgewölbe löst, rasch dahinschießt und ebenso schnell verschwindet, als er auftauchte. Solcher *Sternschnuppen* sieht man gewöhnlich im Verlauf einer Nacht nicht viele; aber zu manchen Zeiten steigert sich ihre Zahl außerordentlich, und nicht wenige der großen Sternschnuppenfälle, über welche die Geschichte berichtet, haben wie die Kometenerscheinungen das Erstaunen und Entsetzen der Menschen in hohem Grade hervorgerufen: »Man sah vom Firmament die Himmelsfackeln fallen wie vom Rauch umhüllte Flammen, . . . die Sterne fielen zu Tausenden vom Himmel herab«, heißt es in einem altindischen Gedicht, den Mahabharata.

Obwohl man die Sternschnuppen schon in den frühesten Zeiten kannte (so werden sie bereits in der Ilias IV, 74 erwähnt), wurden sie wie die Kometen und noch länger als diese als Erzeugnisse der Erde oder der Erdatmosphäre betrachtet, und erst der außerordentlich reiche Sternschnuppenfall von 1799, sowie die Untersuchungen von Chladni über Meteorsteine lenkten die Vorstellungen über diese aufs engste zusammenhängenden Phänomene in richtigere Bahnen.

In der Nacht des 12. November 1799 sahen Humboldt und Bonpland, welche damals in den Anden waren, wie gegen 2 Uhr ein wahrer Regen von Sternschnuppen seinen Anfang nahm. In wenigen Stunden erschienen Tausende von Meteoren, an Glanz oft die Venus übertreffend; sie stiegen zwischen Osten und Nordosten über den Horizont auf und schossen gegen Süden. Humboldt entging, vermutlich weil er die Beobachtungen nicht lange genug fortsetzte, daß die Bahnen, die die Meteore beschrieben, alle von einem engbegrenzten Raume des Himmels im Löwen auszugehen schienen, eine Tatsache, die, wie wir sehen werden, von der größten Bedeutung ist. Der nächste große Sternschnuppenfall wurde in Nordamerika im Jahre 1833, und zwar besonders genau von Olmsted in Newhaven, beobachtet. Dieser stellte eine Theorie der Erscheinung auf, welche, wenn auch vielfach auf irrigen Anschauungen beruhend, doch anderen die Mittel zur genaueren Ergründung ihrer Ursache an die Hand gab. Die Großartigkeit beider Erscheinungen und manche Ähnlichkeiten brachten zuerst Olbers auf die Idee der Zusammengehörigkeit beider Phänomene mit einer Periode von 34 Jahren und veranlaßten ihn, eine abermalige Wiederkehr für 1867 vorauszusagen. H. A. Newton nahm dann einige Jahre vor der erwarteten Zeit die Frage auf, und seine Untersuchungen sowie insbesondere die bald darauf folgenden von Schiaparelli sind es hauptsächlich, denen wir die Kenntnis der wahren Ursache dieser Erscheinung verdanken.

Die Helligkeit der Sternschnuppen ist eine sehr verschiedene. Von sehr schwachen, nur teleskopisch sichtbaren an findet man Sternschnuppen aller Helligkeiten bis zu solchen, welche einen derartigen Glanz verbreiten, daß sie den ganzen Himmel erleuchten. Man nennt sie dann *Feuerkugeln*, *Aerolithe* oder *Meteore*, doch soll letztere Bezeichnung auf alle die außerordentlich mannigfaltigen Erscheinungen von der schwächsten teleskopischen Sternschnuppe an bis zur glänzendsten Feuerkugel angewendet werden, da diese vermutlich nur graduell, nicht aber ihrem Wesen nach von den gewöhnlichen Sternschnuppen verschieden sind. Die Übergänge von der einen Art zu der anderen sind ganz allmähliche, nur ist die Anzahl der helleren Meteore eine viel kleinere als die der schwachen.

Die Dauer der Sichtbarkeit der Sternschnuppen ist stets sehr gering; meist sind es nur Bruchteile einer Sekunde, und selten werden 3 bis 4 Sekunden erreicht; doch hinterlassen die helleren oft feurige Spuren in Gestalt eines Schweifes, der häufig mehrere Minuten lang gesehen werden kann. Die Bahnen der Sternschnuppen werden meist als Stücke eines größten Kreises beobachtet, was darauf hinweist, daß das von uns gesehene Bahnstück geradlinig ist. Aber manche Bahnen zeigen auch die verschiedenartigsten Krümmungen, die dadurch entstehen, daß der nicht sphärische Körper des Meteors sich in der ihm starken Widerstand leistenden Luft bewegt. Die Höhe des Aufleuchtens der Sternschnuppen ist meist eine recht beträchtliche, im Durchschnitt 120 km, die Höhe des Verlöschens aber ist geringer, 90 km. Das Verlöschen der Feuerkugeln findet in der Regel in geringeren Höhen, ungefähr 60 km, bei Meteorsteinfällen in noch geringeren (20 km bis 30 km) statt. Bei den gewöhnlichen Sternschnuppen geht die ganze Erscheinung ohne Schallerregung vor sich, auch gelangt nichts von der Substanz der Sternschnuppen auf die Oberfläche der Erde. In einzelnen Fällen aber folgt auf die Erscheinung eines Meteors von ungewöhnlichem Glanze eine starke Detonation, wie bei Entladung eines Geschützes, und in anderen, noch selteneren Fällen fallen auch große Massen metallischer oder steiniger Substanzen zur Erde. Diese letzteren, die sogenannten *Meteorsteine*, waren, als vom Himmel stammend, in alten Zeiten vielfach Gegenstand religiöser Verehrung. Später suchte man ihre Entstehung auf alle mögliche Weise zu erklären und stellte die verschiedensten Hypothesen auf, deren bekannteste, von Benzenberg u. a. hartnäckig festgehaltene, die Meteorsteine als von Mondvulkanen ausgeschleudert annahm. Indessen haben Olbers, der Urheber dieser Hypothese, sowie mehrere Mathematiker, welche die Bewegung eines vom Monde zur Erde geworfenen Körpers untersuchten, gezeigt, daß ein solcher Körper die Erde nicht erreichen könne, außer wenn er eine Geschwindigkeit besitzt, die alles, was man von der Art auf unserm Planeten

Leopoldine

bemerkt, bedeutend übersteigt. Der Physiker Chladni, der in seiner epochemachenden Schrift »Über den Ursprung der von Pallas gefundenen und anderer Eisenmassen« (Riga 1794) ihre kosmische Natur fest behauptete, brach damit richtigeren Anschauungen Bahn.

Seit dem Ende des 18. Jahrhunderts sind von Chemikern und Mineralogen zahlreiche Untersuchungen und Analysen neuerer wie älterer Meteoriten ausgeführt worden. Sie ergaben bisher zwar keine neuen chemischen Elemente, aber die Verbindung der alten war zum Teil derart, wie man sie auf der Erde bis jetzt nicht gefunden hat; die Meteore mußten daher außerhalb der Erde ihren Ursprung haben. Überdies zeigen diese Verbindungen gewisse charakteristische Merkmale, so daß man diese Massen stets als Bestandteile eines Meteors erkennen kann, ohne es wirklich fallen gesehen zu haben. Auf derartige Weise sind große Mengen von Körpern meteorischen Ursprungs in verschiedenen Gegenden der Erde

nachgewiesen worden, besonders im nördlichen Mexiko, wo in einer früheren unbekanntenen Periode sehr zahlreiche Massen von Meteoriten zur Erde gefallen sein müssen.

Nach ihrer Zusammensetzung teilte G. Rose die Aerolithe ein in *Eisenmeteorite* oder *Siderite*, die reich an Nিকেleisen sind, und in *Steinmeteorite*, deren wesentlichste Bestandteile — Kieselsäure, Tonerde, Magnesia, Kalk — sich zu Olivin, Enstatit, Bronzit und ähnlichen Mineralien verbunden finden; daneben kommt in den meisten Steinmeteoriten etwas gediegenes Eisen vor. Zwischen diesen beiden Haupt-

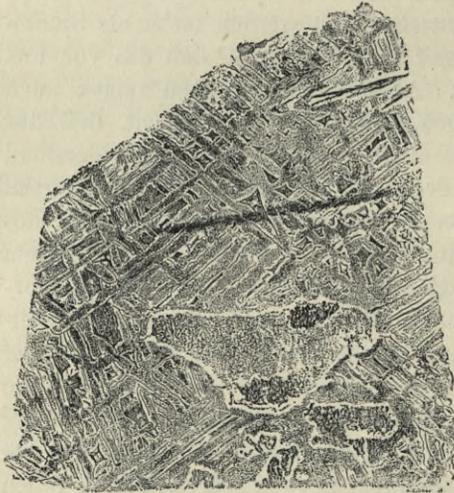


Fig. 164. Eisenmeteorit oder Siderit (geätztes Meteoreisen von Toluca in Mexiko).

gruppen bilden einen Übergang die *Mesosiderite* und *Pallasite*, die Eisen und Steine zu gleichen oder annähernd gleichen Anteilen enthalten. Dem erweiterten Rosesehen System folgen heute die meisten Forscher. Daubrée ging bei seiner Klassifikation vom metallischen Eisen als der häufigsten Substanz aus. Die Zusammensetzung der Mineralien in den Meteoriten weicht von der in terrestrischen Stoffen im ganzen nicht sehr ab, doch gibt es, wie schon erwähnt, manche Mineralien in den Meteoriten, die man auf der Erde nicht kennt. Das spezifische Gewicht der Meteoriten schwankt mit dem Eisengehalte.

Gen. Lepant
Wiss. Verb.
Kein Mann
Flamm

Die Farbe der Sternschnuppen ist weiß oder gelb, selten rötlich, die Feuerkugeln hingegen bieten oft prachtvolle, lebhaftere Färbungen, besonders rote und grüne, dar. Die spektroskopische Untersuchung, von der man Aufschluß über die Färbungen erwarten könnte, bietet sehr große Schwierigkeiten, und es liegen daher nur spärliche Beobachtungen vor. Man ersieht aus ihnen, daß die Spektren der helleren Sternschnuppen zum Teil kontinuierliche, zum Teil Gasspektren sind, über deren Deutung man freilich noch völlig im unklaren ist.

Zahl der Meteore. Über die Anzahl der teleskopischen Sternschnuppen, welche die Erde auf ihrem Wege im Weltraume treffen, fehlen selbst ganz beiläufige Schätzungen; doch ist sie jedenfalls sehr bedeutend. Die gewöhnlichen sporadischen Sternschnuppen zeigen sich, wie erwähnt, zu allen Zeiten in einer stündlichen Durchschnittshäufigkeit von etwa 4 bis 6 für den einzelnen Ort. Die Häufigkeit schwankt aber sowohl mit der Jahres- als mit der Tageszeit. Im Frühjahr treten sie am seltensten, im Herbst am häufigsten auf, und andererseits sind die Stunden nach Mitternacht etwa doppelt so reich an Sternschnuppen als die frühen Abendstunden; das Maximum findet etwa um 3 Uhr morgens statt.

Diese Variation der Häufigkeit hat zuerst Schiaparelli erklärt und gleichzeitig daraus in scharfsinniger Weise einen Beweis des kosmischen Ursprungs der Meteore hergeleitet. Wegen des großen Interesses, das diese Erscheinung für die Theorie der Sternschnuppen hat, soll die Erklärung wenigstens schematisch hier wiedergegeben werden. Man denke sich die Erde unbewegt im Raume und diesen von Meteoriten jeder Bewegungsrichtung durchkreuzt. Dann werden alle Teile der Erdoberfläche in gleicher Weise von Meteoriten getroffen werden, und diese Sachlage wird auch nicht geändert, wenn die Erde um ihre Achse rotiert. Denkt man sich die Erde hingegen mit einer Geschwindigkeit begabt, welche die der Meteoriten übertrifft, so wird die Erdhalbkugel, die in der Richtung der Bahnbewegung der Erde liegt, alle Meteore auffangen, während die Rückseite davon verschont bleiben wird. Rotiert nun die Erde um ihre Achse, so ist es klar, daß eine Änderung in der Häufigkeit der Sternschnuppen für einen gegebenen Ort je nach der Tageszeit eintreten muß, und zwar wird die Häufigkeitszahl von der Lage des Punktes, auf welchen zu die Erde sich bewegt, und welchen Schiaparelli den *Apex* nennt, über dem Horizont abhängen. Dieser Punkt liegt nun immer nahezu 90° westlich von der Sonne; er ist daher immer in den Morgenstunden in der oberen, in den Abendstunden in der unteren Kulmination, so daß in den Morgenstunden mehr Meteore gesehen werden müssen, als in den Abendstunden, ferner am Osthimmel mehr als am Westhimmel, wie es die Beobachtungen ergeben haben. Da die Häufigkeit der Meteore, wie wir in dieser

Zahl d.
Meteore

erklärt v.
Schiaparelli

schematischen Erläuterung sahen, von dem Verhältnis der Geschwindigkeiten von Erde und Meteoren abhängt, so konnte Schiaparelli aus den Zahlenangaben für diese Häufigkeit und der bekannten Erdbewegung umgekehrt die mittlere Geschwindigkeit der Meteore feststellen, die sich als eine parabolische, also kosmische, herausstellte. Auch die jährliche Variation der Anzahl der Meteore läßt sich auf ähnliche Weise erklären; sie hängt ab von der verschiedenen Höhe der Ekliptik über dem Horizont.

Die Zahl der Feuerkugeln ist, wie schon erwähnt, weit geringer als die der Einzelsternschnuppen, aber immerhin nicht unbeträchtlich, da seit Christi Geburt schon eine große Zahl aufgezeichnet worden ist; mehr noch werden überdies erschienen, aber nicht bemerkt worden sein, und bedenkt man, daß sich die bekannt gewordenen doch nur auf einen kleinen Teil der Erdoberfläche beziehen, so wird man für die Erde überhaupt ihre Anzahl in dieser Zeit nach Zehntausenden schätzen müssen.

Ebenso wie die Sternschnuppen zeigen auch die großen Meteore in der Häufigkeit ihres Erscheinens gewisse Schwankungen. Die wenigsten sind im Frühling, die meisten im Spätsommer und Herbst beobachtet worden, doch sind die Gesetze für die Häufigkeit dieser Körper infolge der relativen Seltenheit der Erscheinungen nur sehr wenig ausgesprochen.

Natur und Ursache der Meteore. Es wird jetzt fast allgemein angenommen, daß Teile des Weltraumes und speziell unser Sonnensystem mit unzähligen, zumeist sehr kleinen Körpern angefüllt seien, welche sich in allen möglichen Richtungen bewegen. Das Wort »angefüllt« ist hier allerdings ein relativer Begriff; denn wenn nur ungefähr ein Körper auf mehrere oder viele Millionen Kubikkilometer kommt, muß ihre Gesamtzahl doch alle Schätzung übersteigen. Diesen kosmischen Wolken begegnet die Erde auf ihrem Lauf um die Sonne, und bei dieser Gelegenheit geraten einige der kleinen Körper in die Erdatmosphäre, wodurch sie uns als Sternschnuppen sichtbar werden.

Die Frage nach der Ursache des Aufleuchtens der Meteore beim Passieren der Erdatmosphäre ist an der Hand der mechanischen Wärmetheorie mit aller Schärfe zu beantworten.

Stößt nämlich ein mit einer gewissen Geschwindigkeit bewegter Körper auf einen anderen, ruhenden, so geht ein gewisser Teil der Bewegung verloren und wird in Wärme verwandelt, welche um so größer ist, je größer die lebendige Kraft des Körpers, d. h. das Produkt seiner Masse in das Quadrat seiner Geschwindigkeit ist. Ähnlich verhält es sich, wenn ein schwerer Körper mit großer Geschwindigkeit die ihm Widerstand entgegengesetzte Luft durchheilt; der Körper verliert einen Teil seiner Geschwindigkeit, und die vor ihm befindliche Luft wird verdichtet und bei Seite gedrängt. Ein Teil der äußeren Bewegung des

*früher 5
L. Schiaparelli*

Körpers wird also vernichtet und geht über in innere Bewegung der kleinsten Teile der Luft wie des Körpers selbst, das heißt in Wärme. Setzte sich die ganze verlorene lebendige Kraft in Wärme um, und würde diese allein zur Erhitzung des Körpers verwandt, so würde im Falle der Meteore, deren Anfangsgeschwindigkeit beim Eintritt in die Atmosphäre gegen 20 km bis 70 km beträgt — eine Geschwindigkeit, die indessen innerhalb einer Sekunde auf den dreißigsten Teil und weniger reduziert wird —, eine enorme Temperaturerhöhung stattfinden. Diese Annahme entspricht aber der Wirklichkeit nicht, wie Schiaparelli zeigte; es wird nämlich ein Teil der Energie für die Fortbewegung der das Meteor umgebenden Luft, ein Teil für die Erhitzung derselben, oftmals auch ein Teil für die Erzeugung von Schallwellen verbraucht. Die tatsächliche Temperaturerhöhung des Meteoros wird daher schwerlich einige Tausend Grad übersteigen. Immerhin reicht diese aus, um besonders die leichteren und kleineren Meteore, die Sternschnuppen, in der Zeit, während welcher sie die Atmosphäre durchheilen, zu verdampfen.

Je nach der Größe des jener kosmischen Wolke entstammenden, in die Erdatmosphäre gelangenden Körpers hat man eine Feuerkugel oder eine Sternschnuppe vor sich. Ist nämlich einer dieser Körper so groß und fest, daß er die Atmosphäre passiert, ohne durch die erlangte Wärme zerstört zu werden, so haben wir eine Feuerkugel. Dann hat, weil der Weg nur einige Sekunden in Anspruch nimmt, die Hitze nicht Zeit, ganz in das Innere des Körpers zu dringen, und verbraucht sich im Schmelzen und im Verdampfen der äußeren Teile. Die Ursache des Zerplatzens der größeren Meteore ist nicht aufgeklärt. Es sind aber verschiedene Ursachen denkbar, die wohl häufig zusammenwirken: einmal die ungeheure Temperaturdifferenz zwischen den inneren und den äußeren Teilen des Körpers, die ein Zerspringen allein als Folge der verschiedenen Ausdehnung bewirken kann; dann das Freiwerden oder das Expandieren der im Meteor eingeschlossenen Gase, weiterhin das explosionsartige Entstehen chemischer Verbindungen.

Ist andererseits das Meteor so klein, daß es in den höheren Schichten der Atmosphäre verdampft, so haben wir es mit einer gewöhnlichen Sternschnuppe zu tun. Man hat früher Feuerkugeln häufig für spezifisch verschieden von den Sternschnuppen und erstere für feste, letztere für flüssige oder sogar gasförmige Körper gehalten. Das ist nun, wie wir sahen, in hohem Grade unwahrscheinlich; schon der kontinuierliche Übergang der einen Erscheinungsform in die andere spricht dagegen*).

*) Lehrreich ist hier besonders das große Meteor vom 30. Januar 1868, welches zu Pultusk in Polen nach heftiger Detonation als wahrer Steinregen zur Erde fiel, an anderen Orten dagegen nur als glänzende Feuerkugel, an noch weiteren gar nur als helle Sternschnuppe erschien.

*große M-
von*

bl. Meteor

*Umschiffert
in 1. Lagen*

Der einzige, freilich nicht unwesentliche Punkt, in welchem diese Körper voneinander abzuweichen scheinen, betrifft ihre Bahnen im Raume. Einige der von Feuerkugeln beschriebenen Bahnen scheinen nämlich hyperbolisch zu sein, während die Sternschnuppen sich zumeist, wie die Kometen, in nahezu parabolischen Bahnen bewegen. Wäre der Schluß von einzelnen Feuerkugeln auf sämtliche gestattet, so hätten sie und somit auch die Meteorsteine einen anderen Ursprung als die Sternschnuppen und die Kometen; sie wären die eigentlichen Boten aus der Sternenwelt, und zwar aus sehr verschiedenen Gegenden, und würden nicht aus dem Sonnensystem stammen. Da sie nun aber aus uns bekannten und auch auf der Erde vorkommenden Elementen, wie besonders Eisen, bestehen, so würde dies auf eine merkwürdige Übereinstimmung und Gleichförmigkeit der Materie im Weltraume hinweisen. Indessen haben auch neuerdings Autoritäten auf dem Gebiete der Meteorikunde, wie v. Nießl, hervorgehoben, daß man bisher nicht gezwungen ist, einen anderen, als einen graduellen Unterschied zwischen Sternschnuppen und Meteoriten zu machen.

Beobachtungen, die man zu dem Zwecke angestellt hat, die Höhe der Meteore bei ihrem Erscheinen und Verschwinden zu bestimmen*), haben mit großer Sicherheit ergeben, daß einige Meteore in einer sehr bedeutenden Höhe, 150 km bis 200 km, ja einige sogar nahezu 800 km über der Erde sichtbar wurden. Es scheint hieraus hervorzugehen, daß unsere atmosphärische Hülle nicht, wie man früher vermutete, eine Höhe von nur 70 oder noch weniger Kilometern erreicht. Freilich wissen wir nichts über die Beschaffenheit und Zusammensetzung der Atmosphäre in jenen Höhen und können nur sagen, daß ein widerstehendes Mittel schon dort existieren muß, dicht genug, um dunkle und kalte Körper, wie die Meteore es an und für sich sind, auf einen sehr hohen Grad von Hitze und Helligkeit zu bringen und die kleineren Körper dieser Art völlig zu verdampfen.

Daß von der Substanz der Sternschnuppen allmählich etwas zur Erde herabgelangt, scheint sicher zu sein, aber die Mengen sind so klein, daß sie sich der direkten Wahrnehmung bisher entzogen haben. Jedenfalls haben die gallertartigen, schleimigen Massen, die man hier und da gefunden und wohl als Sternschnuppenmaterie gedeutet hat, absolut nichts damit zu tun, sondern sind organischen Ursprungs. Ebenso ist es unwahrscheinlich, daß der Eisenstaub, der zwar fern von allen kultivierten Gegenden (z. B. von Nordenskiöld auf Spitzbergen) in Schnee suspendiert gefunden wurde, einen kosmischen Ursprung habe und als Rückstand der in kleinste Bestandteile zerstäubten Meteoritensubstanz zu betrachten sei;

*) Die ersten zuverlässigen Beobachtungen und Rechnungen dieser Art rühren von Brandes und Benzenberg aus dem Ende des 18. Jahrhunderts her.

nach neueren Erfahrungen wird er vielmehr von irdischen Vulkanausbrüchen herrühren.

Periodische Sternschnuppen. Wir haben bisher nur von den regellos und verhältnismäßig selten auftretenden sporadischen Sternschnuppen gesprochen und müssen uns jetzt jenen massenhaften Ansammlungen meteorischer Materie zuwenden, die uns in den periodisch wiederkehrenden Sternschnuppenschwärmen vor Augen treten, und deren

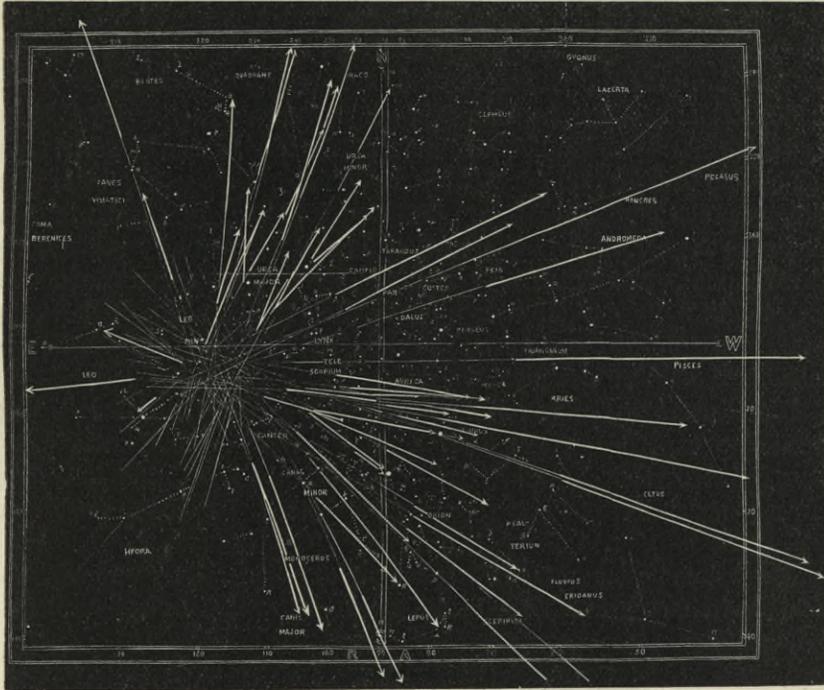


Fig. 165. Radiationspunkt der November-Sternschnuppen.

Studium zur Entdeckung der Verwandtschaft zwischen ihnen und den Kometen geführt hat.

Gewöhnliche Meteore, wie wir sie an jedem klaren Abend bemerken, bewegen sich nach allen Richtungen und zeigen dadurch, daß ihre Bahnen jede beliebige Lage haben und scheinbar ganz regellos im Raume verteilt sind. Anders verhält es sich mit den periodisch wiederkehrenden Erscheinungen, jenen Meteoren, welche die *Sternschnuppenschwärme* bilden, und die sich alle in derselben wahren Richtung bewegen. Wenn wir an einem Himmelsglobus die scheinbaren Wege der Meteore aufzeichnen, die während eines Meteorschauers fallen, oder wenn wir uns

Radiants

ihre Bahnen an der Himmelssphäre gezogen denken und sie dann nach rückwärts fortsetzen, so finden wir, daß sie alle sehr nahe in einem Punkte des Firmaments zusammenlaufen (Fig. 165). Diesen Punkt nennt man den *Radiationspunkt* oder *Radianten*. Er ist unabhängig von der Rotation der Erde und, wo sich auch der Beobachter befinden mag, immer an derselben Stelle; d. h. wie sich die Sterne scheinbar von Osten nach Westen bewegen, so bewegt sich der Radiationspunkt mit ihnen. Hieraus folgt, daß auch diese Meteore nicht der Erdatmosphäre angehören, da sich sonst der Radiationspunkt den Sternen entgegengesetzt von Westen nach Osten bewegen müßte. Der fragliche Punkt ist lediglich eine Wirkung der Perspektive, indem in ihm die parallelen Bahnen, in denen sich die Meteore im Raume bewegen, verschwinden; entsprechend dieser Perspektive aber und ähnlich wie die Strahlen der Sonne hinter Wolken scheinen die Bahnen an der Sphäre von diesem Punkte aus nach allen Richtungen auseinanderzugehen. Ein direkt gegen den Beobachter zu schießendes Meteor sieht aus, als ob es stillstände, und es bezeichnet den Radiationspunkt, von dem die anderen ausgehen. Die genaue Bestimmung dieses Punktes ist deshalb von größter Wichtigkeit, weil wir durch ihn die Bewegung der Meteore gegen die Erde und die Lage und die Dimensionen ihrer Bahnen ermitteln können.

Die Beobachtungen von Heis, Greg, Schmidt, Zezioli, Denning u. a. haben eine ungemein große Zahl solcher Radiationspunkte und ihnen entsprechend periodisch, d. h. jährlich um dieselbe Zeit wiederkehrender Sternschnuppenschwärme kennen gelehrt, und jedes Jahr treten noch neue hinzu.

Die bekanntesten und wichtigsten unter diesen Meteorströmen, von denen die weitaus größte Zahl in die zweite Hälfte des Jahres fällt, sind die folgenden:

- Gruppen*
- Januar 2—3 im Bootes (Quadrantiden),
 - April 19—30 in der Leier,
 - Juli 31 im Schwan,
 - August 9—11 im Perseus (Laurentius-Strom),
 - Oktober 18—20 im Orion, im Stier,
 - November 13—15 im Löwen (November-Strom),
 - November 23—27 in der Andromeda (Bieliden),
 - Dezember 9—12 in den Zwillingen.

Nach den Sternbildern, in denen die Radianten liegen, spricht man von Leoniden, die aus dem Löwen, Perseiden, die aus dem Perseus kommen, usw. Für denjenigen Leser, der sich eingehender mit der Beobachtung der Sternschnuppen beschäftigen will, wird es ratsam sein,

den großen Radiantenkatalog von Denning zu benutzen, welcher unter dem Titel: »General Catalogue of the Radiant Points of Meteoric Showers and of Fireballs and Shooting Stars« in den Memoirs of the Royal Astronomical Society Vol. 53, 1899 erschienen ist.

Die meisten dieser Ströme oder Schauer zeigen nach Zahl, Aussehen und Bahnen der sie bildenden Individuen gewisse charakteristische Verschiedenheiten, durch welche sie dem mit diesen Phänomenen vertrauten Beobachter leicht kenntlich werden. Verwandte Ströme, um diesen Ausdruck zu gebrauchen, scheinen häufig auch gruppenweise am Himmel vorzukommen, d. h. nicht weit voneinander entfernte Radianten zu haben. Der Hauptunterschied liegt indessen in der in verschiedenen Jahren verschiedenen Intensität der Erscheinungen. Während manche Schauer jedes Jahr nahe mit der gleichen Zahl ihrer Individuen auftreten, findet bei anderen eine entschiedene Periodizität der Intensität statt; Jahrzehnte hindurch ist ihre Zahl nahe die gleiche und relativ sehr mäßige und wächst dann mit einem Male enorm, um allmählich wieder zu sinken.

Wiederholung

Diese Eigentümlichkeit ist es, die namentlich die beiden größten und bekanntesten Sternschnuppenschauer, den vom August und den vom November, unterscheidet. Während ersterer Jahr für Jahr in nahe gleicher Stärke wiederkehrt und sein Eintreten überdies sich auch allmählich ankündigt, findet beim Novemberschwarm ein außerordentliches Zusammendrängen nur alle 33 bis 34 Jahre statt, und gerade diese auffallende Periodizität war es, welche, wie wir schon früher erwähnten, die Aufmerksamkeit auf sich lenkte und so zu wichtigen Aufschlüssen über die Natur der Sternschnuppen und die Beschaffenheit ihrer Bahnen führte.

7. Beziehungen zwischen Meteoriten und Kometen.

H. A. Newton, dem wir über die Natur des Novemberstroms die eingehendsten und wichtigsten Untersuchungen verdanken, fand, daß das 1799 und 1833 in so großer Pracht aufgetretene Sternschnuppenphänomen sich fast ein Jahrtausend zurückverfolgen läßt, daß aber die Erscheinung in jedem früheren Jahrhundert um einige Tage früher eintrat; während sie nämlich 1799 und 1833 am 12. und 13. November stattfand, traf die Erde im Jahre 902, welches die früheste der von Newton diskutierten Erscheinungen ist, den Schwarm bereits am 18. Oktober. Die hauptsächlichsten Folgerungen, zu denen der amerikanische Astronom zunächst gelangte, waren diese:

November-Schwarm

1) Der Meteoritenschwarm, welcher den Novembersternschnuppenfall verursacht, läuft in geschlossener elliptischer Bahn um die Sonne, und die Erdbahn kreuzt diese Bahn in einem Punkte, in welchem die Erde sich jetzt am 13. November befindet.

2) Der Durchschnittspunkt beider Bahnen rückt infolge einer stetigen Änderung der Lage der Meteorbahn jährlich etwa $52''$ oder in einem Jahrhundert nahe $1\frac{1}{2}^\circ$ vorwärts.

3) Der Meteoritenschwarm ist nicht gleichmäßig längs seiner Bahn zerstreut, sondern auf etwa dem 15. Teil ihres Umfangs zu einer Art Wolke verdichtet.

4) Die Erde trifft diesen Teil durchschnittlich alle $33\frac{1}{4}$ Jahre. Zu anderen Zeiten hat der eigentliche Schwarm noch nicht den Kreuzungspunkt erreicht oder ihn schon überschritten, und ein größerer Sternschnuppenfall kann dann nicht eintreten.

Newtons Untersuchungen schlossen mit der Vorhersagung der Wiederkehr des Schwarms für das Jahr 1866. Und in der Tat traf die Erscheinung in der Nacht vom 13. zum 14. November dieses Jahres ein und — wenigstens in Europa — in einer alle Erwartung übersteigenden Großartigkeit. Die Zahl der Sternschnuppen, die um 2 Uhr Nachts, als das Phänomen das Maximum seiner Intensität erreichte, vom Kopfe des Löwen aus nach allen Richtungen schossen, konnte man nur ungefähr und nach Tausenden schätzen; sie fielen wie ein feuriger Regen. Dabei stieg die Intensität sehr rasch an, um fast ebenso rasch wieder zu sinken. In Greenwich beobachtete man z. B.

von	9 ^h	bis	12 ^h	193	Meteore
»	12	»	2	6892	»
»	2	»	5	1400	»

Das Maximum fiel auf 2^h 10^m mittlere Zeit Berlin, und der Radiationspunkt ergab sich zu 148° Rektaszension und $+23^\circ$ Deklination.

In den beiden nächsten Jahren wiederholte sich der Schauer und zwar besonders großartig 1868 in Nordamerika. Das Maximum trat in letzterem Jahre am 14. November etwa früh 5 Uhr nach mittlerer Zeit Washington ein, wo es also in Europa schon Tag war. In der kurzen Zeit von $1\frac{1}{2}$ Stunden sollen für einen Beobachter etwa 30000 Sternschnuppen sichtbar gewesen sein.

Trotz des richtigen Eintreffens der Erscheinung in diesem Jahre und ihrer sorgfältigen Beobachtung im einzelnen blieb man aber doch über die Form und Größe der Bahn, speziell über die Umlaufszeit des Schwarms um die Sonne in Unsicherheit. Newton hatte die letztere nicht definitiv bestimmen können, sondern nur gezeigt, daß sie einen von fünf Werten haben müsse. Der größte und zugleich natürlichste war der von $33\frac{1}{4}$ Jahren oder gleich dem durchschnittlichen Intervall zwischen den verschiedenen Schauern. Die Umlaufszeit konnte aber auch viel kürzer und selbst nur 1 Jahr 11 Tage sein. In letzterem Falle wäre z. B. der Schwarm, den

Humboldt am 12. November 1799 sah, im Jahre 1800 erst am 23. November an den Kreuzungspunkt von Meteor- und Erdbahn gekommen, nachdem die Erde also diesen schon 11 Tage passiert hatte. Indem er nun jedes Jahr 11 Tage später die Stelle erreicht hätte, würde er 33 Umläufe in 34 Jahren gemacht und gegen Mitte November 1833, wie in der Tat beobachtet, durch Zusammentreffen mit der Erde zu einem neuen Sternschnuppenfall Anlaß gegeben haben. Und ebenso würde es sich dann später verhalten.

Aus der Veränderung, welche die Position des Knotens der Bahn zeigte, und die kaum eine andere Ursache als die Anziehung der Planeten haben konnte, war indessen, wie auch Newton bemerkte, ein Schluß auf die wahre Umlaufszeit möglich. Adams in Cambridge (England) führte die hierzu nötigen Rechnungen durch und bewies, daß in der Tat die Knotenbewegung durch keine andere Bahn als die langgestreckte Ellipse von $33\frac{1}{4}$ Jahren Umlaufszeit erklärt werden könne. Zu dem gleichen Resultat waren auf verschiedenen Wegen fast gleichzeitig auch Schiaparelli in Mailand und Leverrier in Paris gelangt.

Man wußte nun, daß wenigstens der große Novemberstrom eine stark exzentrische Ellipse um die Sonne durchläuft, und daß die schon von Erman 1839 ausgesprochene Idee von »Meteoringen«, die man freilich von wesentlich geringeren Dimensionen und wenig exzentrisch anzunehmen geneigt war, sich nicht allzuweit von der Wahrheit entfernte. Doch bald sollte noch weitere Aufklärung über jene Meteorströme folgen, durch welche erst ihre eigentliche Natur klar erkannt wurde.

Daß zwischen Kometen und Meteoren eine gewisse Verwandtschaft bestehe, hatte schon Chladni vermutet und 40 Jahre später dann Kirkwood vollständiger und in einer Weise ausgesprochen, die unseren heutigen Vorstellungen ziemlich nahe entspricht. Es war aber bei Vermutungen und Konjekturen geblieben, und es konnte auch nicht anders sein, da alle Tatsachen fehlten, auf Grund deren man einen Zusammenhang der Bahnen beider Erscheinungsformen hätte nachweisen können. Auch der Umstand, daß gewisse Meteorbahnen eine sehr große Neigung gegen die Ekliptik besitzen (auf den schon Erman aufmerksam gemacht hatte), und daß ferner manche Meteorströme, wie gerade die des August und November, sich rückläufig bewegen, zeigt mit großer Wahrscheinlichkeit, daß die Sternschnuppen nicht gleichen Ursprunges wie die Planeten sind, sondern wie die Kometen aus den fernen Himmelsräumen zu uns kommen. Ein Zusammenhang beider Erscheinungen wurde dadurch zwar wahrscheinlicher als früher, war aber doch noch nicht bewiesen. Diese Ergebnisse, wie die von Hoek gezeigte Existenz von Kometenbahngruppen oder Kometensystemen, bildeten aber Momente, welche weitere Forschungen

Chladni

wesentlich erleichtern und die Aussichten auf besondere Erfolge vermehren mußten.

In der Tat, kaum hatten Leverrier und Schiaparelli Anfang 1867 ihre Bahnelemente des November-Sternschnuppenstromes bekannt gemacht, als zu gleicher Zeit mehrere Astronomen auf die merkwürdige Ähnlichkeit hinwiesen, die zwischen diesen und den Bahnelementen des von Tempel 1866 entdeckten, damals soeben von Oppolzer berechneten teleskopischen Kometen stattfand. Im folgenden geben wir die Elemente der Leoniden oder des Novemberstromes nach der späteren Rechnung Schiaparellis und die des Kometen 1866 I nach Oppolzer:

Elemente	Leoniden November 10.09	Komet 1866 I. Januar 11.16
Durchgang durch das Perihel		
Länge des Perihels	56° 26'	60° 28'
Länge des Knotens	231 28	231 26
Neigung	17 44	17 18
Exzentrizität	0.905	0.905
Periheldistanz	0.987	0.976
Umlaufszeit (Jahre)	33.25	33.18
Bewegung		rückläufig.

Mit Rücksicht auf die relativ große Unsicherheit, die mit der Berechnung einer Sternschnuppenbahn stets verbunden ist, war die Übereinstimmung der Elemente eine wahrhaft überraschende zu nennen, und man konnte kaum zweifeln, daß die November-Meteore in der Bahn des Tempelschen Kometen von 1866 einhergingen und die Teile, welche uns als Komet erschienen, dem Schwarm der Leoniden vorangingen und 10 Monate früher das Perihel passierten (vergleiche Fig. 166).*)

Hiermit war die längst geahnte Verwandtschaft beider Erscheinungen, wenn auch zunächst nur in dem Falle einer Bahn, bewiesen, und jede folgende Untersuchung brachte nun neue und wichtige Aufschlüsse. Schiaparelli selbst hatte schon vor der Untersuchung des Novemberschwarmes die Bahn der August-Meteore, der sogenannten Perseiden, berechnet, und es hatte ihm die Vergleichung derselben mit den Oppolzerschen Elementen des hellen Kometen vom Sommer 1862 auch hier eine merkwürdige Übereinstimmung ergeben, wie die folgende Zusammenstellung zeigt:

*) Nach den oben mitgetheilten Elementen war eine Wiederkehr des Schwarmes in den Jahren 1899 und 1900 zu erwarten. Tatsächlich blieb aber die Erscheinung in diesen Jahren aus, und erst 1901 Nov. 14 und 15 ist in den südlichen Teilen von Nordamerika ein wenn auch nicht übermäßig reicher, doch ausgesprochener Sternschnuppenfall beobachtet worden. Es läßt sich aber zeigen, daß diese Verspätung durch Störungen, welche der Schwarm durch die großen Planeten in der Zeit seiner Sonnenferne erlitten hat, verursacht worden ist.

	Perseiden	Komet 1862 III.
Durchgang durch das Perihel	1866 Juli 23.6	1862 August 22.9
Länge des Perihels	343° 38'	344° 42'
Länge des Knotens	138 16	137 27
Neigung	64 3	66 26
Periheldistanz	0.964	0.963
Umlaufszeit (Jahre)	108?	119.6
Bewegung		rückläufig.

Die scheinbar große Differenz in der Umlaufszeit verliert ihr Auffallendes, wenn wir das früher (S. 419) über langgestreckte Ellipsen und Parabeln Gesagte berücksichtigen. Schiaparelli hat übrigens alle Bahnelemente unter der Voraussetzung einer parabolischen Bahn abgeleitet und nur die Umlaufszeit aus Beobachtungen über besonders reiche August-Sternschnuppenfälle zu ermitteln gesucht. Weiterhin bemerkten wir schon oben, daß die Leoniden sich vor den Perseiden hauptsächlich durch ein sehr entschiedenes Intensitätsmaximum auszeichnen; die Umlaufszeit wird sich daher bei ihnen weit genauer bestimmen lassen als bei den Perseiden, die alljährlich in fast gleicher Zahl wiederkehren und überdies eine mindestens dreimal so lange Umlaufszeit haben. Jedenfalls sind die den Auguststrom bildenden Meteoriten über ihre ganze Bahn weit gleichmäßiger verteilt als die November-Meteore; indessen findet doch auch bei jenen eine größere Anhäufung von Materie wenigstens an einer Stelle statt, und die dort befindlichen Teile, welche also ihr Perihel etwa vier Jahre nach dem August-Kometen von 1862 passierten, traf eben die Erde in den Tagen vom 9. bis 12. August 1866 (s. Fig. 167).

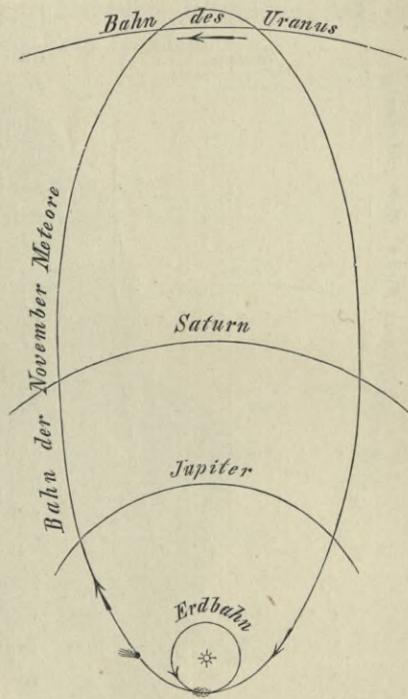


Fig. 166. Bahn der November-Meteore.

Die Figur 168 zeigt die räumliche Lage beider Meteorströme bzw. Kometen gegen die Erdbahn.

Ein drittes merkwürdiges Beispiel der Beziehungen von Meteoren zu Kometen bieten die großen Sternschnuppenfälle vom 27. November

1872 und vom 27. November 1885 und der Bielasche Komet. Wie oben (S. 439) genauer berichtet wurde, teilte sich der periodische Bielasche Komet 1846 in zwei Teile, welche bei der nächsten Erscheinung in

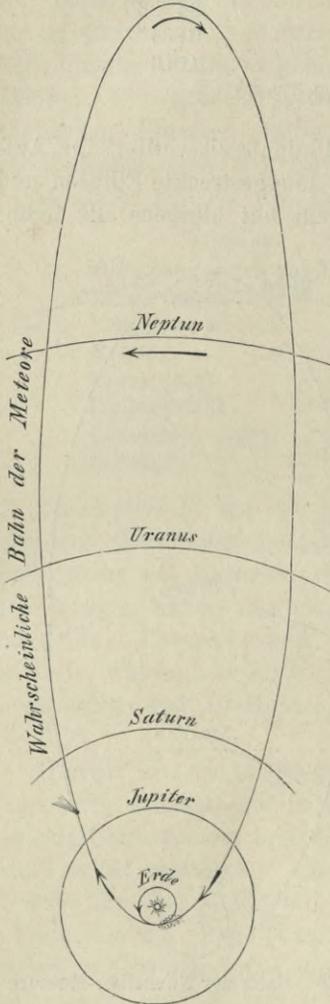


Fig. 167. Bahn der August-Meteore.

größern Abstände wieder sichtbar waren, aber späterhin nicht mehr gesehen worden sind. Bielas Komet kann der Erde unter Umständen sehr nahe kommen, da letztere seine Bahn Ende November jedes Jahres beinahe kreuzt. Um diese Zeit fallen, wie schon länger bekannt war, jährlich eine nicht unbedeutende Zahl Sternschnuppen, deren Radiationspunkt in der Andromeda liegt. Verschiedene Astronomen kamen nun auf den Gedanken, daß zwischen diesen Sternschnuppen und Bielas Kometen ein gewisser physischer Zusammenhang bestehe; d'Arrest machte darauf aufmerksam, daß zwischen den ungewöhnlich reichen Sternschnuppenfällen, die Anfang Dezember 1798 und 1838 beobachtet wurden, gerade sechs Umläufe des Bielaschen Kometen liegen, und Weiß fand, daß, wenn Meteore aus der Bahn dieses Kometen die Erde treffen sollten, ihr Radiant mit dem für die Sternschnuppen aus direkter Beobachtung gefolgerten fast identisch sein müsse. Die Berechnung der Bahn des verschwundenen Bielaschen Kometen hatte ergeben, daß er im Jahre 1872 Anfang September den Kreuzungspunkt seiner und der Erdbahn (und zwar den niedersteigenden Knoten) passiere. Nahm man dann an, daß seine Bestandteile sich noch mehr längs der Bahn zerstreut hätten, so war es sehr wahrscheinlich, daß die Erde, die am 27. November sehr nahe am niedersteigenden Knoten vorbeiging, an diesem

Tage noch auf Reste des Kometen treffen würde. Diese Annahmen fanden ihre tatsächliche Bestätigung, indem wirklich am 27. November dieses Jahres ein Sternschnuppenfall sich ereignete, der zwar nicht an Helligkeit, aber an Zahl der einzelnen Meteore den Vergleich mit den früheren

Novembererscheinungen sehr wohl aushielt, während der Sternschnuppenfall vom Jahre 1885 an Großartigkeit nur mit dem Phänomen, welches der Leonidenschwarm bietet, verglichen werden kann, der Sternschnuppenfall vom 23. November 1892 dagegen wieder weniger reich war. Die Elemente der Bieliden und des Kometen Biela sind:

	Bieliden	Komet Biela (1866)
Perihellänge	108° 16'	109° 40'
Länge des aufst. Knotens	245 57	245 46
Neigung	13 8	12 22
Periheldistanz	0.858	0.879
Apheldistanz	6.2	6.22
Umlaufzeit (Jahre)	6.6	6.69

Die Bieliden sind übrigens dadurch besonders interessant, daß sie sehr große Störungen durch Jupiter und Erde erleiden.

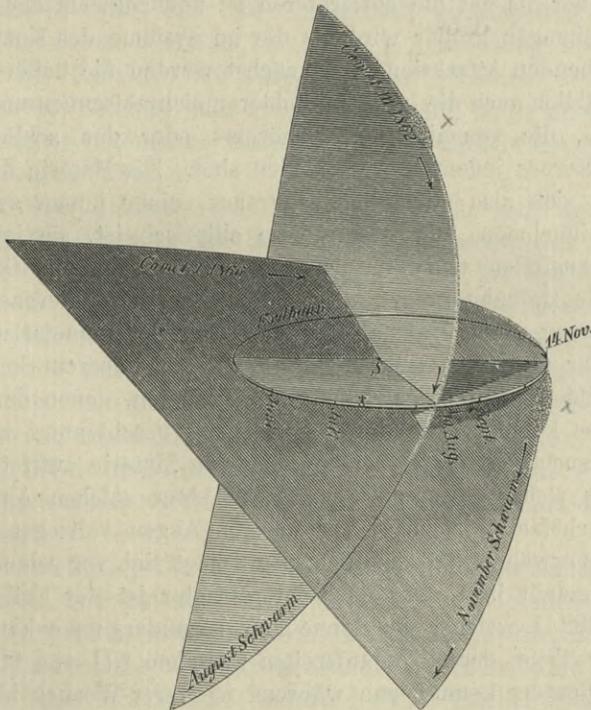


Fig. 168. Bahnen der Kometen 1862 III (August-Meteore) und 1866 I (November-Meteore) im Raume.

Die genannten drei Fälle blieben nicht die einzigen ihrer Art. Eingehende Untersuchungen von Schiaparelli, Weiß, Galle, A. S. Herschel u. a.

haben vielmehr gezeigt, daß es mehrere hundert Meteorströme gibt, deren Radiationspunkte mit den Knoten von Kometenbahnen so nahe koinzidieren, daß ein Zusammenfallen der Bahnen beider Erscheinungen zum mindesten wahrscheinlich wird.

Weitere Untersuchungen führten nun ferner zum Nachweis der verwandtschaftlichen Beziehungen, die zwischen der die Kometen und der die Meteorschauer bildenden Materie bestehen, und zeigten das Entstehen eines Meteorringes aus einem Kometen.

Betrachten wir einen gewöhnlichen teleskopischen Kometen, wie in der Regel schon der unmittelbare Anblick zeigt, als eine Art »kosmische Wolke« von kugelförmiger Gestalt, so wird eine Auflösung dieser Wolke, eine Auseinanderziehung und Trennung in einzelne Partikeln dann beginnen, wenn die Annäherung an die Sonne bzw. einen Planeten so groß wird, daß deren Anziehung auf die näheren Teile der Wolke bedeutend größer als auf die entfernteren ist und zugleich der Unterschied dieser Anziehungen größer wird als die im Systeme des Kometenkörpers selbst bestehenden Attraktionen. Zunächst werden die äußeren, lockeren Teile, allmählich auch die inneren, dichteren sich abtrennen und in Bahnen weiterziehen, die von der des Urkörpers oder des schließlich übrig bleibenden Kernes jedenfalls verschieden sind. Die Materie der Kometenwolke wird sich also allmählich zerstreuen, einen immer größeren Teil der Bahn einnehmen, und, wenn diese elliptisch ist, sie im Laufe der Zeit ganz ausfüllen und Veranlassung zu Sternschnuppenfällen geben, wenn sie die Erdbahn kreuzt. Im allgemeinen wird hiernach der Grad der Zerstreung einen Maßstab für das Alter der kometarischen Wolke oder doch für die Dauer, während der der Komet unserem Sonnensysteme angehört, bilden. Durch Einwirkung von Planeten, denen der Komet besonders nahe kommt, kann diese Zerstreung beschleunigt werden, oder es können auch sekundäre Anhäufungen von Materie auftreten.

Es hat sich wenigstens der Beginn einer solchen Auflösung von Kometen mehrfach gleichsam vor unseren Augen vollzogen. So wurde oben bereits erwähnt, daß der Bielasche Komet sich vor seiner gänzlichen Auflösung geteilt hat; aber noch interessanter ist der Fall des großen Kometen 1882 II, welcher der Sonne ganz besonders nahe kam. Er teilte sich in vier Teile, deren Umlaufzeiten zwischen 671 und 955 Jahre betragen. Außerdem konnte man während mehrerer Wochen kleine Nebelgebilde sich vom Kometen loslösen sehen, welche rasch wieder verschwanden. Ein weiterer Fall ist der Komet Brooks (1889 V), welcher in Begleitung von vier Kometen erschien, diese aber verloren hatte, als er 1896 wieder sichtbar wurde. Die Zerteilung dieses Kometen wurde im Jahre 1886 durch den Jupiter hervorgerufen, an dem er damals so nahe

vorbeiging, daß er dessen Satellitensystem durchwanderte. Es mag hier noch betont werden, daß die Auflösung der Kometen in Meteorströme und die Bildung von Kometenschweiften keineswegs identische oder auch nur miteinander zusammenhängende Erscheinungen sind. Bei der Auflösung des Kometen bildet sich ein dünner, sozusagen fadenförmiger Strom, während bei der Schweifbildung Gebilde von sehr bedeutendem Querschnitt entstehen. Das ganze Phänomen der Radiation, nach welchem die Bahnen aller beobachteten Meteore nach einem Punkte oder doch wenigstens einem sehr engbegrenzten Raume zu konvergieren scheinen, setzt eine solche fadenförmige Beschaffenheit des Meteorstroms voraus. Weiterhin würde die außerordentlich geringe Masse der Kometenschweife bei weitem nicht zur Bildung eines Meteorschwarms genügen, und so lassen sich noch eine ganze Reihe von Tatsachen anführen, welche gegen eine Verwandtschaft von Kometenschweiften mit Meteorströmen sprechen.

Nach dieser von Weiß und Schiaparelli entwickelten und immer mehr zur allgemeinen Geltung kommenden Anschauung sind demnach die Kometen als Komplexe von Körperchen zu betrachten, die sich unter dem Einflusse der Sonnen- oder Planetenanziehung längs ihrer Bahn zerstreuen und unter besonderen Bedingungen den Erdbewohnern als Sternschnuppen sichtbar werden.

Es mag zum Schlusse noch erwähnt werden, daß die Anziehung eines der großen Planeten die Bahn eines Meteorschwarms in ähnlicher Weise völlig umgestalten kann, wie wir es bereits bei den Kometen gesehen haben (S. 421). Daher ist es möglich, daß ein Meteorstrom, der lange Jahre hindurch die Erdbahn kreuzte und regelmäßig zu Sternschnuppenfällen Veranlassung gab, durch eine starke Annäherung an einen der großen Planeten eine solche plötzliche Veränderung seiner Bahn erfährt, daß er mit einem Male verschwunden zu sein scheint; ja es ist sogar möglich, daß seine Bahnform von einer Ellipse in eine Parabel oder Hyperbel umgewandelt wird und die Meteore dauernd dem Sonnensystem verloren gehen.

Auf dieselbe Weise läßt sich aber auch die Existenz mancher Meteorströme erklären, und Leverrier hat speziell für den großen Novemberchwarm, die Leoniden, wahrscheinlich zu machen gewußt, daß derselbe erst durch die Anziehung des Uranus, dem der Strom im Jahre 126 n. Chr. nahe kam, in seine jetzige Bahn, welche die Erde jährlich kreuzt, gelenkt worden sei.

8. Das Zodiakallicht.

Das *Zodiakal-* oder *Tierkreislicht* erscheint in unseren Gegenden als zarte, schwache Lichtpyramide, die man an einem klaren Winter- oder Frühlingsabende nach der Dämmerung am westlichen Himmel, im Sommer

und Herbst dagegen vor Tagesanbruch am östlichen Himmel schräg aufsteigen sehen kann.

Von der Sonne als Mittelpunkt scheint das Zodiakallicht sich in der Tat nach beiden Seiten in gleicher Weise und zwar nahe in der Ebene der Ekliptik zu erstrecken. Aus diesem Grunde ist es auch bei uns im Sommer und Winter nicht so gut als im Frühling und Herbst wahrzunehmen, weil da die Bahn der Ekliptik dem Horizont so nahe liegt, daß sich das matte Licht in den Dünsten der Atmosphäre leicht verliert. In der Nähe des Äquators, wo die Ekliptik stets steil gegen den Horizont liegt, kann man es fast gleich gut das ganze Jahr hindurch beobachten, und sein Glanz soll sich dort oft mit dem der hellsten Stellen der Milchstraße messen können. Es wird um so schwächer, je weiter es sich von der Sonne entfernt, kann aber doch in der Regel bis zu etwa 90° Abstand verfolgt werden. Unter günstigen Umständen erkennt man indessen der Sonne diametral gegenüber einen zweiten, wesentlich schwächeren und weniger ausgedehnten Lichtschimmer, den sogenannten *Gegenschein*, und in den Tropen, in einer sehr viel reineren Atmosphäre, ist die ganze Erscheinung, die Pyramide des eigentlichen Zodiakallichts wie der Gegenschein, längs des ganzen Himmels verfolgt worden.

So stellt sich das Zodiakallicht dem Auge dar. Über seine wahre Lage im Sonnensystem, seine Gestalt und besonders seine Beschaffenheit wissen wir aber noch wenig Sicheres. Manche halten es für einen die Erde in unmittelbarer Nähe umgebenden Nebelring, nach anderen ist es ein die Sonne umschwebender Ring diskreter Teilchen. Fassen wir indessen alle Tatsachen der Wahrnehmung zusammen, so ist die Annahme wohl die wahrscheinlichste, daß es einer die Sonne in Gestalt einer dünnen Scheibe umgebenden Wolke kosmischen Staubes zuzuschreiben sei, welche sich ein wenig über die Erdbahn hinaus erstreckt, und deren Teilchen das Sonnenlicht reflektieren. Der Gegenschein wird bei dieser Auffassung, welche neuerdings von Seeliger theoretisch begründet worden ist, durch die besondere Art der Lichtreflexion erklärt, die Körpern von rauher Oberfläche eigen ist. Mit der Ekliptik liegt das Zodiakallicht nahe in einer Ebene; indessen ist die genaue Lage schwer zu bestimmen, nicht nur wegen seiner undeutlichen Umrisse überhaupt, sondern auch weil in unseren Breiten sein unterer Rand durch die dort dichtere Atmosphäre erheblich verschoben und das Licht daher nördlicher zu liegen scheint, als es in der Tat ist. Es ist deshalb erforderlich, die Bestimmung der Lage auf beiden Halbkugeln der Erde auszuführen und die Ergebnisse miteinander zu kombinieren. Gute Dienste kann für diese Beobachtungen ein von M. Wolf konstruierter einfacher Apparat leisten, den er »*Schnittphotometer*« genannt hat, und mit dem es möglich ist, die

Stellen der größten Intensität des Lichtes mit Sicherheit festzulegen. Wolf ist durch seine Beobachtungen zu dem auch schon von früheren Beobachtern gefundenen Resultate gekommen, daß das Zodiakallicht nicht genau in der Ebene der Ekliptik, sondern in der des Sonnenäquators liegt; jedoch wird eine Bestätigung dieses Ergebnisses durch andere Beobachtungen besonders auf der Südhalbkugel abgewartet werden müssen.

Einige Astronomen haben eine Veränderlichkeit des Glanzes erkennen wollen, und in der Tat mag es auffallen, daß wir aus dem Altertum und Mittelalter gar keine Nachrichten darüber haben und erst D. Cassini gegen Ende des 17. Jahrhunderts die Aufmerksamkeit auf die Erscheinung gelenkt hat. Gleichwohl ist ein Übersehen oder Nichterwähnen weitaus wahrscheinlicher als eine objektive Veränderung der Helligkeit. Vorübergehende Schwankungen sind allerdings mehrfach konstatiert worden, doch sind dieselben vermutlich auf Änderungen in der Durchsichtigkeit der Erdatmosphäre zurückzuführen, welche sich auch bei anderen Beobachtungen, z. B. den Messungen der Sonnenstrahlung, bemerkbar gemacht haben. Die schon von Cassini vermutete periodische Veränderlichkeit jedoch, sowie die Beziehungen zur Sonnentätigkeit (Fleckenbildung) sind noch durchaus problematisch. Bevor wir nicht sorgfältige und Jahrzehnte lang in südlichen Klimaten fortgesetzte Beobachtungen über die Tatsachen der Erscheinung, ihre Form, Lage und Helligkeit besitzen, sind alle Schlüsse, zumal über etwaige Veränderlichkeit des Glanzes, verfrüht und unsicher.

Die Natur der das Zodiakallicht erzeugenden Materie ist noch gänzlich unbekannt. Das Spektrum wurde zwar von verschiedenen Beobachtern untersucht, aber ohne daß völlige Übereinstimmung der Resultate erhalten wurde. Einige, wie Ångström, nahmen nur eine einzige gelb-grüne Linie (die helle Nordlichtlinie) wahr, welche also von leuchtendem Gase herrühren und auf eine Substanz von außerordentlicher Feinheit hindeuten würde; andere, wie Wright und Liais, fanden das Spektrum kontinuierlich und dem Sonnenspektrum ähnlich; Vogel endlich hat außer einem schwachen kontinuierlichen Spektrum gleichfalls noch die Nordlichtlinie erkannt. Besonders die Untersuchungen von Wright ergeben aber mit großer Bestimmtheit, daß das Zodiakallichtspektrum ein rein kontinuierliches ist, und daß die Nordlichtlinie nicht von demselben herrührt, sondern von schwachen, sonst nicht bemerkbaren Nordlichtern. In der Tat kann man die Nordlichtlinie sehr häufig an fast allen Stellen des Himmels auffinden. Ein kontinuierliches Spektrum würde aber eine wesentliche Stütze für die oben ausgesprochene Ansicht über die Natur des Zodiakallichts bilden. Hat somit diese Hypothese nach dem augenblicklichen Stand unserer Kenntnisse wohl die größte Wahrscheinlichkeit für sich, so müssen doch

Spektrum

jedenfalls noch weitere Beobachtungen gemacht werden, ehe wir hoffen dürfen, die Wahrscheinlichkeit der Gewißheit nahe zu bringen.

*Rätsel der
Sonne -
Systeme.*

So bietet uns, je weiter wir auch in der Kenntnis der Tatsachen, in der Untersuchung der Erscheinungen, in der Ergründung der Vorgänge und der Gesetze, die sie beherrschen, eindringen, doch jeder neue Schritt auch neue Rätsel. Für viele der wichtigsten Erscheinungen selbst in den uns verhältnismäßig nahen Räumen des Sonnensystems fehlt noch jede stichhaltige Erklärung, jede einwurfsfreie Zurückführung auf bekannte Ursachen. Wie wenig wissen wir noch von der Natur der Sonnenkorona, des Zodiakallichts, der Kometen, ja selbst des uns so nahen Nordlichts. Wir kennen die Ursachen und Kräfte nicht, die hier diese, dort jene Form und Bewegungserscheinung hervorbringen, und können nur vermuten, daß gewisse, auf der Erde nur in sehr beschränktem Maße zu verfolgende Kraftformen, vor allem die Elektrizität und der Magnetismus, in den uns umgebenden Räumen des Sonnensystems und besonders auf der Sonne selbst in ungeheurem Maße wirksam sind.

Vierter Teil.

Stellarastronomie.

Einleitung.

Wir haben uns bisher hauptsächlich mit den Körpern beschäftigt, welche unsere Sonne umgeben und mit ihr das Sonnensystem bilden. Trotz der ungeheuren Entfernungen, in denen wir viele von ihnen finden, können wir sie doch, im Vergleich mit den Sternen*), als eine isolierte, uns unmittelbar umgebende Familie betrachten, da selbst eine Kugel von dem Durchmesser der Neptunsbahn einem Beobachter auf dem nächsten Sterne nur als ein Punkt erscheinen würde. Ob der Raum, welcher die Bahn des Neptun von den nächsten Sternen und die Sterne selbst voneinander trennt, von Materie frei sei, wissen wir nicht. Sehr wahrscheinlich existieren in ihm mächtige Ansammlungen kosmischen Staubes, welche dann und wann in die Attraktionssphäre unserer Sonne gelangen und uns als Kometen oder Meteorschwärme sichtbar werden.

In unserem System von Sonne, Planeten und Satelliten haben wir eine wundervoll geordnete, durch ein Gesetz beherrschte Vereinigung kennen gelernt, wo jeder Körper durch fortwährende Ausgleichung gravitierender und zentrifugaler Kräfte endlose Revolutionen hindurch in seiner bestimmten Bahn gehalten wird. Bilden die Millionen Sonnen und Sternhaufen, welche uns das Fernrohr im unermesslichen Raume aufweist, ein oder verschiedene größere Systeme ähnlich geregelter Struktur, und wenn dies der Fall ist, welches ist die Struktur? Schätzen wir die Bedeutung

*) Der Ausdruck »Fixsterne«, zur Unterscheidung der Sterne von den Planeten und Kometen, hat streng genommen nur historische Berechtigung, weil wir jetzt wissen, daß auch außerhalb des Sonnensystems keine Ruhe existiert, vielmehr auch diese sogenannten Fixsterne sich in — zum Teil sehr beträchtlicher — Bewegung befinden.

Raum zur
Nacht. & d.
Reinraum.

Frage über
die Lage der
Reinraum.

einer Frage nicht nach ihren Beziehungen zu unserem menschlichen Interessenkreise und Wohlbefinden, sondern nach der Großartigkeit des Gegenstandes, dem sie gilt, dann müssen wir diese als eine der edelsten und größten betrachten, mit denen des Menschen Geist sich je beschäftigt hat. Als der geheimnisvolle Schleier, der das Sonnensystem, seine Natur und Größe bedeckte, gelüftet ward und sich die Erde, die wir bewohnen, nur als einer der kleineren die Sonne umlaufenden Planeten erwies, tat die Menschheit einen großen Schritt vorwärts in der Erweiterung ihres Vorstellungskreises auf dem Wege zur Erkenntnis von der Unermeßlichkeit der Schöpfung und der verhältnismäßigen Kleinheit und Kleinlichkeit unserer irdischen Interessen. Wenn wir aber, unseren Blick erweiternd, finden, daß unsere mächtige Sonne nur eine von ungezählten Millionen, unser ganzes System nur ein verschwindender Teil des Universums ist, so eröffnet sich damit dem geistigen Auge ein unermeßlich weiterer Raum, und wir sehen, daß wir in dem Gebäude des Weltalls nur einen beschränkten Winkel kennen gelernt hatten. Haben wir dereinst aber alle die Sterne, Sternhaufen und Nebel, welche uns das Fernrohr zeigt, in ein einziges System zusammengefaßt, gezeigt, in welchem Verhältnis ein jedes seiner Glieder zum anderen steht, erkannt, welches die Bewegungen und deren Ursachen sind, die in dem Ganzen wie in seinen Teilen wirken und stattfinden, so werden wir das Problem des materiellen Universums in seinem weitesten Umfange gelöst haben. Wann, ob überhaupt je diese Zeit kommen wird, vermögen wir nicht zu sagen; aber selbst die Gewißheit, daß unser Geschlecht noch für Jahrhunderte nichts wird tun können, als die Steine zusammentragen, aus denen eine ferne Zukunft das Gebäude des Universums zu bauen hat, darf uns nicht abhalten, unser Teil zu tun; auch das Einzelne und Kleine ist schön, wenn reine und freie Geistes-tätigkeit es erringt, und weniger die Wahrheit selbst, als das unablässige Streben danach befriedigt dauernd.

Seit der Zeit, als Kopernikus die Sterne für selbstleuchtende, weit außerhalb des Sonnensystems stehende Körper erklärte, hat die genannte Frage die Philosophen unter den Astronomen fortdauernd beschäftigt. Galilei und besonders Kepler scheinen zuerst die Vorstellungen der Alten über den Sternhimmel als eine Kugel, in deren Mittelpunkt die Erde stehe, wesentlich erweitert zu haben; denn auch Kopernikus, der an die Stelle der Erde die Sonne setzte, dehnte nur die Grenzen der Sternsphäre weiter aus, ohne über deren Beschaffenheit und Beziehung zur Sonne im besonderen tiefer nachzudenken. Galilei sorgte durch die Wahrnehmungen und Entdeckungen, die er mit dem Fernrohre machte, und speziell, indem er dadurch die Milchstraße in einzelne Sterne auflöste, für die Erweiterung unserer Begriffe vom Weltall mehr praktisch

Aufgabe: Alle
Nur als
Zeit sind
gewinnbar
hoffen wir
nun.

Erst seit
Kopernikus
Weltanschauung

Galilei: Fernrohr
Erweiterung des
Begriffes des All
wissenschaftlich

als spekulativ. Kepler aber, vielleicht der spekulativste und tiefsinnigste Geist unter den Astronomen aller Zeiten, sprach zuerst aus, daß unsere Sonne nur ein Sternindividuum unter unzähligen im Raume zerstreuten sei, welches nur wegen seiner Nähe uns so hell und groß erscheine. In bezug auf das Sternsystem nimmt diese kühne Idee denselben Platz und Rang ein, wie die Vorstellung der Erde als eines Planeten in bezug auf das Sonnensystem. Aber Kepler war weniger glücklich als Kopernikus; er entwickelte seine Idee nicht weiter, und so trug sie erst zu jener Zeit Früchte, als Kant und Herschel daran ihre Untersuchungen über die Konstitution des Sternhimmels knüpften.

Trotz des Aufwandes an Mühe und Scharfsinn, welche Herschel und seine Nachfolger dem großen Problem gewidmet haben, sind wir doch noch sehr weit selbst von einer angenäherten Lösung desselben entfernt. Wie weit und nach welcher Richtung wir es auch betrachten und verfolgen, wir finden uns bald der Unendlichkeit in Raum und Zeit gegenüber. Besonders tritt dies zu Tage, wenn wir zu erfahren suchen, nicht nur was das Universum jetzt ist, sondern was es einst war, und welche Ursachen es im Laufe der Zeiten ändern und modifizieren. Alle Kenntnis und Erkenntnis, die der Mensch bisher errungen hat, schrumpft dann zu einem Nichts zusammen und gleicht einzelnen schwachen Lichtpünktchen, die hier und da durch die grenzenlose Dunkelheit hindurchschimmern. Für jede folgende Generation ist zwar der Schimmer etwas heller, aber voraussichtlich werden noch Jahrhunderte vergehen, ehe wir mehr wissen werden, als wie die Sterne im Raume liegen, und volles Licht wird dem an die Endlichkeit gebundenen Menschengeschlechte niemals zuteil werden. Alles, was wir jetzt und in Zukunft tun können, ist, Hypothesen von größerer oder geringerer Wahrscheinlichkeit aufzustellen auf der Basis des sich allmählich anhäufenden Beobachtungsmaterials und unserer sich steigernden und vertiefenden Erkenntnis der Naturgesetze. Indessen auch das, was wir als Naturgesetz definieren, trägt in gewissem Sinne einen hypothetischen Charakter. So läßt sich denken, daß die Form, in welcher Newton das Gesetz der allgemeinen Schwere ausgedrückt hat, späteren Zeiten nur als der spezielle Fall eines allgemeineren Gesetzes erscheinen mag; doch selbst wenn dies einst nachgewiesen werden sollte, so würde nicht viel damit gewonnen sein. Wenn wir Bewegung als die allgemeinste Eigenschaft der Materie ansehen und einen gesetzmäßigen Ausdruck gefunden haben, der die verschiedensten Arten der Bewegung in sich vereinigt darstellt, der für jeden beliebigen Zeitpunkt den Ort eines Sternes in seiner Bahn am Himmel, wie den eines Moleküls in einer chemischen Verbindung zu berechnen erlaubt, der die verschiedenartigsten Naturerscheinungen als Folge von Bewegungsvorgängen erkennen

Regler
Raum in Raum
mit anderen

Größe, Mensch.
Hypothese in
Raum & Zeit

lehrt, so würden wir damit in der Enderklärung dieser Naturerscheinungen, das heißt in der Zurückführung auf ihre letzten Ursachen, nicht weiter gekommen sein; wir würden nur einen dem menschlichen Geiste faßbaren neuen und weiteren Ausdruck der Beziehungen zwischen tatsächlichen Verhältnissen erlangt haben. Hiermit aber müssen wir uns begnügen; dem Kausalitätsbedürfnisse, welches uns innewohnt, ist, soweit die materielle Welt in Betracht kommt, Genüge getan, wenn wir alle Bewegungen als Folge eines Kraftgesetzes, alle zu irgend einer Zeit stattfindenden Erscheinungen im Weltall als Resultat dieser Bewegungen darstellen und ausdrücken können. Was darüber hinausliegt, gehört nicht mehr ins Gebiet der Naturforschung, sondern in das der Metaphysik, und damit haben wir uns hier nicht zu beschäftigen. So müssen wir von vornherein auch Fragen: was ist Materie, Kraft, Anziehung? und ähnliche, als transzendente Elemente enthaltend, von der Betrachtung ausschließen; eine Antwort, die nicht selbst wieder eine Frage enthielte, können wir nicht geben, weder vom Boden realer Naturerkenntnis, noch von dem einfacher Logik aus.

Ehe wir nun die Ansichten und Hypothesen darlegen, die zu verschiedenen Zeiten über die Beschaffenheit des Weltgebäudes wie über die Entwicklung seines Inhaltes ausgesprochen worden sind, müssen wir die Tatsachen anführen als die Fundamente, auf denen jene mit größerer oder geringerer Sicherheit aufgebaut worden sind, und wir wollen auch hier, wie früher, vom Augenschein und von dem ausgehen, was die unmittelbare Betrachtung am Himmel zeigt. Die Ergebnisse der Beobachtung leiten dann über zur Erkenntnis des Baues des Sternhimmels, sowie zur Kosmogonie oder zur Entwicklungsgeschichte des Universums und seiner einzelnen Bestandteile.

Kapitel I.

Die Fixsterne.

1. Anblick des Sternhimmels im allgemeinen. Sternverzeichnisse und Sternbilder.

Das Erste, was dem Beobachter bei der Betrachtung eines schönen Sternhimmels in wolkenloser Nacht auffällt, ist die Mannigfaltigkeit und Verschiedenartigkeit des Gesehenen; das Nächste, was er tut, ist das Bemühen, durch Beziehung auffallender Objekte zueinander, einzelner Sterne wie Sterngruppen, Ordnung in das regellose Gewirr der Erscheinungen zu bringen. Und so wie der moderne Mensch verfährt, der

I. Sternkarte

Zusatz der Sternbilder

86 Sternb.

Milchstraße

zum ersten Male den Sternhimmel ansieht, um ihn kennen zu lernen, nicht nur um ihn unmittelbar auf Empfindung und Gemüt wirken zu lassen, so geschah es auch in den Zeiten des Kindesalters der Menschheit. Die ältesten schriftlichen Überlieferungen, wie chinesische Annalen, ägyptische Papyrus, assyrische Inschriften, die Bibel, Homer erwähnen schon einzelne am Himmel besonders auffallende Objekte und zu *Sternbildern* oder *Konstellationen* zusammengefaßte Gruppen von Sternen, so den Großen Bären, den Orion, die Plejaden u. a. Jede folgende Generation fügte dann weitere Sternbilder hinzu, bis schließlich sämtliche helleren Gestirne in Sternbilder zusammengefaßt waren und dadurch deren Beschreibung erleichtert und die Kenntnis der Gestirne, wie sie erscheinen, oder die *Astrognoſie* ermöglicht war. Die am südlichen Himmel noch bestehenden Lücken füllten die neueren Zeiten aus, so daß wir jetzt über den ganzen Himmel ein Netz von 86 Sternbildern (nach Argelander und Gould) haben, 32 davon nördlich, 54 südlich vom Äquator. Die Namen der älteren, hauptsächlich von den Griechen eingeführten Sternbilder sind meist der Mythologie entnommen, und die der Tierkreisbilder haben zum Teil vielleicht, wie wir schon früher (S. 15) sahen, symbolische Bedeutung; die neueren Sternbilder dagegen, besonders die südlichen, tragen in ihrer Bezeichnung keinen bestimmten Charakter.

Schon dem oberflächlichsten Beschauer fällt unter der scheinbar zahllosen Menge der in verschiedenstem Glanze strahlenden Sterne ein bald wolkenartig zusammengeballtes, bald gleichmäßig und sanft schimmerndes, hier schmales, dort breiteres oder auch geteiltes, in unregelmäßigem Laufe die Sternbilder durchziehendes Band, die *Milchstraße*, auf. Das bloße Auge nimmt in ihr wohl einzelne hellere Sterne wahr, und der Aufmerksamere erkennt vielleicht, daß die schwächeren Sterne, je näher sie diesem schimmernden Gürtel stehen, desto zahlreicher werden; aber daß dieses fast gleichmäßige, sanfte Licht durch Millionen einzelner Sterne hervor gebracht wird, vermag er nicht zu erkennen. Erst das Fernrohr zeigte die Ursache dieses Leuchtens in einer unermesslichen Zahl dicht gedrängter schwacher und schwächster Sterne, die desto zahlreicher und gedrängter werden, je näher sie den hellsten Stellen der Milchstraße sind. In der Tat zeigt schon ein kleines Fernrohr ein rasches Anwachsen der Zahl der teleskopischen Sterne, je mehr man sich der Milchstraße nähert. In ihren dichtesten und glänzendsten Partien läßt aber selbst ein starkes Fernrohr, trotzdem es Tausende einzelner Lichtpunkte mehr abtrennt, doch einen matten Schimmer als Grund zurück, der auf unzählbare weitere und auf das dichteste aneinander gedrängte Sterne schließen läßt, ähnlich wie man in mäßiger Entfernung die feinsten Sandkörner eines Sandhaufens nicht mehr voneinander zu unterscheiden vermag,

während sich die größeren von dem granulierten Grunde einzeln abheben.

Außer der Milchstraße nehmen wir schon mit bloßem Auge an einigen Stellen des Himmels kleine, neblig schimmernde Flecke, sowie Haufen dicht zusammengedrängter einzelner Sterne wahr, die *Nebelflecke* und *Sternhaufen*. Das Fernrohr hat von den ersteren schon Tausende kennen gelehrt und gezeigt, daß viele aus einzelnen Sternen bestehen, also zu den Sternhaufen gehören, viele dagegen, auch bei Anwendung der lichtstärksten Instrumente, neblige Massen bleiben. Unter den Sternhaufen im weitesten Sinne des Wortes finden demnach die mannigfaltigsten Übergänge und Zwischenstufen statt: von den grob zerstreuten an, wie z. B. den Plejaden, in denen schon ein gewöhnliches Auge die hellsten Sterne einzeln erkennt, bis zu den schwachen, auch in vielen Fernrohren nur als Nebel erscheinenden Bildungen. In welchen Beziehungen sie zueinander und zum Heer der einzelnen Sterne stehen, welcher Natur besonders die eigentlichen Nebel sind, werden wir später sehen.

Auch zwischen den Einzelgestirnen und den Sternhaufen besteht scheinbar eine Art von Übergangsglied in den *Doppelsternen* und den Systemen mehrfacher Sterne, von denen das scharfe Auge gleichfalls am Himmel einige der leichtest erkennbaren wahrnimmt, deren Zahl aber das Fernrohr in fast noch höherem Maße vermehrt hat, als selbst die der Nebelflecke und Sternhaufen.

Um die Benennung der einzelnen Sterne haben sich im frühen Mittelalter die Araber Verdienste erworben, nachdem sie bei Griechen und Römern nur wenige der hellsten mit besonderen Namen gefunden hatten (z. B. Sirius, Procyon, Arcturus, Capella); auf sie zurückzuführen sind unter anderen Rigel, Beteigeuze, Aldebaran usw. von den Sternen der 1. Größe; Mizar, Benetnasch, Algol usw. von den Sternen der 2. Größe. Für sämtliche Sterne, selbst nur der ersten zwei oder drei Größenklassen, Namen einzuführen, würde indessen sehr unpraktisch gewesen sein; es war daher ein entschiedener Fortschritt, als Bayer zu Anfang des 17. Jahrhunderts außerdem griechische und lateinische Buchstaben zur Bezeichnung vorschlug, und zwar so, daß die Buchstabenfolge $\alpha, \beta, \gamma, \delta, \dots$ ungefähr auch die Helligkeitsfolge bezeichnet, α also im allgemeinen der hellste Stern in dem betreffenden Sternbilde sein sollte. Dieses System reicht für alle helleren Sterne aus und ist daher in allgemeine Anwendung gekommen, wo es sich um die Sterne bis zur 3. oder 4. Größe handelt. Schwächere Sterne, bis zur 6. Größe etwa, werden häufig nach den Nummern des Flamsteedschen Sternkatalogs unterschieden. Für das große Heer der teleskopischen Sterne genügt aber auch dies noch nicht, und diese werden daher nicht mehr durch Namen oder Buchstaben, sondern

Nebelflecke
Sternhaufen

Doppelsterne

Benennung

Namen

griech. Buchst.

Nummern des
Flamsteedschen
Katalogs

Namen oder
Buchstaben

durch ihren Ort an der Sphäre (Rektaszension und Deklination) gekennzeichnet. So ist z. B. α im Bootes oder α Bootis die Bezeichnung für Arcturus, α in der Leier oder α Lyrae die für Wega; dagegen 9^m AR (α) $21^h 39^m 58^s$, Dekl. (δ) $+ 26^\circ 52' 27''$ (1880) ein Stern der 9. Größe, dessen Rektaszension und nördliche Deklination für das Jahr 1880 durch die angeführten Zahlenwerte gegeben ist.

Systematisch geordnete Verzeichnisse solcher Sternörter oder *Sternkataloge* hat man schon frühzeitig zusammengestellt. Das älteste, das wir kennen, enthält der *Almagest* des Ptolemäus (siehe Seite 28), das auf den Beobachtungen des großen Hipparch beruht. Letzterer soll es in der bestimmten Absicht konstruiert haben, späteren Generationen das Material zur Ermittlung etwaiger Ortsveränderungen der Gestirne (abgesehen von der allen gemeinsamen Bewegung der Präzession) an die Hand zu geben. Eine Prüfung des Katalogs zeigt, daß die Sternbilder vor 2000 Jahren denselben Anblick geboten haben, den sie jetzt bieten. Zwei oder drei Sterne, die nicht sicher identifiziert werden können, sind entweder Originalfehler des Hipparch bzw. Ptolemäus oder durch die zahlreichen Transkriptionen entstanden, welche der *Almagest* vor Erfindung der Buchdruckerkunst erfuhr. Die Beobachtungen von Hipparch selbst beziehen sich auf 1080 Sterne, der *Almagest* enthält sogar nur 1025. Hipparch hat also bei weitem nicht alle Sterne aufgeführt, die er sehen konnte; doch sind sie bis zur 4. Größe herab ziemlich vollständig.

Der nächste Katalog von einiger Wichtigkeit datiert aus dem 15. Jahrhundert und hat den eifrig der Sternkunde ergebenden Tatarenfürsten Ulugh Beigh zum Autor; er enthält 1019 größtenteils Hipparchische Sterne, die in Samarkand aufs neue bestimmt wurden. Das genaueste Sternverzeichnis aus der vorteleskopischen Zeit rührt von Tycho Brahe her und enthält 1005 Sterne, deren Ort bis auf etwa $1'$ sicher ist. Der erste Katalog, welcher mit Hilfe des Fernrohrs hergestellt wurde, ist in Flamsteeds großer »*Historia coelestis Britannica*« enthalten und umfaßt 2866 Sterne.

Unsere heutigen Sternkataloge kann man in zwei Klassen teilen: solche, in denen die Sternörter nur genähert, und solche, in denen sie mit aller erreichbaren Genauigkeit gegeben werden. Unter den Katalogen der ersten Art ist vor allem das großartige Werk Argelanders und seiner Mitarbeiter Schönfeld und Krüger zu nennen, die sogenannte Bonner Durchmusterung, welche im Jahre 1862 vollendet wurde und mit einem Schlage die Statistik des nördlichen Sternhimmels auf einen hohen Grad der Vollendung gebracht hat. Dieser große Katalog enthält zwischen dem Nordpol und dem 2. Grad südlicher Deklination 324198 Sterne, darunter sämtliche Sterne der 9. Größe und sehr viele der 10. Größe.

1. Ptolemäus
 2. Almagest
 (Hipparch)
 Ptolemäus
 3. Ulugh Beigh
 1019
 4. Tycho Brahe
 1005
 5. Flamsteed
 2866
 6. Argelander
 (Bonner)
 1862
 324198
 - 10. Gr.

Eine Fortsetzung der Arbeit bis zum 23. Grad südlicher Deklination ist von Schönfeld ausgeführt worden und enthält 133659 Sterne. Die weitere Fortführung bis zum Südpole hat Thome in Cordoba (Argentinien) unternommen und den Teil bis zum 52. Grad südlicher Deklination bereits vollendet. Derselbe enthält alle Sterne bis zur 10. Größe, im ganzen bisher 489662 Sterne.

Die Verzeichnisse der andern Art sind außerordentlich zahlreich, die meisten aber selbst hinsichtlich der helleren Sterne unvollständig. Eines der ersten und wichtigsten — wichtig nicht nur wegen der Zahl der Sterne und der Genauigkeit ihrer Positionen, sondern fast mehr noch wegen der Untersuchungen der Grundlagen — sind die »Fundamenta astronomiae«, die Bessel 1818 veröffentlichte, und welche 3222 von Bradley um die Mitte des 18. Jahrhunderts mit größter Sorgfalt beobachtete Sterne enthalten. Die von Bessel angewandten Reduktionsmethoden, die er hier und in einem eng damit zusammenhängenden Werke, den »Tabulae reductionum observationum«, entwickelt, haben bis in die neueste Zeit die Grundlage für alle derartigen Berechnungen gebildet; eine neue Reduktion der Bradleyschen Beobachtungen ist vor einiger Zeit von Auwers ausgeführt worden. Die Zahl der seit Mitte des 18. Jahrhunderts hergestellten Sternkataloge beläuft sich auf mehrere Hundert, und die Gesamtsumme der in ihnen festgelegten Sternörter ist eine enorme. Trotzdem erkannte man, daß es nur dem Zusammenwirken vieler Sternwarten gelingen könnte, die auf diesem Gebiete zu leistende Arbeit in absehbarer Zeit zu bewältigen. Es bildete sich deshalb die Internationale Astronomische Gesellschaft, welche es sich zu ihrer ersten Aufgabe machte, einen Sternkatalog von hoher Präzision herzustellen, der alle Sterne der Bonner Durchmusterung bis zur 9. Größe enthalten sollte. Diese Riesenarbeit ist gegenwärtig nahezu vollendet und auch noch auf die Sterne von Schönfelds südlicher Durchmusterung ausgedehnt worden. In der nördlichen Abteilung, d. h. zwischen den Deklinationsgrenzen $+80^\circ$ und -2° , enthält der Katalog im ganzen die genauen Positionen von rund 138 000 Sternen.

Für den südlichen Himmel sind besonders zwei große Kataloge von Gould in Cordoba zu nennen, welche zusammen 105 608 Sterne bis etwa zur 9. Größe enthalten.

Endlich gibt es noch eine beschränkte Zahl (etwa 600) heller Sterne, die sogenannten *Fundamentalsterne*, deren Örter seit Jahrzehnten auf verschiedenen Sternwarten mit der größten Genauigkeit beobachtet worden sind und den meisten anderen Sternörtern zugrunde liegen.

Hand in Hand mit der Herstellung der Sternverzeichnisse gingen die Versuche, den Himmel und die daran beobachteten Sterne bildlich

Fortsetz.

Schönfeld

Thome, Cor.

Coba

h.

Guarinos Ort.

Mess im voll-
ständigen

Bessel, Fundam.
ment. 1818.

Bradley.
1752.

Internat. astr.

Gesellschaft.

Werkstatt der

Lösung der

Frage.

Fundamental-

sternkatal.

600.

auf Globen und *Sternkarten* darzustellen. Aus dem Altertum sind uns im Tierkreise von Denderah und ähnlichen Erzeugnissen einer primitiven Technik, aus dem Mittelalter in arabischen Globen nicht uninteressante Darstellungen dieser Art erhalten geblieben. Genauere, die Sterne selbst und nicht die Sternbilder in den Vordergrund stellende Abbildungen datieren erst aus dem 16. und 17. Jahrhundert, wo Tycho und nach ihm sein Schüler J. Blaeuw Himmelsgloben nach strengeren Prinzipien zu konstruieren lehrten. Den ältesten Sternatlas enthält die *Uranometria nova* des Augsburger Rechtsgelehrten J. Bayer (1603), welche hauptsächlich wegen der oben erwähnten praktischen Bezeichnung der helleren Sterne von wissenschaftlichem Werte ist; auch sie legt aber noch auf die Zeichnung der Sternbilder mehr Wert als auf die Sterne selbst, und erst spät hat man von ersteren abstrahiert und sich mit Andeutungen, hauptsächlich der Grenzen der Sternbilder, begnügt. Seit Anfang des vorigen Jahrhunderts sind auch hier die Fortschritte, nicht wenig begünstigt durch die Vervollkommnung der technischen Methoden, beträchtlich, und so besitzen wir jetzt eine ganze Reihe zum Teil wertvoller Himmelsatlanten. Für die mit bloßem Auge sichtbaren Sterne sind für den nördlichen Himmel die *Uranometria nova* Argelanders, sowie der neuere Heisse'sche Atlas die besten, und für die südliche Halbkugel die *Uranometria Argentina* von Gould. Die umfangreichsten und großartigsten sind der Atlas der Bonner Durchmusterung, der südlichen Durchmusterung und der Cordoba-Durchmusterung, welche die graphische Darstellung der oben erwähnten Verzeichnisse bilden.

Durch die Einführung der Photographie in die Astronomie wird binnen wenigen Jahrzehnten unsere Kenntnis des gestirnten Himmels in ein ganz anderes Stadium gelangt sein. Sich die Vorteile der photographischen Methode zu eigen machend, haben sich eine Anzahl Sternwarten aller Länder der Erde zur Herstellung einer Himmelskarte und eines genauen Sternverzeichnisses vereinigt, um ein Fundament zu schaffen, dessen Hauptzweck erst durch eine nach 50 oder 100 Jahren anzustellende Wiederholung der Arbeit erreicht werden wird. Aber auch für jetzt schon werden hierdurch unsere Kenntnisse in einer bisher ungeahnten Weise erweitert werden. Die den ganzen Himmel umfassende Sternkarte wird gegen 100 Millionen Sterne enthalten, und die Ausmessung der Sterne bis zur 11. Größe einschließlich wird einen Sternkatalog mit ungefähr 6 Millionen Sternen liefern. Das großartige Unternehmen ist bereits in vollem Gange, und mehrere Sternwarten haben schon ein erhebliches Stück ihres Anteils vollendet und veröffentlicht. Von seiten Deutschlands hat sich die Potsdamer Sternwarte an dem Unternehmen beteiligt. Ein anderes hochbedeutsames Werk ist mit Hilfe der

II. Name
Bayer.

J. Bayer.
*Uranometria
nova
1603.*

J. Argelander
Heis.

Photographie

100 Mill. Ann.

Uranometria
Argentina

Photographie bereits erfolgreich durchgeführt worden. Es ist dies die Photographische Kap-Durchmusterung von Gill und Kapteyn, welche die genäherten Positionen und die photographischen Größen für alle Sterne bis zur 10. Größe zwischen dem Südpol und dem 19. Grad südlicher Deklination, im ganzen für 454 875 Sterne, enthält.

Um die Kenntnis des Sternhimmels oder die Astrognosie zu erleichtern, möge nachstehend eine kurze Beschreibung der wichtigsten Sternbilder folgen. Zu einer genaueren Orientierung und spezielleren Kenntnis des Inhaltes und Umfanges der einzelnen Konstellationen wird man indessen einen Himmelsatlas zu Hilfe nehmen müssen.

Wir gehen von dem jedermann bekannten Großen Bären (Ursa major) oder Wagen aus. Denkt man sich durch die beiden Hinterräder eine Linie gezogen und nach Norden verlängert, so trifft man, in etwa fünf-fachem Abstände der beiden Sterne, den einsamen und fast unbeweglichen Polarstern und auf dessen anderer Seite in etwas geringeren Abstände die Cassiopeja, deren fünf hellste Sterne ein flaches W bilden. Zwischen Cassiopeja und dem Großen Bären, ungefähr symmetrisch zum Pol und zu beiden Sternbildern, liegen zwei der hellsten Sterne des nördlichen Himmels: die Capella (α Aurigae) in 5^h Rektaszension (AR) und die Wega (α Lyrae) in $18\frac{1}{2}^h$ AR. Diese zwei Sternbilder und zwei Sterne bilden die beste Vermittlung zwischen weiteren Konstellationen, welche nun in allgemeinen Umrissen in der Folge der Rektaszension und vom Pol nach Süden fortschreitend angeführt werden sollen.

• Das dem Pol nächste Sternbild ist der Kleine Bär (Ursa minor), dessen hellster Stern α der Polarstern ist. Zwischen ihm, der Cassiopeja und dem Großen Bären ziehen sich um den Pol herum die Giraffe (Camelopardalus), der Drache (Draco) und der Cepheus; keins von diesen bei uns zirkumpolaren Sternbildern hat auffallend helle Sterne oder eine bemerkenswerte Gruppierung schwächerer Sterne. Südlich von der Cassiopeja treffen wir zunächst die Andromeda mit einem der hellsten Nebelflecke des Himmels; nach Osten (im Sinne zunehmender Rektaszension und gegen die scheinbare Bewegungsrichtung) fortschreitend, weiter den Perseus mit dem bekannten veränderlichen Stern Algol (β Persei) und zwei schönen Sternhaufen. Ihm schließt sich der Fuhrmann (Auriga) mit der Capella an; sein zweithellster Stern β vermittelt den Übergang zu den beiden hellen Sternen Castor und Pollux in dem Tierkreisbilde der Zwillinge. Nördlich von diesem, zwischen Fuhrmann und Großem Bären, liegt das ziemlich unbedeutende Sternbild des Luchses (Lynx). An den weithin sich erstreckenden Großen Bären grenzen die Jagdhunde (Canes venatici) und der Bootes mit dem hellen Stern Arctur. Dann kommt das große Sternbild des Herkules mit einem der schönsten Sternhaufen

und nun die kleine, aber charakteristische Leier (Lyra) mit der Wega. An sie stößt der Schwan (Cygnus), dessen vier hellste Sterne ein ziemlich regelmäßiges Kreuz bilden; endlich vermittelt die Eidechse (Lacerta) den Übergang zur Andromeda. — Südlich von der Andromeda beginnen nun die Tierkreis- oder Zodiakalbilder, deren erste sechs im allgemeinen und dem Sonnenlauf entsprechend nördlich, die folgenden sechs südlich vom Himmelsäquator liegen: die Fische (Pisces ♓), in denen jetzt, infolge der Präzession, der Frühlingsnachtgleichenpunkt (♈) liegt; der Widder (Aries ♈); der Stier (Taurus ♉) mit dem Aldebaran in den Hyaden (sie bilden ein schräges V) und mit den Plejaden; die bereits erwähnten Zwillinge (Gemini ♊), in denen die Sonne ihren höchsten Stand erreicht; der Krebs (Cancer ♋) mit dem zerstreuten Sternhaufen Praesepe; der Löwe (Leo ♌) mit dem Stern Regulus; dann südlich vom Äquator die Jungfrau (Virgo ♍) mit der Spica; die Wage (Libra ♎); der Skorpion (♏) mit dem Antares; der Schütze (Sagittarius ♐), von wo aus die Sonne wieder zu steigen beginnt; der Steinbock (Capricornus ♑), endlich der Wassermann (Aquarius ♒). Das Distichon des Anianus:

Sunt Aries, Taurus, Gemini, Cancer, Leo, Virgo
 Libraque, Scorpius, Arcitenens, Caper, Amphora, Pisces

prägt die Tierkreisbilder dem Gedächtnis leicht ein. Von wichtigeren nördlichen Sternbildern wären noch zu erwähnen: der kleine Hund (Canis minor) mit dem Procyon; dann zwischen Löwe und Bootes das Haar der Berenice (Coma Berenices) mit zahlreichen kleineren Sternen; zwischen Bootes und Herkules nördlich die Krone (Corona borealis), südlich die Schlange (Serpens) mit dem Schlangenträger (Ophiuchus); an diese östlich grenzend der Adler (Aquila) mit dem Atair oder Altair; endlich der Pegasus, dessen drei hellste Sterne (α , β , γ) mit dem Sterne α Andromedae ein großes regelmäßiges Viereck, fast Quadrat, bilden.

Unter den in unseren Breiten noch gut sichtbaren südlicheren Sternbildern mögen genannt werden: der Walfisch (Cetus) mit dem merkwürdigen Veränderlichen Mira (*o Ceti*); der prächtige Orion, östlich vom Stier, mit den beiden Sternen 1. Größe Rigel (β Orionis) und Beteigeuze (α Orionis), dem Gürtel oder Jakobsstab und darunter dem schönsten und glänzendsten Nebel des Himmels; der große Hund (Canis major) mit dem hellsten Stern des Himmels, Sirius; die lang sich hinziehende Wasserschlange (Hydra); der Rabe (Corvus), unterhalb der Jungfrau, mit vier charakteristischen Sternen; der südliche Fisch mit dem Stern Fomalhaut.

Kleinere oder wenig auffallende Sternbilder sind noch am nördlichen Himmel: das Dreieck (Triangulum); der kleine Löwe (Leo minor); Antinous, der häufig mit dem Adler zusammengefaßt wird; der Pfeil (Sagitta); der Fuchs mit der Gans (Vulpecula cum Anseres); der Delphin; das kleine

Pferd (Equuleus); am südlichen Himmel, aber in unseren Gegenden sichtbar: der Fluß Eridanus, der Hase (Lepus), das Einhorn (Monoceros), der Sextant (Sextans), der Becher (Crater), der Schild des Sobieski (Scutum Sobiesii).

Von den bei uns unsichtbaren südlichen Konstellationen ist das Kreuz die schönste, sind der Centaur und das Schiff Argo (nördlicher Teil sichtbar) die größten. — Die Milchstraße zieht, von letzterem aufsteigend, durch das Einhorn, über die Grenze der Sternbilder Orion, Zwillinge und Stier, durch den Fuhrmann, Perseus, nach der Cassiopeja und dem Cepheus, und von hier durch den Schwan, Adler, östlichen Teil des Ophiuchus, Schützen und Skorpion wieder nach Süden.

Teilt man die Sternbilder in nördliche, vom Nordpol bis zum Äquator, und in südliche, vom Äquator bis zum Südpol, so erhalten wir nach Heis (Atlas coelestis novus) und Gould (Uranometria Argentina) für die verschiedenen Sternbilder folgende Anzahl der Sterne bis zur 6. oder 7. Größe. Die Ordnung ist im allgemeinen nach dem Abstände vom Nordpol und im Sinne zunehmender Rektaszension gewählt, so daß das nördlichste Sternbild, der Kleine Bär, beginnt und das südlichste, der Oktant, schließt. Die mit * bezeichneten Konstellationen der südlichen Hemisphäre greifen mehr oder weniger auch in die nördliche über.

Nördliche Sternbilder.

(Sterne bis 6.7. Größe nach Heis.)

Sternbild	Sternzahl	Sternbild	Sternzahl
1. Kleiner Bär, Ursa minor	54	17. Bootes	140
2. Cepheus	159	18. Nördliche Krone, Corona bo-	
3. Drache, Draco	220	realis	31
4. Cassiopeja	126	19. Herkules	227
5. Giraffe, Camelopardalus	138	20. Füchschen, Vulpecula	62
6. Großer Bär, Ursa major	227	21. Pfeil, Sagitta	18
7. Jagdhunde, Canes venatici	88	22. Delphin, Delphinus	31
8. Leier, Lyra	69	23. Dreieck, Triangulum	30
9. Schwan, Cygnus	197	24. Widder, Aries	80
10. Eidechse, Lacerta	48	25. Stier, Taurus	188
11. Andromeda	139	26. Zwillinge, Gemini	106
12. Perseus	136	27. Kleiner Hund, Canis minor	37
13. Fuhrmann, Auriga	144	28. Krebs, Cancer	92
14. Luchs, Lynx	87	29. Löwe, Leo	161
15. Kleiner Löwe, Leo minor	40	30. Kleines Pferd, Equuleus	16
16. Haar der Berenice, Coma Bere-		31. Pegasus	178
nices	70	32. Fische, Pisces	128

Südliche Sternbilder.

(Sterne bis 7. Größe nach Gould.)

Sternbild	Sternzahl	Sternbild	Sternzahl
*33. Walfisch, Cetus	321	60. Luftpumpe, Antlia	85
34. (Fluß) Eridanus	293	61. (Schiff) Argo	829
*35. Orion	186	(Vela 248, Puppis 313, Carina 268)	
36. Hase, Lepus	103	62. Centaurus	389
*37. Einhorn, Monoceros	165	63. Wolf, Lupus	159
38. Großer Hund, Canis major	178	64. Winkelmaß, Norma	64
*39. Wasserschlange, Hydra	393	65. Altar, Ara	86
*40. Sextant, Sextans	75	66. Südliche Krone, Corona australis	49
41. Becher, Crater	53	67. Fernrohr, Telescopium	87
42. Rabe, Corvus	53	68. Mikroskop, Microscopium	69
43. Waage, Libra	122	69. Kranich, Grus	106
*44. Jungfrau, Virgo	271	70. Phoenix	139
*45. Schlange, Serpens	123	71. Pendeluhr, Horologium	68
*46. Schlangenträger, Ophiuchus	209	72. Netz, Reticulum	34
47. Sobieskischer Schild, Scutum		73. Schwertfisch, Dorado	43
Sobiesii	33	74. Fliegender Fisch, Piscis volans	46
*48. Adler und Antinous, Aquila et		75. Kreuz, Crux	54
Antinous	146	76. Fliege, Musca	75
49. Skorpion, Scorpius	185	77. Zirkel, Circinus	48
50. Schütze, Sagittarius	298	78. Südliches Dreieck, Triangulum	
51. Steinbock, Capricornus	134	austrinum	46
52. Wassermann, Aquarius	276	79. Pfau, Pavo	129
53. Südlicher Fisch, Piscis australis	75	80. Indianer, Indus	84
54. Bildhauer, Sculptor	131	81. Tukan, Tucanus	81
55. Ofen, Fornax	110	82. Kleine Wasserschlange, Hydrius	64
56. Grabstichel, Caelum	28	83. Tafelberg, Mensa (Mons mensae)	44
57. Taube, Columba	112	84. Chamaeleon	50
58. Maler, Pictor	67	85. Paradiesvogel, Apus	67
59. Schiffskompaß, Pyxis	65	86. Oktant, Octans	88

Die Sternbilder 54 bis 86 sind bei uns nicht oder nur zum geringsten Teil sichtbar. Unter den nördlichen Sternbildern sind der Große Bär, Herkules und Drache die größten und sternreichsten; unter den südlichen das Schiff Argo, die Wasserschlange und der Centaur.

Um zu finden, welche Sternbilder in jeder Jahreszeit über unserem Horizont liegen, oder welche Gestirne zu einer bestimmten Stunde der Nacht den Meridian passieren, brauchen wir uns nur der einfachen Tatsache zu erinnern, daß die Sonne am 21. März im Frühlingsnachtgleichenpunkte, Ende Juni in größter nördlicher Deklination in den Zwillingen, am 23. September im Herbstnachtgleichenpunkte und Ende Dezember in größter südlicher Deklination im Schützen steht. Hieraus folgt sofort, daß in den frühen Nachtstunden durch den Meridian gehen, also während des größten Teiles der Nacht sichtbar sind: im Frühling Löwe, Jungfrau,

Bootes und die benachbarten Sternbilder, im Sommer Krone, Schlange, Ophiuchus, Herkules, Leier und Adler; im Herbst Schwan, Wassermann, Pegasus, Andromeda und Fische; im Winter endlich Widder, Perseus, Stier, Orion, großer und kleiner Hund, Zwillinge, Krebs und ähnlich liegende Sternbilder. Überhaupt kulminieren um Mitternacht stets die Gestirne, die der Sonne diametral gegenüber liegen, oder deren Rektaszension 180° von der der Sonne verschieden ist. Die zirkumpolaren Sternbilder sind, wie wir schon früher sahen, das ganze Jahr hindurch sichtbar, stehen aber natürlich zu derselben Stunde der Nacht in den einzelnen Jahreszeiten an verschiedenen Punkten des nördlichen Himmels, so z. B. der Große Bär um Mitternacht im Frühling hoch oben im Zenit*), im Sommer um dieselbe Stunde im Nordwesten, im Herbst unterhalb des Poles im Norden, im Winter endlich im Nordosten. Von den hellsten Sternen kulminieren im Jahre 1905 um Mitternacht:

Sirius am 1. Januar	Wega am 1. Juli
Procyon am 14. Januar	Atair am 19. Juli
Pollux am 16. Januar	Deneb am 1. August
Regulus am 21. Februar	Fomalhaut am 4. September
Spica am 12. April	Aldebaran am 29. November
Arcturus am 25. April	Capella und Rigel am 9. Dezember
Antares am 29. Mai	Beteigeuze am 19. Dezember

und, wie bekannt, rücken diese Kulminationszeiten in einem halben Monat um etwa 1 Stunde vor, so daß also z. B. Sirius am 15. Januar um 11^h , am 1. Februar um 10^h , am 15. Februar um 9^h usw. und am 1. Juli der Sonne zugleich kulminiert.

2. Zahl, Helligkeit und Farbe der Sterne.

Die Zahl der Sterne, welche wir mit bloßem Auge sehen können, wechselt je nach der Schärfe und Übung des Auges und nach der größeren oder geringeren Durchsichtigkeit der Luft so sehr, daß sie nur ungefähr angegeben werden kann; indessen ist sie weit geringer, als man gewöhnlich und nach dem allgemeinen Eindruck annimmt. Dem normalen Auge mögen bei guter Luft am ganzen Himmel etwa 5500 Sterne einzeln sichtbar sein; in unseren Breiten also, wo etwa $\frac{3}{4}$ sämtlicher Sterne nach und nach über den Horizont treten, ungefähr 4000. Argelander, der ein Auge mittlerer Schärfe besaß, führt bis zum 35° Grade südlicher Deklination nur 3256, Heis dagegen, der ganz ungewöhnlich scharf-

*) Der letzte Schwanzstern, η , geht für Orte auf dem 50° Breitengrade fast genau durch das Zenit.

Zahl

Mit bloßem

Auge sichtbar

5500 Sterne

4000.

sichtig war, 5421 einzelne Sterne auf. Diese Zahl wächst natürlich, wenn wir ein Fernrohr anwenden, sehr bedeutend. Aus den Stern-Eichungen (»star-gauges«) von W. Herschel — Schätzungen, die Herschel über die Sternfülle an verschiedenen Stellen des Himmels anstellte — hat W. Struve die Gesamtzahl der mit dem 20füßigen Herschelschen Teleskop noch sichtbaren Sterne auf über 20 Millionen geschätzt, und die großen Fernrohre der neuesten Zeit zeigen noch weit mehr. Indessen ist eine verlässliche Schätzung darüber nicht gemacht worden, und wir können nur sagen, daß die Zahl sicherlich mehrere Hundert Millionen betragen wird.

Schon im Altertum hat man die Sterne nach ihrer Helligkeit oder scheinbaren Größe in sogenannte *Größenklassen* eingeteilt*). Man nannte die hellsten 1. Größe, die nächsthellen 2. Größe u. s. f. und bezeichnete endlich die dem bloßen Auge gerade noch wahrnehmbaren als 6. Größe. Dieses Einteilungssystem der Sterne nach Größenklassen hat man dann bei den teleskopischen Sternen fortgesetzt, hier aber mit weniger Übereinstimmung. In Deutschland, den nordischen Reichen und meist auch in Nordamerika hielt man sich an die Skalen von Argelander oder W. Struve; in England dagegen folgte man meist noch J. Herschel, der die Unterschiede zwischen den einzelnen Klassen wesentlich kleiner machte und z. B. zur 19. oder 20. Klasse rechnete, was nach Struve nur etwa 12. Größe war. Das ungefähre Verhältnis zwischen diesen drei Skalen zeigt die folgende Übersicht:

Herschel	Struve	Argelander	Herschel	Struve	Argelander
8 ^m	7 ^m .2	7 ^m .4	16 ^m	11 ^m .2	(12 ^m .6)
10	8.8	9.2	18	11.6	(13)
12	10.2	10.4	20	12.0	(13—14)
14	10.8	(11.6)			

Da die photometrischen Messungen der neueren Zeit gezeigt haben, daß die Argelandersche Skala, welche auch der Bonner Durchmusterung zugrunde liegt, bis zur 9. Größenklasse sehr nahe einem gleichmäßigen Stufengange der Helligkeiten entspricht, so ist dieselbe jetzt allgemein angenommen worden.

Die Einteilung der Sterne in ganze Größenklassen genügte nur für die rohesten Schätzungen, und man sah sich bald genötigt, Bezeichnungen

*) Die wirklichen Größen der Sterne in linearem Maße (Meilen, Kilometern) ausgedrückt, sind uns ganz unbekannt. Nur bei den sehr wenigen, deren Massen wir angenähert bestimmen können, läßt sich auch eine ungefähre Schätzung der faktischen Durchmesser ausführen; danach scheinen sie durchschnittlich von ähnlicher Größe wie die Sonne zu sein. Die scheinbaren Durchmesser, welche die helleren Sterne im Fernrohre zeigen, sind, wie wir früher sahen (Seite 141), die Folge optischer Vorgänge.

Herschel
Struve
Mill.
Argelander
Größenklassen
6. Größe
12. Größe
Struve
Herschel 20
St.

Argelander
allgemein

für die Zwischenstufen einzuführen. Zunächst half man sich dadurch, daß man einen Stern, der seiner Helligkeit nach z. B. zwischen der 2. und 3. Größenklasse stand, als 2.3*) bezeichnete, wenn er näher an der 2., und als 3.2, wenn er näher an der 3. Größenklasse war. Doch auch dies reichte nicht mehr aus, als die Helligkeitsangaben genauer wurden, und so ging man dazu über, die Größenklassen wie jede andere Maßeinheit in Zehntel, Hundertstel usw. einzuteilen, so daß also z. B. die Helligkeiten zwischen der 2. und 3. Größenklasse als 2.1, 2.2, 2.3 usw. oder, wenn es sich um noch kleinere Unterabteilungen handelt, als 2.01, 2.02, 2.03 usw. bezeichnet werden. Zur 1. Größe hatte man vordem unterschiedslos alle Sterne gerechnet, welche heller als 2. Größe waren, obwohl sich einzelne von ihnen um beinahe zwei Größenklassen voneinander unterscheiden. Durch die Dezimaleinteilung der Größenklassen wurde die Möglichkeit gegeben, diese Unterschiede auch in der Bezeichnungsweise zum Ausdruck zu bringen, indem man nicht nur das Intervall von der 1. bis zur 2. Größe in die Zwischenstufen 1.1, 1.2, 1.3 usw. zerlegte, sondern ebenso auch die Reihenfolge der Größenbezeichnungen in der anderen Richtung über 1.0 hinaus fortsetzte als 0.9, 0.8, 0.7 usw. Ja man hielt nunmehr in konsequenter Durchführung dieses Prinzips auch bei der Größe 0.0 nicht an, sondern folgte der algebraischen Zahlenreihe auch in die negativen Zahlen und sagte: ein Stern besitzt die Größe -1.0 , wenn er eine Größenklasse heller ist als ein Stern 0. Größe oder zwei Größenklassen heller als ein Stern 1. Größe. Negative Größen kommen allerdings außer bei der Sonne, dem Mond und den Planeten nur noch bei den beiden hellsten Sternen des Himmels, Sirius und Canopus, vor, deren Größen nach Pickering -1.7 und -1.0 sind.

Die Bonner Durchmusterung gab die Möglichkeit an die Hand, für die ersten neun Größenklassen die Anzahl der Sterne am nördlichen Himmel mit ziemlicher Genauigkeit festzustellen. Rechnet man die Sterne bis zur Größe 1.4 als Sterne 1. Größe, die von 1.5 bis 2.4 als 2. Größe usw., so erhält man nach dem genannten Kataloge für die nördliche Himmelskugel vom Äquator bis zum Pol die folgenden Zahlen:

Größe	Sterne	Summe	Größe	Sterne	Summe
1	9	9	6	1 949	2 883
2	30	39	7	8 335	11 218
3	75	114	8	27 241	38 459
4	190	304	9	165 190	203 649
5	630	934			<u>1400</u> 257609

*) Um diese Bezeichnung nicht mit einem Dezimalbruche zu verwechseln, setzte man den Punkt gewöhnlich nicht auf die Linie, sondern über dieselbe, und schrieb also 2·3 bezw. 3·2.

Für die südliche Halbkugel ist ein ebenso vollständiges Verzeichnis, wie wir es für die nördliche in der Bonner Durchmusterung besitzen, bisher noch nicht vollendet. Goulds Uranometria Argentina liefert aber wenigstens für die ersten sechs Größenklassen die entsprechenden Zahlen.

Größe	Sterne	Summe	Größe	Sterne	Summe
1	9	9	4	221	356
2	30	39	5	493	849
3	96	135	6	1959	2808

Wie man sieht, sind diese Zahlen nicht wesentlich verschieden von den für die nördliche Halbkugel gefundenen, und es wird für eine genäherte Schätzung vielleicht statthaft sein, diese Übereinstimmung auch für die schwächeren Sterne vorauszusetzen. Aus der Bonner Durchmusterung fanden wir oben die Gesamtzahl aller Sterne bis zur 6. Größe gleich 2883 und bis zur 9. gleich 203649. Danach würde die Summe aller Sterne bis zu einer bestimmten Größe durchschnittlich etwa das Vierfache der für die vorhergehende Größe gefundenen Summe betragen. Dürfte man annehmen, daß dieses Verhältnis auch bei den Sternen, die schwächer als 9. Größe sind, stattfände, so käme man endlich für den ganzen Himmel zu den folgenden Zahlen:

Größe	Sterne	Summe	Größe	Sterne	Summe
1	18	18	8	54 482	76 843
2	60	78	9	330 380	407 223
3	171	249	10	1 220 000	1 630 000
4	411	660	11	4 870 000	6 500 000
5	1 123	1 783	12	19 500 000	26 000 000
6	3 908	5 691	13	78 000 000	104 000 000
7	16 670	22 361	14	312 000 000	416 000 000

Das sind Zahlen, die einen schwindeln machen, und es mag daher nochmals darauf hingewiesen werden, daß die Berechnung derselben für die schwächeren Sterne ganz unsicher ist, und daß man zu erheblich anderen Werten kommen kann, wenn man das Verhältnis der Sternhäufigkeit in den verschiedenen Klassen anders annimmt, oder wenn die Zahl der Sterne südlich vom Äquator eine andere als die der Sterne der nördlichen Hemisphäre ist. Die Cordoba-Durchmusterung freilich würde darauf schließen lassen, daß wenigstens bis zur 10. Größe die Anzahl der Sterne eher noch unterschätzt worden ist. Dieselbe enthält nämlich in dem Gürtel vom 22. bis 53. Grad südlicher Deklination rund 490 000 Sterne, und da dieser Teil nur einem Fünftel des ganzen Himmels entspricht, so würden hiernach im ganzen etwa 2.4 Millionen Sterne bis zur 10. Größe vorhanden sein.

Die Einteilung der Sterne in Größenklassen verlangt, daß das Verhältnis zweier aufeinanderfolgender Klassen durchweg dasselbe ist, daß sich also z. B. die 2. zur 3. Klasse genau so verhält, wie die 9. zur 10. Die photometrischen Messungen haben nun gezeigt, daß diese Bedingung in voller Strenge bei keiner der bekannten Helligkeitsskalen erfüllt ist, auch nicht bei der Argelanderschen, so daß also die alten Größenschätzungen kein richtiges Maß für die Intensitäten der Sterne gewesen sind. Die aus photometrischen Beobachtungen abgeleiteten Sternhelligkeiten wurden deshalb auch in der ersten Zeit nicht in Größenklassen ausgedrückt, sondern man gab die Helligkeitsverhältnisse der gemessenen Sterne an, und zwar wurden gewöhnlich die Logarithmen derselben benutzt, nicht die Zahlen selbst. Die Astronomen waren aber durch jahrtausendelangen Brauch so sehr an die Bezeichnung nach Größenklassen gewöhnt, daß es nicht ratsam erschien, damit zu brechen. Nun hatten die Untersuchungen über die Argelandersche Skala erkennen lassen, daß in derselben das Helligkeitsverhältnis zweier aufeinanderfolgender Größenklassen zwar sehr merklichen Schwankungen unterworfen ist, im Durchschnitt aber angenähert 2.5 beträgt, so daß also z. B. ein Stern 5. Größe uns etwa $2^{1/2}$ mal soviel Licht zusendet als ein Stern 6. Größe. Auf Grund dieses Resultates definierte man nunmehr den Helligkeitsunterschied zweier Sterne, deren Intensitäten sich wie 1:2.5 verhalten, als eine *photometrische Größenklasse*. Da man aber, wie schon erwähnt, meist die Logarithmen der Helligkeitsverhältnisse verwendete, so nahm man schließlich, um die Ausführung der Rechnungen zu erleichtern, statt 2.5 die Zahl 2.512, deren Logarithmus = 0.4000 ist.

Durch diese Festsetzung blieb die alte Bezeichnungsweise nach Größenklassen erhalten; sie wurde aber auf einen festen, gesicherten Boden gestellt, und das Willkürliche, das bis dahin mit diesem Begriffe verbunden war, verschwand. Die Änderungen, welche hiernach z. B. an die Größenangaben der Bonner Durchmusterung anzubringen wären, sind, abgesehen von den wenigen ganz hellen Sternen, nicht so erheblich, daß sie gegenüber der allgemeinen Unsicherheit der Schätzungen sehr ins Gewicht fallen.

Unter Zugrundelegung der obigen Definition der Größenklassen lassen sich die Lichtmengen, welche uns Sterne der verschiedenen Klassen zusenden, leicht berechnen. Setzen wir die Helligkeit eines Sternes der 1. Größe = 100, so erhalten wir die folgenden Intensitäten:

1. Größe = 100.00	6. Größe = 1.00
2. » = 39.81	7. » = 0.40
3. » = 15.85	8. » = 0.16
4. » = 6.31	9. » = 0.06
5. » = 2.51	10. » = 0.025

Es würde also einem Sterne 1. Größe an Helligkeit gleichkommen:

$2\frac{1}{2}$ Sterne	2. Größe	251 Sterne	7. Größe
6	» 3. »	631	» 8. »
16	» 4. »	1585	» 9. »
40	» 5. »	3981	» 10. »
100	» 6. »		

Vergleicht man hiermit die Anzahl der Sterne in den verschiedenen Größenklassen und berechnet, wie vielen Sternen der 1. Größe die Gesamthelligkeit sämtlicher Sterne in den einzelnen Klassen für eine Hemisphäre entspricht, so gelangt man zu den folgenden Zahlen:

1. Größe = 9	8. Größe = 43
2. » = 12	9. » = 104
3. » = 14	10. » = 153
4. » = 13	11. » = 244
5. » = 14	12. » = 388
6. » = 20	13. » = 618
7. » = 33	14. » = 984.

Hiernach würde die Gesamthelligkeit der schwächeren Sterne von Klasse zu Klasse ganz bedeutend anwachsen. Dies kann sich aber unmöglich beliebig weit fortsetzen, da sonst (von Absorption abgesehen) der ganze Himmelsgrund hell leuchten müßte. Es muß daher entweder das Verhältnis der Anzahl der Sterne in den weiteren Klassen ein geringeres werden, oder aber es muß die Zahl der Sterne mit einer gewissen, von unseren Fernrohren allerdings noch nicht erreichten Größenklasse oder Helligkeit schließen.

Die Betrachtungen über die Anzahl und die Helligkeit der Sterne würden an Sicherheit wesentlich gewinnen, wenn wir bereits in der Lage wären, dieselben durchgängig auf genaue photometrische Messungen begründen zu können. Leider ist aber die Anzahl der Sterne, deren Helligkeit photometrisch bestimmt ist, im Verhältnis zu der ungeheuren Zahl von Objekten, für welche wir genaue Ortsbestimmungen besitzen, nur eine geringe.

Der erste brauchbare Helligkeitskatalog von Fixsternen, 208 Sterne enthaltend, ist von Seidel im Jahre 1863 veröffentlicht worden. Ihm folgten in den 60er und 70er Jahren des vorigen Jahrhunderts einige mehr oder weniger umfangreiche Verzeichnisse von Peirce, Th. Wolff, Lindemann, Ceraski u. a. Weit überflügelt wurden aber alle diese Kataloge durch die im Jahre 1884 veröffentlichte »Harvard Photometry« von Pickering in Cambridge (Mass.), welche die Helligkeiten aller Sterne bis zur 6. Größe und noch einer großen Zahl schwächerer zwischen dem

Handwritten notes:
 Helligkeitskatalog
 208 N.
 Seidel.
 Pickering.
 Harvard Photometry.

Nordpol und dem 30. Grad südlicher Deklination, im ganzen von 4260 Objekten, enthält. Die Helligkeiten sind mit Hilfe eines Meridianphotometers durch Vergleichung mit dem Polarsterne bestimmt worden. Nahe gleichzeitig erschien die »Uranometria Oxoniensis« von Pritchard in Oxford, welche auf Messungen mit einem Keilphotometer beruht und die Helligkeiten aller mit bloßem Auge sichtbaren Sterne zwischen dem Nordpol und dem 10. Grade südlicher Deklination (im ganzen 2784) enthält. Von Pickering sind seitdem noch eine ganze Reihe photometrischer Kataloge veröffentlicht worden, welche zum Teil dadurch noch wertvoller gemacht worden sind, daß sie durch eine nach Südamerika entsendete Expedition auch auf den südlichen Himmel ausgedehnt wurden. Ein Katalog, welcher sämtliche Sterne der Bonner Durchmusterung bis zur Größe 7.5 zwischen dem Nordpol und dem Äquator, im ganzen etwa 14200 Sterne enthält, ist soeben in Potsdam von Müller und Kempf vollendet worden. Die Beobachtungen zu dieser »Potsdamer Photometrischen Durchmusterung« sind mit einem Zöllnerschen Photometer ausgeführt worden und dürften zur Zeit als die genauesten photometrischen Messungen anzusehen sein. Eine Wiederholung dieser Arbeit und zugleich eine Ausdehnung derselben bis zum 30. Grad südlicher Deklination hat Pickering in seiner »Harvard Photometric Durchmusterung« geliefert, welche im ganzen über 24000 Sterne enthält, zum Teil allerdings aus Pickerings früheren Katalogen zusammengestellt ist.

Die Größen der 44 hellsten Sterne des Himmels sind in der nebenstehenden Tabelle, nach ihrer Helligkeit geordnet, aus den Pickering'schen Katalogen entnommen.

Die Größe von Beteigeuze ist in Klammern gesetzt, da der Stern veränderlich ist. Die drei hellsten Sterne am nördlichen Himmel sind nach dem vorstehenden Verzeichnisse Wega, Capella und Arcturus; es ist jedoch zu bemerken, daß die Reihenfolge bei anderen Beobachtern anders lautet. Nach Müller z. B. ist Arcturus = 0^m1 , Wega = 0^m2 , Capella = 0^m3 . Diese Differenzen entspringen den unvermeidlichen Beobachtungsfehlern, sowie den Unterschieden in der Auffassung verschieden gefärbter Sterne, von denen weiter unten noch gesprochen werden wird.

Genau photographisch-photometrische Bestimmungen von Fixsternhelligkeiten sind bisher nur in beschränktem Umfange ausgeführt worden; sie beziehen sich meist auf Sternhaufen, wie z. B. die Plejaden, oder auf veränderliche Sterne. Soweit diese Messungen nicht rein relativer Natur sind, wurden die Helligkeiten gewöhnlich in der Weise bestimmt, daß die optisch ermittelten Helligkeiten weißer Sterne, bei denen der Unterschied zwischen der optischen und der photographischen Größe

Müller &
Kempf.
geliefert alle
Potsdam bei Bonn
Zöllnerschen
Potsdam.
Potsdam.

17 11

Bezeichnung nach Bayer	Name	Größe	Bezeichnung nach Bayer	Name	Größe
α Canis majoris	Sirius	$-1^m 7^s$ *)	γ Crucis		$1^m 5$
α Carinae	Canopus	-1.0	α Geminorum	Castor	1.6
α Lyrae	Wega	0.1	γ Orionis	Bellatrix	1.6
α Centauri		0.2	ϵ Orionis		1.6
α Aurigae	Capella	0.2	β Tauri		1.7
α Bootis	Areturus	0.3	ϵ Canis majoris		1.7
β Orionis	Rigel	0.4	β Carinae		1.7
α Canis minoris	Procyon	0.5	ϵ Carinae		1.7
α Eridani	Achernar	0.5	λ Scorpii		1.8
β Centauri		0.8	η Ursae majoris	Benetnasch	1.8
α Aquilae	Atair	0.8	α Persei	Algenib	1.9
α Orionis	Beteigeuze	(1.0)	ζ Orionis		1.9
α Crucis		1.0	α Trianguli austrini		1.9
α Tauri	Aldebaran	1.1	γ Geminorum		1.9
α Virginis	Spica	1.2	γ Velorum		1.9
α Cygni	Deneb	1.3	α Gruis		1.9
β Geminorum	Pollux	1.3	ϵ Sagittarii		1.9
α Piscis austrini	Fomalhaut	1.3	α Ursae majoris	Dubhe	2.0
α Scorpii	Antares	1.3	β Canis majoris		2.0
α Leonis	Regulus	1.4	θ Scorpii		2.0
ϵ Ursae majoris	Alioth	1.4	δ Velorum		2.0
β Crucis		1.5	α Pavonis		2.0

nur gering ist, zugrunde gelegt wurden. Eine selbständige photographisch-photometrische Helligkeitsskala ist bisher noch nicht aufgestellt worden. Bestimmungen von Fixsterngrößen, welche nur einen geringeren Grad von Genauigkeit anstreben, sind dagegen mit Hilfe der Photographie bereits in großer Anzahl ausgeführt worden, so z. B. bei dem großen Unternehmen der photographischen Himmelskarte und in besonders sorgfältiger Weise bei der oben bereits erwähnten photographischen Kap-Durchmusterung.

Über das Helligkeitsverhältnis der Sonne zu den Fixsternen ist oben (S. 278) bereits angeführt worden, daß die Sonne rund 50000 Millionen mal so hell ist als Capella. In Größenklassen ausgedrückt heißt dies, daß die Sonne 26.7 Größenklassen**) heller ist als Capella, und da dieser Stern die Größe $0^m 2$ besitzt, so wäre hiernach die Sonne ein Stern $-26^m 5$. Nimmt man die Parallaxe von Capella zu $0''.08$ an, so folgt aus der obigen Zahl noch, da die scheinbare Helligkeit im quadratischen

*) Man bezeichnet die Größe gewöhnlich kurz durch m (magnitudo).

**) Man erhält diese Zahl, indem man den Logarithmus von 50000 Millionen, d. h. 10.6990, durch 0.4000, den Logarithmus des Helligkeitsverhältnisses zweier aufeinander folgender Größenklassen, dividiert.

Verhältnis der Entfernung abnimmt, daß uns die Sonne in derselben Entfernung wie Capella als ein Stern $5^m.5$ erscheinen würde, vorausgesetzt, daß keine Absorption des Lichtes im Weltraume stattfindet. Wir sehen also, daß unsere Sonne, deren Verhältnisse uns so gewaltig dünken, unter der unermeßlichen Schar der Sterne keineswegs eine besonders hervorragende Stellung einnimmt.

Weit weniger Mannigfaltigkeit als in den Helligkeiten findet sich in den Farben der Sterne, und es ist daher erklärlich, daß Beobachtungen und Untersuchungen über diese erst sehr jungen Datums sind.

Dem bloßen Auge erscheinen die meisten Sterne weiß, und nur wenige zeigen eine entschiedene, vorzugsweise rötliche Färbung; als solche fallen dem nicht sehr farbenempfindlichen Auge unter den Sternen 1. Größe namentlich Antares, Arcturus, Aldebaran und Beteigeuze auf. Sirius, Wega, Atair sind weiße Sterne, Capella ist gelblich. Auch im Fernrohre treten andere Farben als weiß, gelb und rot mit allen dazwischenliegenden Übergängen nicht auf. Die bei Doppelsternen bisweilen beobachteten Farben wie blau, grün u. a. müssen als durch Kontrastwirkungen hervorgerufene Täuschungen aufgefaßt werden.

Den orangefarbigen und roten Sternen hat man, hauptsächlich mit Rücksicht darauf, daß die Veränderlichen zum weitaus größten Teil diese Farbe zeigen, größere Aufmerksamkeit geschenkt, und die Kataloge, welche Schjellerup, Birmingham und Krüger zusammengestellt haben, lehren, daß ihre Zahl in der Tat keine ganz unbeträchtliche ist. Das von Krüger herausgegebene Verzeichnis enthält über 2000 solcher Sterne, darunter die meisten damals bekannten langperiodischen Veränderlichen.

Einer der röttesten Sterne unter allen dem freien Auge noch sichtbaren ist der Veränderliche μ Cephei, Herschels »Granatstern« (garnet star), der gewöhnlich als Stern 6. Größe erscheint; noch röter, aber etwas schwächer und in unseren Breiten nicht so gut sichtbar ist Hinds »crimson star«, der Veränderliche R Leporis. Unter den teleskopischen Sternen besitzen z. B. die Veränderlichen V Hydrae, V und RV Cygni, S Cephei eine intensiv rote Farbe. Nahe bei β Crucis steht ein Stern 8. Größe, von dem J. Herschel behauptet, daß es der rötteste Stern sei, den er je gesehen habe.

Die Bestimmung der Farbe durch bloße Okularschätzung ist mit großer Unsicherheit behaftet, denn verschiedene Augen zeigen hier eine sehr verschiedene Empfindlichkeit, sowohl der Intensität nach — es gibt sehr verschiedene Grade der Farbenempfindlichkeit — als auch hinsichtlich der Qualität der Farbe selbst; manchen Augen, den sogenannten farbenblinden, fehlt mitunter die Empfindung einer oder selbst mehrerer Farben ganz. Überdies spielt auch die Intensität der Lichtquelle in der

Wann in
Luff. d. Capella
5,5.

Farben

nicht
weiß
gelb

mit bloß. Aug.
sch.
2000
Krüger.

Luff. d. Farben

Beurteilung der Farbe eine nicht unwichtige Rolle. Zuverlässiger wären Farbenbestimmungen mittels eines Kolorimeters, wie es z. B. Zöllner an seinem Astrophotometer angebracht hat (s. S. 252); doch fehlen systematische, mit einem derartigen Apparate angestellte Beobachtungen zur Zeit noch fast gänzlich, und nur Zöllner selbst hat eine kleine Zahl heller Fixsterne, sowie Venus, Mars, Jupiter und Saturn in dieser Weise beobachtet.

Die Untersuchungen und Beobachtungen, welche Smyth, Sestini, Schmidt u. a. über diesen Gegenstand publiziert haben, sind daher mit Vorsicht zu benutzen, zumal wenn man aus ihnen und den Vergleichen mit anderen früheren Beobachtungen Schlüsse auf etwaige Farbenänderungen ziehen will, deren Möglichkeit oder selbst Wahrscheinlichkeit, zumal für größere Zeiträume, freilich nicht zu bestreiten ist. Als eine mit einiger Sicherheit konstatierte säkulare Farbenänderung betrachtet man bisher das Beispiel des Sirius, welcher heutzutage ein weißer Stern ist, während er im Altertum eine feurig rote Farbe besessen haben sollte. Neuere eingehende Untersuchungen von Schiaparelli machen es aber wahrscheinlich, daß die Angaben der alten Schriftsteller, aus denen man auf eine rote Farbe des Sirius schließen wollte, bisher vermutlich eine falsche Übersetzung oder Interpretation erfahren haben. Ebenso unsicher und einer sorgfältigen Kontrolle bedürftig sind die Änderungen in der Intensität derselben Farbe, welche einzelne Beobachter bei mehreren hellen Sternen, z. B. einigen Hauptsternen im Großen Bären, bemerkt haben wollen. Auch bei mehreren veränderlichen Sternen, α Orionis, S Herculis, T Ursae majoris u. a., sowie bei einigen roten Sterne wollen mehrere Beobachter Farbenänderungen festgestellt haben, doch bedürfen alle diese Angaben noch der Bestätigung durch länger fortgesetzte Beobachtungen. Die einzigen Farbenänderungen, welche mit Sicherheit konstatiert worden sind, sind die bei einigen neuen Sternen, besonders dem vom Jahre 1901, der Nova Persei, beobachteten. Dieser Stern, über den weiter unten noch nähere Mitteilungen folgen, zeigte während eines Zeitraums von mehreren Monaten im Zusammenhange mit Schwankungen seiner Helligkeit auch periodische Schwankungen der Farbe, welche sich zeitweise von rot bis zu gelblichweiß erstreckten. Wir werden bei der Besprechung der neuen Sterne noch einmal auf diese bemerkenswerten Erscheinungen zurückkommen.

Besondere Aufmerksamkeit ist den Farben der Sterne in der Potsdamer Photometrischen Durchmusterung von Müller und Kempf gewidmet worden. Diese Beobachter haben für jeden Stern, dessen Helligkeit sie bestimmten, auch die Farbe durch sorgfältige Schätzungen ermittelt, so daß ihre Arbeit also auch einen Katalog der Farben von mehr als

Farbenänderung.

14000 Sternen enthält. Auf Grund dieses Verzeichnisses sind Müller und Kempf zu interessanten Ergebnissen über die Abhängigkeit der Helligkeitsmessungen von der Farbe gelangt. Sie fanden nämlich, daß die Differenz zwischen einem weißen und einem gelben Sterne von nahe gleicher Helligkeit in den verschiedenen photometrischen Katalogen um mehrere Zehntel einer Größenklasse, zum Teil bis zu $0^m.4$, verschieden gemessen ist. Worauf diese Unterschiede zurückzuführen sind, ist noch nicht mit voller Sicherheit festgestellt worden; vermutlich sind sie zum größten Teile persönlicher Natur, doch dürfte auch die Größe des benutzten Fernrohres von Bedeutung sein. Jedenfalls folgt aus diesen Untersuchungen, daß bei genauen Helligkeitsmessungen auf die Farbeinflüsse unbedingt Rücksicht genommen werden muß, und daß Messungen eines Beobachters, dessen Verhalten in dieser Hinsicht noch nicht bestimmt worden ist, mit anderen Beobachtungen nicht ohne weiteres vereinbar sind.

Die Farbe eines Sternes, wie sie dem Auge erscheint, ist übrigens durchaus keine einfache Erscheinung, und wie das Gelb der Sonne sich aus einer großen Zahl der verschiedenartigsten Farben, den Farben des Spektrums, zusammensetzt, ebenso verhält es sich mit den Farben der Sterne. Erst die Zerlegung des Sternlichtes im Spektroskop gibt uns ein sicheres Urteil über das, was das bloße Auge die Farbe eines Sternes nennt, und die Spektralanalyse hat gezeigt, daß das Weiß, Gelb oder Rot der Sterne durch Mischung von Strahlen der verschiedensten Brechbarkeit gebildet wird, und daß der Verschiedenheit des Gesamteindruckes oder der Farbe eine Verschiedenheit in der Zusammensetzung, Intensität und Ausdehnung der Einzelfarben und der sie durchziehenden Linien, Streifen und Bänder entspricht.

3. Physische Beschaffenheit der Sterne.

Vor der Anwendung des Spektroskops bei der Untersuchung der Himmelskörper war über deren Natur und Beschaffenheit so gut wie nichts bekannt. Das Fernrohr brachte wohl die Objekte näher, ließ die Oberflächenbeschaffenheit der Körper unseres Sonnensystems, die Formen von Kometen erkennen, über ihren inneren Bau aber, über die Elemente, aus denen sie gebildet sind, gab es keinen Aufschluß. Galt dies schon für die wenigen Körper unseres Systems, so versagte es vollends bei den Tausenden von Sternen; sie bleiben auch im lichtstärksten Fernrohr einfach Punkte. Auch die Photometrie, so wertvolle Beiträge sie zur Kenntnis der Oberflächenbeschaffenheit der uns nächsten Himmelskörper liefert, brachte uns bei den Fixsternen nicht weiter, als zur Bestimmung ihrer Helligkeitsverhältnisse. Erst die Zerlegung und Prüfung des Lichtes im

Spektroskop, die Spektralanalyse, hat uns einen Einblick in die chemische Konstitution jener fernen Körper vergönnt, und zwar leistet sie ihrer Natur nach gerade bei ihnen mehr als bei den Gliedern unseres Sonnensystems, die nur mit erborgtem Lichte leuchten, also in der Hauptsache auch nur das Sonnenlicht reflektieren und das Sonnenspektrum zeigen; die einzige Ausnahme macht die Sonne selbst, und was die Spektralanalyse uns hier entschleierte hat, haben wir schon früher besprochen.

Die spektroskopische Untersuchung der Fixsterne ist naturgemäß mit sehr großen Schwierigkeiten verbunden, die besonders in der Lichtschwäche der meisten Objekte ihren Grund haben. Erst mit Hilfe der Photographie ist es in den letzten Jahrzehnten gelungen, die Spektren auch schwacher Fixsterne mit einer Genauigkeit zu untersuchen und auszumessen, die derjenigen bei Messungen im Sonnenspektrum nicht sehr nachsteht.

Bei Gelegenheit der allgemeinen Darstellung über das Wesen der Spektralanalyse (Seite 225 ff.) ist schon kurz angedeutet worden, daß Fraunhofer der erste gewesen ist, der die Verschiedenheiten in den Fixsternspektren erkannt hat. Er hat sie natürlich nur erkannt, ohne ihre Bedeutung verstehen zu können; dazu mußte erst Kirchhoffs umgestaltende Entdeckung gemacht sein. Seit Anfang der sechziger Jahre ist die methodische Untersuchung der Fixsternspektren begonnen worden, und zwar durch Huggins und Secchi, denen sich dann weiterhin Vogel, d'Arrest, Dunér, Pickering, Lockyer u. a. anschlossen.

Secchi war der erste, der eine Klassifizierung der Fixsternspektren unternahm, welche, obwohl sie nur einen rein schematischen Charakter besitzt und nicht von prinzipiellen Gesichtspunkten ausgeht, noch vielfach als bequeme Nomenklatur im Gebrauch ist. Er stellte, lediglich nach dem Anblick in einem kleinen Spektralapparat, vier Sterntypen auf. Zum 1. Typus gehören die weißen Sterne, in deren Spektrum hauptsächlich die Wasserstofflinien als breite Streifen zu erkennen sind; den 2. Typus bilden die gelblichen Sterne mit einem Spektrum, das dem unserer Sonne sehr verwandt ist; zum 3. Typus gehören die rötlichen Sterne, deren Spektrum sich durch breite, meist einseitig verwaschene Bänder auszeichnet, während die Sterne vom 4. Typus, die roten Sterne, nur einzelne Teile des Spektrums, vornehmlich Orange, Gelb und Grün, aufweisen.

Bei der geringen Zerstreung, die er anwenden konnte, hatte Secchi anfänglich die Spektren seines 4. Spektraltypus nicht als Absorptions-, sondern als Emissionsspektren aufgefaßt, mit der Eigentümlichkeit, daß ihr Licht nur aus einzelnen Teilen des Spektrums zusammengesetzt sei. Es mag dies hauptsächlich für ihn die Veranlassung gewesen sein, die Spektren dieser Sterne in eine besondere Klasse einzureihen.

von Secchi
Spektralanalyse

gelb: Photographie

Secchi
4 Typen

1. weiß
2. gelb
3. rötlich
4. rot

Von einem einheitlicheren und wissenschaftlicheren Gesichtspunkte ausgehend, nämlich dem, daß sich in dem Spektrum eines Sterns die Entwicklungsphase desselben abspiegle, hat dann später H. C. Vogel eine etwas andere Klassifikation eingeführt, deren Grundzüge im folgenden kurz gegeben werden sollen.

Vogel unterschied drei Klassen von Spektren. Charakteristisch für die I. Klasse, die Spektra, welche hauptsächlich nur breite Wasserstofflinien haben und einige Spektrallinien von Metallen nur ganz zart hervortreten lassen, ist die große relative Intensität der blauen und violetten Teile des Spektrums gegenüber den weniger brechbaren Teilen, was einen sehr hohen Glühzustand des Körpers anzeigt. In den Spektren der II. Klasse treten die Linien der Metalle besonders deutlich hervor, während die Wasserstofflinien an Breite und Intensität mehr und mehr abnehmen. Die weiter entwickelten Spektra dieser Klasse zeigen schon Andeutungen von Banden. In den Spektren der Klasse IIIa (Secchis 3. Typus) sind die zahlreich auftretenden Absorptionsbanden, welche sich bei Anwendung stärkerer Zerstreuung in Liniensysteme auflösen, meist nach dem roten Ende des Spektrums hin verwaschen, während bei der Klasse IIIb (Secchis 4. Typus) die wenigen, aber viel breiteren Banden meist nach dem violetten Ende des Spektrums verwaschen sind. Zur Klasse IIIb gehört nur eine verhältnismäßig geringe Anzahl von schwachen, stark rötlich gefärbten Sternen (der hellste ist 5. Größe). Die relative Intensität der brechbareren Teile des Spektrums gegenüber den weniger brechbaren Teilen ist bei der II. Klasse schon auffallend geringer als bei der I. Klasse, und bei den Spektren der Klasse IIIa und noch mehr bei denen der Klasse IIIb sind die violetten und blauen Teile relativ überaus schwach und entziehen sich, selbst bei Anwendung der Photographie, mehr und mehr der Beobachtung. In der Fig. 169 werden die drei Hauptspektralklassen der Sterne zur Anschauung gebracht. Das oberste Spektrum kann als das Spektrum von Sirius oder Wega angesehen werden, das zweite als das eines der zahlreichen Sterne, deren Spektrum dem unserer Sonne ähnlich ist. Das dritte Spektrum (Kl. IIIa) steht zwischen den Spektren von α Orionis und α Herculis, das vierte Spektrum (Kl. IIIb) ist das des Sternes 5. Größe Nr. 152 des Schjellerupschen Katalogs roter Sterne.

Wir wollen nun den Versuch machen, durch die Entwicklungsgeschichte eines einzelnen Sternes den Übergang von einer Klasse in die andere klarzulegen unter einer Voraussetzung, die wohl ohne weiteres als richtig anerkannt werden muß. Diese Voraussetzung besteht nur in der Annahme, daß jeder Stern durch Ausstrahlung immer mehr Wärme verliert, wobei gleichzeitig eine Verdichtung desselben stattfindet. Solange der Stern ein gasförmiger Körper ist, muß die durch Zusammen-

Vogel

3. Stoff

Art

Erklärung

Quantität, Wärme
abgab. Ausstrahlung

ziehung erzeugte Wärme diejenige übersteigen, welche der Körper durch Ausstrahlung verloren hat, und welche die Zusammenziehung bedingte; die Temperatur wird also zunächst bei einer Kontraktion steigen (s. Abschnitt »Die Quellen der Sonnenwärme«). Es wird dann ein Zeitpunkt eintreten, wo die ausstrahlende Wärme durch die Verdichtung wieder ersetzt wird, so daß sich die Temperatur auf derselben Höhe erhalten kann. Erst wenn der Körper nicht mehr genügend verdichtungsfähig ist, muß eine stärkere Temperaturabnahme eintreten.

Das Anfangsstadium eines Sternes, mit welchem also der Begriff »Stern« überhaupt erst beginnt, dokumentiert sich dadurch, daß sich ein

weißlich, weiß, H., H., rot

I

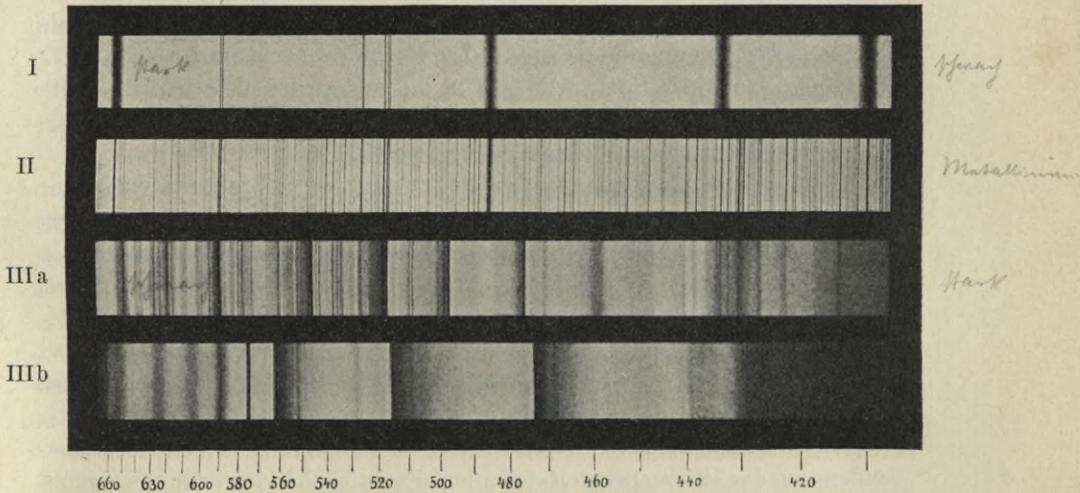


Fig. 169. Spektralklassen nach Vogel.
(Die Zahlen bedeuten die Wellenlängen in μμ.)

in höchster Gluthitze befindlicher Kern gebildet hat, dessen Oberfläche ähnlich der Photosphäre unserer Sonne konstituiert ist und also weißes Licht aussendet, welches ein kontinuierliches Spektrum besitzt. Um diesen Kern herum befindet sich eine mächtige Atmosphäre, welche wesentlich aus Wasserstoff und Helium besteht. Auch diese Atmosphäre besitzt noch eine sehr hohe Temperatur. Das Gesamtspektrum besteht also aus einem kontinuierlichen Spektrum, in welchem aber die dunklen Absorptionslinien des Wasserstoffs und des Heliums erscheinen, und zwar stark verbreitert und verwaschen, da die Atmosphäre eine sehr große Mächtigkeit besitzt. Wir haben hier das Spektrum der I. Klasse.

Bei allmählicher Abkühlung eines Sternes der I. Klasse tritt eine Verdichtung ein, infolge deren der Kern zunimmt, während die Höhe der

II

Atmosphäre abnimmt. Infolge dieser Abnahme der Umhüllung des Kerns wird derselbe weniger gegen die Ausstrahlung nach dem kalten Weltenraume geschützt sein, und es wird sich, ähnlich, wie bei unserer Sonne, eine absorbierend wirkende Schicht kühlerer Metaldämpfe mehr und mehr herausbilden. Es müssen also neben den noch immer starken und breiten Wasserstofflinien zarte und feine Metalllinien auftreten, deren Zahl und Stärke mit zunehmender Abkühlung bei gleichzeitiger Abnahme der Intensität und besonders der Breite und Verwaschenheit der Wasserstofflinien immer mehr wächst, bis schließlich das vollständige Bild der Klasse II vorhanden ist, als deren Repräsentant das Sonnenspektrum gilt. Es läßt sich dieser Übergang deutlich an den einzelnen Sternindividuen verfolgen, z. B. an der Reihe: δ Persei, δ Cygni, α Lyrae, α Canis majoris, α Canis minoris und β Geminorum. Gerade der Nachweis derartiger allmählicher Übergänge von einer Spektralklasse in die andere ist als wichtigster Beweis für die Richtigkeit der Annahme des physikalischen Zusammenhanges zwischen den einzelnen Klassen zu betrachten.

Eine weitere Entwicklung der zum Sonnentypus gehörenden Sterne wird nun zunächst ein vermehrtes Auftreten dunkler Absorptionslinien bei gleichzeitiger Verstärkung dieser Linien und ein weiteres Zurücktreten der Wasserstofflinien verursachen. Treten in der Atmosphäre des Sterns chemische Verbindungen auf, so müssen sich diese durch ihre charakteristischen Spektren bemerkbar machen. Es ist dies vermutlich der Fall bei den Klassen IIIa und IIIb; wenigstens sind bei der letzteren Klasse die Verbindungen von Kohlenstoff mit Sauerstoff und Wasserstoff mit großer Wahrscheinlichkeit durch die Übereinstimmung der Absorptionsbanden in den Sternspektren mit den Emissionsbanden der genannten Verbindungen nachgewiesen worden.

Auch beim Übergange von Klasse II nach IIIa sind alle Zwischenstufen zu konstatieren, die sich zunächst nur durch die größere Anzahl und die größere Stärke der Linien zu erkennen geben. Eine solche Stufenfolge läßt sich sehr schön an folgenden Sternen wahrnehmen: β Geminorum, α Bootis, α Tauri, α Orionis, α Herculis. Dagegen ist der Übergang der Klasse II nach IIIb nicht ohne weiteres zu erkennen, und erst durch die neuesten Untersuchungen von Hale auf dem Yerkes-Observatorium ist auf spektrographischem Wege ein solcher nachgewiesen und eine Berechtigung der Gleichstellung der beiden Unterabteilungen der Klasse III in bezug auf die Entwicklungsstufen erhärtet worden.

Diese in kurzen Zügen gegebene Entwicklungsgeschichte eines Sternes zeigt sich nun auch in der Farbe, wie dies von vornherein klar ist, da ja die spektralen Eigentümlichkeiten die Farbe bedingen. Die Sterne der Klasse I sind weiß, vielleicht besser bläulichweiß zu nennen, da in dem

Farbe der
Klassen

höchsten Glühzustande, in dem sich diese Sterne befinden, die Energie der brechbareren Lichtstrahlen eine relativ sehr große ist. Bei weiterer Abkühlung wird Violett und Blau schwächer; das Intensitätsmaximum des Spektrums rückt weiter nach Rot, und dementsprechend ändert sich auch die Farbe des Sterns und geht über Gelb und Orange nach Rot. Hierin ist nun ein Weg, und zwar der einzige, gegeben, eine Temperaturbestimmung der Sterne der verschiedenen Spektralklassen auszuführen. Nach dem von Wien gefundenen und auch theoretisch ableitbaren Gesetze (s. S. 281) ist in dem Spektrum eines festen Körpers das Produkt aus der absoluten Temperatur des Körpers und der Wellenlänge des Intensitätsmaximums eine Konstante. Um das Intensitätsmaximum zu bestimmen, sind Untersuchungen mit dem Spektralphotometer erforderlich. Vogel und Müller haben zwar mit Hilfe eines solchen Instruments (1877) Messungen über die relative Intensität der verschiedenen Teile des Spektrums bei Sternen verschiedener Spektralklassen ausgeführt; doch sind einesteils die Messungen außerordentlich mühsam, andernteils bietet die Berücksichtigung der Schwächung der einzelnen Spektralteile durch selektive Absorption große Schwierigkeiten, so daß bisher nur Resultate erhalten wurden, die als erste Annäherungen zu bezeichnen sind, welche aber für die Annahme einer allmählichen Abkühlung sprechen. Wenn wir soeben sagten, daß dieser Weg der einzige sei, über die Temperatur der Sterne Auskunft zu erhalten, so widerspricht das einer noch vor kurzem von einigen Beobachtern ausgesprochenen Ansicht, man könne aus dem wechselnden Verhalten der Spektrallinien einiger Metalle, vornehmlich des Magnesiums, Schlüsse auf die Temperatur ziehen. Neuere Beobachtungen sowohl bei Untersuchungen im Laboratorium, als auch an den Sternspektren selbst haben das Unhaltbare dieser Ansichten dargetan. Auch die frühere Vorstellung, daß das Vorhandensein chemischer Verbindungen durchaus auf eine sehr niedere Temperatur schließen lasse, ist nach neueren Ansichten nicht mehr zulässig. Wie bekannt, bilden sich die Metall-Carbide, -Nitride usw. erst in der hohen Temperatur des elektrischen Ofens, auch zeigen z. B. Fluor-Verbindungen selbst im elektrischen Bogen das Spektrum der Verbindung und nicht die Spektren der einzelnen Teile.

*Spektrall. d.
Temperatur.
Temperatur x Wellenlänge des
Intensitätsmax.*

Mit der Klasse III ist das sichtbare Entwicklungsstadium der Sterne abgeschlossen; in Wirklichkeit hört die Entwicklung hiermit natürlich nicht auf, und wir werden somit zu der Annahme geführt, daß im Weltenraum eine große Anzahl von Sternen vorhanden sein wird, deren Oberfläche sich zwar noch im Glühzustande befindet, deren Atmosphären aber eine so große Dichte erlangt haben, daß sie das von der Oberfläche ausgestrahlte Licht fast vollkommen absorbieren.

*Wirklichkeits-
fragen.*

Durch Verfeinerung der Instrumente und durch Anwendung der

Photographie ist eine überraschend schnelle Weiterentwicklung der spektral-analytischen Forschung eingetreten. Auf spektrographischem Wege kann die Untersuchung der Spektre, welche sich im allgemeinen durch direkte Beobachtung nur wenig über die Fraunhofersche Linie *G* hinaus ausführen läßt, wenigstens bei den Spektren der Spektralklassen I und II weit ins Violett und Ultraviolett ausgedehnt werden. Es hat sich hierbei ergeben, daß eine so scharfe Trennung, wie sie sich beim Anblick des Spektrums im sichtbaren Teile aufdrängt, zwischen den weiter entwickelten Sternen der I. Spektralklasse und der II. Klasse, und noch mehr zwischen letzterer und der Klasse IIIa, nicht stattfindet. Man erkennt mit der feineren Methode nur noch genauer die allmähliche Veränderung, die das Spektrum durch fortschreitende Ausbildung des Sterns erleidet, und findet eine Bestätigung dafür, daß man durch das Spektrum das Entwicklungsstadium eines Sternes festzustellen vermag.

Eine weitere Scheidung der soeben besprochenen drei Spektralklassen in Unterabteilungen ist im Laufe der Zeit erforderlich geworden. Vogel zerlegt die I. Klasse in drei Unterabteilungen.

*Mittlerer
Spektralklasse*
Ia Klasse Ia enthält Spektre, in denen die Wasserstofflinien als dunkle, meist verwaschene, breite, stark entwickelte Linien erscheinen und im allgemeinen die außerdem sich zeigenden Linien anderer Metalle an Intensität erheblich übertreffen. Eine noch weiter gehende Teilung Ia₁, Ia₂, Ia₃ erfolgt nach Maßgabe des verstärkten Auftretens der Linien von Metallen, der Zunahme der Intensität und Breite der Ca-Linien H und K und des Zurücktretens der Wasserstofflinien, so daß die Unterabteilung Ia₃ Spektre darstellt, die einen direkten Übergang zur Klasse II bilden.

Ib Klasse Ib enthält Spektre, in denen neben den stets dominierenden Wasserstofflinien die Linien des Cleiveitgases erscheinen, außerdem aber noch vielfach Linien der Spektre von Calcium, Silicium, Magnesium, Natrium und Eisen auftreten.

Ic Klasse Ic umfaßt die Spektre, in denen neben schwachen Absorptionslinien die Wasserstofflinien oder auch die Linien der Klasse Ib hell erscheinen.

IIa Die II. Klasse zerfällt in die Unterabteilungen IIa, in deren Spektren nur dunkle Linien zu erkennen sind, und IIb, wo neben den dunklen auch helle Linien auftreten.

Zur Klasse Ia gehören die Sterne α Canis majoris, α Lyrae, α Cygni; an der Übergangsgrenze nach Klasse IIa stehen β Cassiopejæ und α Canis minoris. Zur Klasse Ib gehören die meisten helleren Orionsterne mit Ausnahme von α Orionis (Klasse IIIa), und als typischer Stern für diese Klasse kann β Orionis angesehen werden. Sterne dieser Spektralklasse sind jedoch nicht nur auf das Sternbild des Orion beschränkt, wie früher

angenommen wurde, sondern sie sind über den ganzen Himmel verteilt. Zu dieser Klasse gehören z. B. noch β Persei (Algol), α Virginis, γ Pegasi, β Cephei.

Sterne, die zur Klasse Ie gehören, sind nur in geringer Zahl anzutreffen. Die bekanntesten sind β Lyrae und γ Cassiopejae. Das Spektrum des erstgenannten Sterns zeigt helle und dunkle Linien ein und desselben Elements dicht nebeneinander gelagert; es ist also ein Doppelspektrum, welches in die Klassen Ib und Ie einzuordnen ist.

Spektren der Klasse IIb zeigt eine Anzahl schwacher Sterne, von denen die ersten von Wolf und Rayet im Schwan entdeckt worden sind, und die nach ihnen den Namen führen.

Es dürfte hier noch die Mitteilung von Interesse sein, daß nach den bisherigen Untersuchungen die meisten Sterne zu den beiden ersten Spektralklassen gehören, und daß nur relativ wenige Sterne Spektren der III. Klasse zeigen.

Wir haben bisher die Sterne nur ihrer allgemeinen Konstitution nach betrachtet, ohne auf die naheliegende Frage einzugehen, aus welchen Stoffen sie sich zusammensetzen. Diese Frage könnte man sehr einfach in der folgenden, freilich etwas problematischen Weise erledigen. Die Sterne der Klasse IIa haben meist ein der Sonne ähnliches Spektrum, sie enthalten also im allgemeinen auch dieselben Stoffe. Da nun nach der obigen Deduktion alle Sterne entweder schon im Zustande der Klasse IIa gewesen sind oder aber denselben noch erreichen werden, und da ferner von außen eine größere Zufuhr von Stoffen unwahrscheinlich ist, so würde folgen, daß fast alle Sterne, die wir überhaupt sehen, dieselben Stoffe wie die Sonne enthalten werden. Leider ist man wegen der auch heute immer noch nicht genügenden Kenntnis des spektralen Verhaltens der einzelnen Metalllinien und der Unbekanntschaft mit einer wahrscheinlich noch ziemlich großen Zahl der chemischen Elemente nicht in der Lage, alle Stoffe mit Sicherheit anzugeben, welche auf der Sonne vorhanden sind.

Als Beispiel für die letztere Behauptung verdient als interessantes Faktum angeführt zu werden, daß die Wellenlängen der Linien des Heliums (als eines unbekanntes Stoffes) in den Spektren einiger Sterne eher bestimmt worden waren, als das Element und sein Spektrum auf der Erde bekannt war, und daß die ganze Serie von Wasserstofflinien weder im Laboratorium noch im Spektrum der Sonne, sondern zuerst in den Sternspektren der I. Klasse gefunden wurde. Diese Bemerkung gibt zu folgender Abschweifung Veranlassung.

Huggins versuchte zuerst im Jahre 1880 Fixsternspektren zu photographieren, und es gelang ihm, wenn auch nur bei Anwendung sehr geringer Dispersion, Spektralaufnahmen der hellsten Sterne herzustellen,

Huggins
Brown.

von denen besonders die des Sirius und der Wega (Kl. I) durch die große Anzahl der sichtlich in rhythmischer Folge (*Serie*) angeordneten Linien im Violett und Ultraviolett Aufsehen erregten. Diese Linien, von denen die beistehende Fig. 170 ein Bild gibt, sind später als dem Wasserstoff zugehörig erkannt worden, und es ist gelungen, ihre Zusammengehörigkeit durch eine einfache empirische Formel, die unter dem Namen »Balmer'sche Formel«*) bekannt ist, darzustellen. Auch bei anderen Elementen haben besonders Kayser, Runge und Rydberg in ähnlicher Weise Versuche angestellt, die Wellenlängen der Linien in Formeln zu fassen, und zwar oft mit Erfolg. Es konnten verschiedene Linienserien im Spektrum eines Elements festgestellt werden, was für die spektralanalytische Forschung von großer Bedeutung geworden ist und noch zu werden verspricht. Ja man hat sogar dadurch einige Linien, die ihrer Schwäche wegen übersehen worden waren, nach der Berechnung auffinden können. —

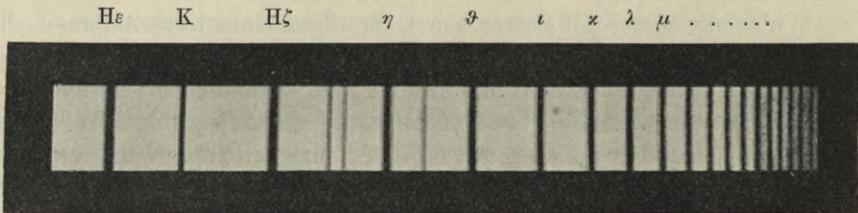


Fig. 170. Spektrum von β Orionis.

Im Anfangsstadium der Sterne, zu denen wir nun wieder zurückkehren, verrät von allen Stoffen, die wir kennen, das Spektroskop nur Wasserstoff, Helium, Silicium, dann treten von den bekannten Elementen noch Natrium, Calcium, Magnesium und vor allem Eisen hinzu. Besonders das letztere Metall beherrscht bei seinem enormen Linienreichtum fast vollständig das Spektrum der ausgebildeteren Sterne. Außer den auf der Erde allgemein anzutreffenden und meist verbreiteten Elementen ist auffallender Weise in der Neuzeit in den Sternspektren das Vorkommen von Elementen mit Sicherheit konstatiert worden, welche, soweit bisher bekannt, auf der Erde nur äußerst selten oder in nur geringen Mengen vorkommen, z. B. Scandium, Gallium.

Wir wollen diese Betrachtungen nicht schließen, ohne darauf aufmerksam gemacht zu haben, daß die allgemeine Erkenntnis, daß in den

*) $\lambda = \lambda_0 \frac{m^2}{m^2 - 4}$. Hierin ist λ_0 eine Konstante, die für Wasserstoff = 3647 ist. m hat der Reihe nach die Werte 3, 4, 5, 6, . . . für die Wasserstofflinien H α (C), H β (F), H γ , H δ usw.

fernsten Fixsternen Elemente angetroffen werden, die auf unserer Erde und auf der Sonne vorhanden sind, für die Kosmologie von großer Tragweite ist, denn wir gewinnen durch sie die Überzeugung von der physischen und chemischen Einheit des Kosmos.

Später, bei der Besprechung der veränderlichen Sterne, werden wir noch Gelegenheit haben, auf die in diesem Abschnitte gegebene kurze Beschreibung der physischen Konstitution der Sterne zurückzukommen. Es ist dies auch der Grund, weshalb wir diesen allerneuesten Zweig der Astronomie schon vor die viel älteren Untersuchungen über Veränderliche, Doppelsterne usw. gesetzt haben; der historischen Entwicklung nach dürfte er erst an letzter Stelle stehen.

4. Bewegungen der Sterne.

Dem unbewaffneten Auge scheinen die Sterne schon seit undenklichen Zeiten dieselbe gegenseitige Lage am Himmel einzunehmen, und wenn Hipparch ins Leben zurückkehrte, so würde er den Orion, die Plejaden, den Aldebaran und andere Gestirne scheinbar an derselben Stelle wie vor 2000 Jahren finden. Die verfeinerten Methoden der modernen messenden Astronomie haben aber gezeigt, daß diese scheinbare Unveränderlichkeit keine wirkliche ist, und daß die Sterne sich in der Tat an der Sphäre merklich bewegen oder, wie man sagt, eine *Eigenbewegung* haben; freilich würde diese dem bloßen Auge in den meisten Fällen erst nach Jahrtausenden merkbar werden, und hunderttausend Jahre müßten vergehen, ehe der Anblick der Sternbilder ein wesentlich anderer werden würde.

Der erste, der auf Grund der Vergleichung neuerer Beobachtungen mit denen des Almagest eine Ortsveränderung der sogenannten Fixsterne nachwies, war Halley; ihm folgte bald darauf Jacques Cassini. Bei der Ungenauigkeit der älteren Beobachtungen konnte freilich aus diesen nicht viel gefolgert werden, und so benutzten denn Tobias Mayer und Maskelyne die der Zeit nach zwar viel näheren, aber auch viel genaueren Beobachtungen von Römer zur Ableitung der Eigenbewegungen hellerer Sterne. Mayers 80 Sterne umfassender Katalog von 1760 (enthalten in dem 1775 veröffentlichten wertvollen Zodiakal-Katalog von nahe 1000 Sternen) wurde aber begreiflicherweise durch neuere Arbeiten überholt. Den genauesten Katalog von Sternen mit starker Eigenbewegung aus der ersten Hälfte des 19. Jahrhunderts verdanken wir Argelander im sogenannten Åboer Katalog von 560 Sternen; der umfassendste und reichste aus der Mitte des 19. Jahrhunderts ist Mädlers Bearbeitung der 3200 Sterne des berühmten Bradleyschen Sternverzeichnisses. Letzteres ist für unsere Kenntnis der Eigenbewegungen von so großer Bedeutung, daß

dem bloßen
Auge nicht
merkbar.

I. Eigenbewegung.

Kataloge
Halley
Cassini

Mayer

Argelander
560
Mädler
3200

Auwers eine vollständige Neureduktion der Bradleyschen Beobachtungen unternommen hat. Durch Vergleichung der so erhaltenen, für die Mitte des 18. Jahrhunderts gültigen Sternpositionen mit den aus modernen Meridianbeobachtungen gewonnenen konnte er dann noch zuverlässigere Werte der Eigenbewegungen ableiten, als dies Mädler möglich gewesen war. Außer Auwers haben noch mehrere andere Astronomen der Gegenwart — wir nennen hier nur Bossert, Küstner und Porter — Untersuchungen auf diesem Gebiete angestellt, so daß wir jetzt für mehrere tausend Sterne die Eigenbewegungen kennen. Für viele ist sie so gering, daß sich selbst seit Bradleys Zeiten keine deutliche Ortsveränderung gezeigt hat. In folgender Tabelle geben wir nach Porter die bis jetzt bekannten Sterne mit über 1" jährlicher Eigenbewegung, nach der Größe dieser Bewegung geordnet.

91 Eigenbewegungen über 1" jährlich.

Name	Gr.	AR 1900	Dekl. 1900	E. B.
Cordoba Z. 5 ^h , 243	8	5 ^h 8 ^m	-45° 3'	8".7
Groombridge 1830	6	11 47	+38 26	7.0
Lacaille 9352	7.5	22 59	-36 26	6.9
Cordoba G. C. 32416	8.5	0 0	-37 51	6.2
61 ₁ Cygni	5.5	21 2	+38 15	5.2
61 ₂ Cygni	6.5	21 2	+38 15	5.2
Lalande 21185	7.5	10 58	+36 38	4.7
ε Indi	4	21 56	-57 12	4.7
Lalande 21258	8.5	11 1	+44 2	4.5
ο ² Eridani	4	4 11	-7 49	4.1
μ Cassiopejae	5.5	1 2	+54 26	3.8
Argel.-Weiß 11702	9	15 5	-15 59	3.7
α Centauri	1	14 33	-60 25	3.7
Argel.-Weiß 11703	9	15 5	-15 54	3.7
Lacaille 8760	7.5	21 11	-39 15	3.4
e Eridani	4	3 16	-43 27	3.1
Argel.-Oeltzen 11677	9	11 15	+66 23	3.0
Groombridge 34	8	0 13	+43 27	2.9
Piazzi 2 ^h , 123	6.5	2 31	+6 25	2.3
Lalande 25372	8.5	13 41	+15 26	2.3
Struve P. M. 2164	8	18 42	+59 29	2.3
Lacaille 661	6.5	2 6	-51 19	2.3
α Bootis	1	14 11	+19 42	2.3
Weisse I 5 ^h , 592	8.5	5 26	-3 42	2.2
Lalande 7443	8.5	3 57	+35 2	2.2
β Hydri	3	0 21	-77 49	2.2
Bradley 3077	6	23 8	+56 37	2.1
Piazzi 14 ^h , 212.	6	14 52	-20 58	2.1
ζ Tucani	4	0 15	-65 28	2.0

Name	Gr.	AR 1900	Dekl. 1900	E. B.
Weisse I 9 ^h , 954	9	9 ^h 46 ^m	- 11° 49'	2.0
Lalande 15290	8.5	7 47	+ 30 55	2.0
r Ceti	3.5	1 39	- 16 28	1.9
Anwers A. G. C. 4999	9	13 40	+ 18 20	1.9
σ Draconis	5.5	19 33	+ 69 30	1.8
Lacaille 2957	6	7 42	- 33 59	1.7
Fedorenko 1457-8	7.5	9 8	+ 53 7	1.7
δ Pavonis	3.5	19 59	- 66 26	1.6
Lalande 30694	7.5	16 48	+ 0 11	1.6
Lacaille 8362	6	20 5	- 36 21	1.6
Lacaille 4887	6	11 42	- 39 57	1.6
61 Virginis	5	13 13	- 17 45	1.5
Lalande 31055	7.5	17 0	- 4 54	1.5
ζ ¹ Reticuli	5.5	3 16	- 62 58	1.5
Groombridge 1618	6.5	10 5	+ 49 58	1.5
Lalande 30044-5	7.5	16 26	+ 4 26	1.5
ν Indi	6	22 16	- 72 45	1.5
ζ ² Reticuli	5.5	3 16	- 62 53	1.4
Lalande 27744	7	15 9	- 0 58	1.4
Lalande 38383	7.5	20 0	+ 23 5	1.4
Lacaille 147	5.5	0 32	- 25 19	1.4
Becker A. G. C. 5072-3	9	14 21	+ 24 6	1.4
Lalande 6888-9	8	3 40	+ 41 9	1.4
Piazzi 0 ^h , 189	6	0 43	+ 4 46	1.4
Fedorenko 1384	8.5	8 46	+ 71 11	1.4
Lacaille 3386	6.5	8 29	- 31 11	1.3
Weisse I 17 ^h , 322	7.5	17 21	+ 2 14	1.3
Lalande 46650	8.5	23 44	+ 1 52	1.3
α Canis majoris	1	6 41	- 16 35	1.3
γ Serpentis	3.5	15 52	+ 15 59	1.3
Argel.-Oeltzen 17415-6	8	17 37	+ 68 26	1.3
Weisse I 23 ^h , 175	8	23 12	- 14 22	1.3
Weisse I 16 ^h , 906	9	16 50	- 8 9	1.3
85 Pegasi	6	23 57	+ 26 33	1.3
Lacaille 4955	7	11 53	- 27 9	1.3
36 A Ophiuchi	5	17 9	- 26 27	1.3
Lacaille 8381	5.5	20 9	- 27 20	1.3
ε Persei	4	3 2	+ 49 14	1.3
Weisse 4 ^h , 1189	6.5	4 56	- 5 52	1.3
α Canis minoris	1	7 34	+ 5 29	1.3
Bradley 2179	7	17 10	- 26 24	1.3
München 18180	9	18 53	+ 5 49	1.2
γ Cassiopejae	4	0 43	+ 57 17	1.2
43 Comae	4	13 7	+ 28 23	1.2
Lalande 28607	7	15 38	- 10 36	1.2
Argel.-Weiß 16089	8.5	20 18	- 21 40	1.2

Name	Gr.	AR 1900	Dekl. 1900	E. B.
δ Trianguli	5.5	2 ^h 11 ^m	+ 33° 46'	1".2
Lalande 15565	7.5	7 54	+ 29 31	1.2
Lacaille 7215	7	17 12	- 34 53	1.2
Fedorenko 2544	7.5	14 52	+ 54 4	1.1
70 Ophiuchi	4.5	18 0	+ 2 31	1.1
Lacaille 8620	6	20 51	- 44 29	1.1
θ Ursae majoris	3	9 26	+ 52 8	1.1
Bradley 1584	6	11 30	- 32 18	1.1
π Mensae	5.5	5 45	- 80 33	1.1
72 Herculis	5.5	17 17	+ 32 36	1.0
Lacaille 8267	6	19 56	- 67 35	1.0
Lalande 16304	6.5	8 14	- 12 18	1.0
Lalande 27026-7	8	14 46	- 23 53	1.0
Weisse I 21 ^h , 502	9	21 25	- 12 56	1.0
Lalande 5490, 5496	7	2 56	+ 61 20	1.0
ε Eridani	3	3 28	- 9 48	1.0

Mädler fand als durchschnittliche Eigenbewegung der Bradleyschen Sterne in 100 Jahren für

65	Sterne	1. und 2. Größe	22".2
154	»	3.	» 16.8
312	»	4.	» 13.7
690	»	5.	» 11.1
994	»	6.	» 9.0
921	»	7.	» 8.6.

Die Durchschnittsbewegung nimmt danach mit der Helligkeit offenbar ab; wie wenig aber hieraus im einzelnen Falle zu schließen ist, zeigt das obige Verzeichnis, welches unter 91 Sternen mit E. B. größer als 1" nur 30 enthält, die heller als 6. Größe sind. Erst an dreizehnter Stelle in unserer Liste treffen wir auf einen Stern erster Größe, nämlich α Centauri. Von den Sternen erster Größe haben α und β Orionis, α Virginis, α Scorpii, α Carinae und β Centauri eine Eigenbewegung von weniger als 0".1 jährlich. Bei der Beurteilung der Erscheinung, daß unter den Sternen mit großer Eigenbewegung die schwachen überwiegen, ist indessen zu bedenken, daß es ungleich viel mehr schwache Sterne gibt als helle, so daß es nicht verwunderlich ist, wenn die absolute Zahl der schnell bewegten schwachen Sterne größer ist als die der schnell bewegten hellen Sterne.

Über die Beziehungen zwischen Eigenbewegungen und Parallaxen haben wir bereits früher (vgl. S. 213 und 214) gesprochen. Wir sahen, daß im allgemeinen Sterne mit großer Eigenbewegung uns verhältnismäßig

nahe sind, daß also große Eigenbewegung in der Regel ein Anzeichen geringer Entfernung ist.

Zu äußerst interessanten Ergebnissen ist Kapteyn bei Untersuchungen über etwaige Beziehungen zwischen der Größe der Eigenbewegung und der Spektralklasse gelangt. Kapteyn benutzte zu dieser Untersuchung 2295 Sterne, von welchen 1189 der I., 1106 der II. Klasse angehörten; er fand das bemerkenswerte Gesetz, daß unter den Sternen mit starker Eigenbewegung diejenigen von der II. Klasse weit überwiegen. Die folgende Tabelle läßt diese Tatsache deutlich erkennen. Die erste Kolumne gibt die Eigenbewegung in 100 Jahren, die zweite die Anzahl der Sterne der I. Klasse, die dritte die der Sterne der II. Klasse, welche die betreffende Eigenbewegung zeigen:

E. B. in 100 Jahren	I. Klasse	II. Klasse
0" bis 5"	786 Sterne	474 Sterne
6 » 9	203 »	194 »
10 » 19	159 »	223 »
20 » 29	25 »	86 »
30 » 49	13 »	71 »
50 und darüber	3 »	58 »

Man muß hieraus schließen, daß sich die Sterne der II. Klasse entweder schneller bewegen oder aber uns näher sind als die der I. Klasse; wahrscheinlich ist wohl das letztere der Fall. Vor Kapteyn hatte übrigens schon Monck diese Regel über den Zusammenhang zwischen der Größe der Eigenbewegung und der Spektralklasse erkannt.

Es gibt am Himmel einige, zum Teil weit zerstreute Sterngruppen, welche eine gemeinsame und von den Bewegungen in ihrer Umgebung ganz verschiedene Eigenbewegung besitzen. Es ist sehr wahrscheinlich, daß solche Gruppen physische Systeme bilden, in denen alle Sterne gemeinsam und ohne beträchtliche Änderung ihrer relativen Stellungen fortgeführt werden. Ein auffallendes Beispiel dieser Art findet sich im Stier, zwischen Aldebaran und den Plejaden, wo eine große Zahl hellerer Sterne in gemeinsamer Bewegung nach Osten fortrückt. Eine ebensolche gemeinschaftliche Bewegung, die Proctor nicht unpassend *star-drift* nennt, zeigen fünf (β , γ , δ , ϵ , ζ) von den sieben Hauptsternen des Großen Bären. Auch die Sterne, welche die Gruppe der Plejaden bilden, haben zum großen Teil eine gemeinsame Eigenbewegung, und zwar in der Richtung nach Südwesten.

Soweit bisher beobachtet worden ist, finden die Eigenbewegungen vollständig geradlinig statt. Selbst wenn jeder der Sterne, deren Eigenbewegung wir kennen, sich in einer geschlossenen Bahn bewegt, so ist

II. Kl. große
Eigenbewegung
Maßstabmäßig.

Leuchtstärken
geringer.
(Systeme).

Mir
här

Plejaden.

Richtung:
geradlinig.

diese doch so unermeßlich, daß in dem kurzen Bogen, welcher beschrieben worden ist, seitdem wir genaue Beobachtungen anstellen, nicht die geringste Krümmung wahrgenommen werden kann. Wir werden sehen, daß diese scheinbar vollkommen geradlinige Bewegung das beste Mittel zur Unterscheidung der bloß optischen Doppelsterne von den physischen, in relativ kleinen Bahnen sich umeinander bewegenden, ist.

Nach dem jetzigen Stande unserer Kenntnis von den Eigenbewegungen der Sterne ist also kein Grund zu der Annahme vorhanden, daß die Sterne sich in bestimmten, geschlossenen Bahnen bewegen. Mädler suchte zwar durch eine Prüfung der Eigenbewegungen zu zeigen, daß für das ganze sichtbare Sternenheer und zugleich für unsere Sonne der Schwerpunkt oder Mittelpunkt der Bewegung in den Plejaden liege, und daß speziell deren hellster Stern, die Alcyone, gleichsam als »Zentralsonne« für das ganze Fixsternsystem zu betrachten sei, eine Hypothese, deren Großartigkeit zu ihrer weiten Verbreitung in populären Schriften beigetragen hat; allein C. A. F. Peters hat das Haltlose dieser Annahme vollkommen überzeugend nachgewiesen, so daß sie jetzt als beseitigt gelten darf. Bewegten sich die Sterne in kreisähnlichen Bahnen, die einen gemeinsamen Mittelpunkt hätten, so würden wir eine gewisse Regelmäßigkeit in ihren Eigenbewegungen wahrnehmen müssen, die tatsächlich nicht vorhanden ist. Auch Untersuchungen in betreff einer Umlaufsbewegung der Fixsterne in der Ebene der Milchstraße, die durch Schönfeld angeregt wurden, sind ohne Resultat geblieben.

Freilich können wir leicht eine gewisse Gesetzmäßigkeit nachweisen, die jedoch nur in einer gemeinsamen scheinbaren Eigenbewegung besteht, welche ihren Grund in der wirklichen Bewegung unseres Sonnensystems hat, deren Spiegelbild sie tatsächlich ist. Da unsere Sonne nur einer unter den Millionen von Sternen ist, so wird sie ebensogut wie diese eine Bewegung haben, und wir werden ihre Bewegung, an der das ganze Sonnensystem teilnimmt, aus den Eigenbewegungen der Sterne erkennen können. Wäre ein Stern an der Sphäre in Ruhe, so würde er uns infolge der Sonnenbewegung bewegt erscheinen, und zwar in entgegengesetzter Richtung, als diese vor sich geht. Zeigt also ein Stern eine Eigenbewegung, so wird diese sich aus zwei Bewegungen zusammensetzen, der des Sternes selbst (*motus peculiaris*) und der aus der Bewegung der Sonne folgenden (*motus parallacticus*). Es ist klar, daß die Sterne, denen wir uns nähern, auseinander, die, von denen wir uns entfernen, aneinander zu rücken scheinen werden; ferner, daß Sterne, die in der Richtung der Sonnenbewegung liegen, keine parallaktische Verschiebung zeigen können. Wenn man nun, wie es bisher fast allgemein geschehen ist, die Hypothese macht, daß die wirklichen Bewegungen der

Heinrich
Mädler
(Plejaden).

Figurierung
d. Sonne.

gegenseitig
Abst. auf d.
Nennungsgrund

Sterne, die motus peculiare, regellos erfolgen, sich also im Mittel aus einer großen Anzahl von Sternen aufheben, so wird man aus den beobachteten Eigenbewegungen der Sterne die Bewegungsrichtung der Sonne ermitteln können. Die Richtigkeit der genannten Hypothese ist aber sehr zweifelhaft, ja nach den in den letzten Jahren von Kobold und Kapteyn angestellten Untersuchungen kann sie sogar ziemlich sicher als unzulässig bezeichnet werden. Diese beiden Astronomen haben nämlich gefunden, daß die motus peculiare gewisse Richtungen zu bevorzugen scheinen; wir werden auf diese interessante Tatsache im nächsten Kapitel, bei der Besprechung von Kapteyns Untersuchungen über den Bau des Universums, näher eingehen.

Die ersten, die unter Zugrundelegung der erwähnten Hypothese die Bewegungsrichtung der Sonne aus den Eigenbewegungen zu bestimmen suchten, waren am Ende des 18. Jahrhunderts W. Herschel und nahe gleichzeitig Prévost. Die Grundlagen beider waren aber so dürftig, daß ihre Resultate mit Recht stark angezweifelt wurden. Spätere Untersuchungen, namentlich von Argelander, dem der Åboer Katalog zuerst eine genügend große Zahl von bewegten Sternen bot, haben indessen die Richtigkeit wenigstens von Herschels Resultat nahe bestätigt, und es liegen nunmehr eine große Anzahl von Bestimmungen des Punktes, nach welchem die eigene Bewegung unseres Sonnensystems gerichtet ist, des sogenannten »Apex« des Sonnensystems, vor. Unter den Astronomen, die auf diesem Gebiet umfangreiche Untersuchungen angestellt haben, sind neben W. Herschel und Argelander vor allem noch zu nennen O. Struve, Mädler, Airy, Dunkin, L. Struve, Stumpe, Boss, Porter, Ristenpart, Kapteyn, Kobold und Newcomb. Letzterer nimmt als wahrscheinlichstes Ergebnis der zuverlässigsten Bestimmungen des Apex an, daß dieser Punkt eine Rektaszension von etwa 280° , eine Deklination von etwa $+35^\circ$ habe. Der Apex würde hiernach im Sternbilde der Leier, etwa 4° von dem hellsten Sterne desselben, der Wega, entfernt liegen. Es muß aber ausdrücklich hervorgehoben werden, daß die Bestimmung des Apex keineswegs als sehr sicher betrachtet werden kann. Es gehen so viele unsichere Elemente und Hypothesen in diese Rechnungen ein, daß je nach dem benutzten Material und der angewandten Methode die Resultate für die Position des Apex sehr verschieden werden. Ein Beispiel möge dies erläutern: Stumpe ordnete die 1054 Sterne, welche er zur Apexbestimmung benutzte, nach der Größe der Eigenbewegungen in vier Gruppen ein. Bei Gruppe I betrug die Eigenbewegung im Mittel $0''.23$, bei Gruppe II $0''.43$, bei Gruppe III $0''.85$ und bei Gruppe IV $2''.39$. Aus jeder Gruppe von Sternen wurde nun die Position des Apex berechnet. Die Ergebnisse waren:

Argy.
 280° AR.
 $+35^\circ$ Dekl.
 4° n. s. Wega
 auf Grund.

Gruppe	I (551 Sterne)	AR = 287°	$\delta = + 42^\circ$
»	II (340 »)	280	+ 40
»	III (105 »)	288	+ 32
»	IV (58 »)	285	+ 30

Diese Zahlen zeigen, wie unsicher namentlich die Deklination des Apex ist. Kobold, der seinen Untersuchungen eine wesentlich andere (von Bessel herrührende) Methode zugrunde legte als seine Vorgänger, fand sogar, daß die Deklination des Apex etwa 0° sei; doch schenkt man im allgemeinen den um 35° liegenden Werten mehr Vertrauen.

Auch die Geschwindigkeit der Bewegung der Sonne im Weltenraume hat man aus den Eigenbewegungen der Sterne zu ermitteln versucht. Die in dieser Hinsicht erhaltenen Resultate sind indessen ziemlich vage, so daß wir auf sie hier nicht einzugehen brauchen, um so weniger, als wir bald einen anderen Weg kennen lernen werden, auf dem diese Größe viel sicherer bestimmt werden kann. Es ist dies die spektroskopische Methode zur Bestimmung des Apex und der Geschwindigkeit der Sonnenbewegung; um sie verständlich zu machen, haben wir uns zunächst mit der Bestimmung der Geschwindigkeit der Sterne im Visionsradius zu beschäftigen.

Wir haben bisher nur von den scheinbaren Bewegungen der Sterne an der Sphäre gesprochen und können in der Tat nur diese aus den gewöhnlichen teleskopischen Beobachtungen ermitteln. Erst die neueste Zeit hat uns im Spektroskop ein Mittel an die Hand gegeben, auch die wirklichen Bewegungen im Raume zu erkennen. In der Fig. 171 seien S und S' zwei Örter eines Sternes im Raume, SS' also der im Laufe einer gewissen Zeit vom Stern zurückgelegte Weg. Steht dann in der Richtung SS'' in außerordentlich großer Entfernung die Erde, so wird von ihr aus der Weg SS' an der Sphäre in der Größe SS'' als Eigenbewegung projiziert erscheinen (wenn von der Bewegung der Erde und Sonne abgesehen wird), dagegen das Stück SS''' die Bewegungsgröße des Sternes in der Richtung der Gesichtslinie darstellen.

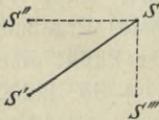


Fig. 171.

Bisher vermochten wir nur die Größen SS'' oder die den Sternen eigentümlichen scheinbaren Bewegungen an der Sphäre in Bogenmaß zu ermitteln; über die Bewegungen in der Richtung der Gesichtslinie (SS''') in linearem Maß wußten wir nichts. Auf welche Weise das Spektroskop uns mit Hilfe des Dopplerschen Prinzips in den Stand setzt, die Bewegungen in der Gesichtslinie (*Radialbewegungen*) zu erkennen und zu messen, haben wir bereits gesehen: die enormen Bewegungen im Raume werden im Spektroskop in äußerst geringe Verschiebungen der Spektrallinien umgesetzt (vgl. S. 233).

*Gefühnlich-
B. d. Sonne.
E.
Radialbe-
wegung*

Diese Verschiebungen sind bei ihrer Geringfügigkeit nur äußerst schwer zu beobachten und zu bestimmen. Einer Bewegung von 75 Kilometern in der Sekunde entspricht nämlich eine Verschiebung von nur etwa einem Viertel der Entfernung der beiden Natriumlinien oder von 1.5 Å.E. in der Wellenlänge, und Bewegungen von dieser Größe kommen zwar am Sternhimmel vor, sind jedoch nur selten anzutreffen*). Übrigens muß bemerkt werden, daß die Bewegung der Erde im Raume in ähnlicher Weise einwirkt, wie bei der früher betrachteten Eigenbewegung. Die Bewegungen von Stern und Erde vermischen sich in ihrer Wirkung, und wie unter Umständen die Eigenbewegung eines Sternes keine tatsächliche, sondern nur das Bild der Bewegung des Sonnensystems und mit ihm der Erde sein kann, so kann auch die Bewegung des Sternes in der Gesichtslinie nur scheinbar und durch die entgegengesetzte der Erde hervorgebracht sein, die uns bekannt ist, soweit sie von der Bewegung der Erde um die Sonne abhängt.

*Lehrsatz
u. d. Fortbewegung*

Steht die Erde im Punkte A ihrer Bahn um die Sonne S (Fig. 172), und ist AA' die Richtung nach einem Sterne, der sich in der Nähe der Ekliptik befinden möge, so nähert sich die Erde dem Sterne im Punkte A mit einer Geschwindigkeit von 30 km. Im Punkte B ist der Betrag der Erdbewegung in der Gesichtslinie BB' gleich Null, weil sie senkrecht zur Gesichtslinie erfolgt. Im Punkte C ist die Geschwindigkeit, mit der sich die Erde gegen den Stern bewegt, wieder bis auf 30 km angewachsen; ihre Richtung ist aber entgegengesetzt, die Erde bewegt sich vom Stern

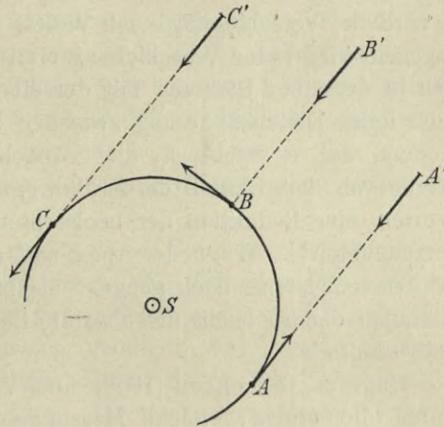


Fig. 172.

*) Bei den hier in Betracht kommenden, im Vergleich zur Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichts sehr geringen Geschwindigkeiten ist die einfache Formel $g = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \Omega$ zu benutzen, in welcher λ die Wellenlänge derjenigen Linie bedeutet, an welcher die Verschiebung $\Delta\lambda$ gemessen wurde, und Ω die Lichtgeschwindigkeit ist. Sie gilt sowohl zur Berechnung der Bewegungen des Sterns zur Erde, als auch umgekehrt zur Berechnung der Bewegung der Erde zum Stern oder der aus der gleichzeitigen Bewegung beider Körper resultierenden Geschwindigkeit. Eine Verlängerung der Wellenlänge (Verschiebung nach Rot) entspricht einer Entfernung, das Umgekehrte einer Annäherung zwischen Erde und Stern; dementsprechend gibt man dem $\Delta\lambda$ das positive oder negative Vorzeichen.

*g = ...
Wellenlänge x Lichtgeschwindigkeit*

fort. Befindet sich der Stern nicht in der Ekliptik, so wird der Betrag der Erdbewegung in der Gesichtslinie zum Stern um so geringer, je größer die Breite des Sterns ist; er verschwindet ganz, wenn der Stern im Pol der Ekliptik steht, seine Breite also 90° ist. Deuten die Pfeile bei A, B, C und A', B', C' in der Fig. 172 nach Größe und Richtung die Bewegungen der Erde und des Sterns in der Sekunde (Geschwindigkeit) an, so würde unter der Annahme, daß der Stern eine Geschwindigkeit besitzt, die der der Erde in ihrer Bahn um die Sonne gleich ist, wenn die Erde im Punkte B steht, eine Verschiebung der Spektrallinien eintreten, die lediglich von der Bewegung des Sterns herrührt, und da der Stern sich auf die Erde zu bewegt, wird eine Verschiebung der Linien des Sternspektrums nach Violett erfolgen, die der Geschwindigkeit von 30 km entspricht. Im Punkte A wird die Verschiebung nach Violett doppelt so groß sein; im Punkte C dagegen wird keine Verschiebung eintreten, denn Erde und Stern bewegen sich in derselben Richtung mit derselben Geschwindigkeit, es findet demnach keine Distanzänderung zwischen beiden Gestirnen statt. Wir sehen hieraus, daß es leicht ist, die beobachteten Radialgeschwindigkeiten der Sterne von dem Einfluß der Erdbewegung zu befreien, oder, mit anderen Worten, eine Reduktion der beobachteten Geschwindigkeit auf die Sonne vorzunehmen*). Wenn der Apex und die Geschwindigkeit der Bewegung des Sonnensystems noch genauer als bisher bekannt sein werden, können wir auch ebenso leicht die absolute Bewegung der Sterne in der Gesichtslinie ermitteln.

Huggins in London (1869) und Vogel, damals in Bothkamp, (1871) waren die ersten, welche Messungen der Radialgeschwindigkeiten an einigen hellen Sternen vorgenommen und Resultate erhalten haben. Die außerordentlich mühsamen und feinen Beobachtungen wurden in der Weise angestellt, daß vor dem Spalt eines mit einem größeren Refraktor verbundenen, stark zerstreuenen Spektralapparats eine mit verdünntem Wasserstoff gefüllte Geißlersche Röhre angebracht wurde und der Faden des am Okularende des Beobachtungsfernrohres des Spektralapparats befindlichen Mikrometers abwechselnd auf die Wasserstofflinie $H\beta$ im Stern und auf die entsprechende Linie des künstlich zum Leuchten gebrachten Wasserstoffs in der Röhre eingestellt wurde. Die Differenz der Ablesungen

*) Bezeichnen l und b die Länge und Breite des Sterns, \odot die Länge der Sonne zur Zeit der Beobachtung und v die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn, so ist die Komponente der Erdbewegung in der Gesichtslinie zum Stern $x = v \cos b \sin (\odot - l) + c$. Wird keine größere Genauigkeit der Rechnung als bis auf 1 km angestrebt, so kann für v 30 km gesetzt und die Größe c vernachlässigt werden. Letztere hängt von der Elliptizität der Erdbahn ab, ist eine Konstante für jeden Stern und kann den Betrag von 0.5 km nicht übersteigen.

Markjahr.
Vergleiche des Beobf.
des Wasserstoffes
mit einem
seiner Geißlers R.
Körper zeigt
H-Linie.

gab dann die Größe der Verschiebung. Häufig wurden auch nur Schätzungen der Größe der Verschiebung nach der Breite der künstlichen Linie, die in jedem einzelnen Falle vorher durch zahlreiche Messungen festgelegt worden war, vorgenommen.

Später wurden derartige Beobachtungen auf der Sternwarte zu Greenwich weitergeführt. Die große Ausdauer, mit der dies geschah, war um so anerkennenswerter, als die Astronomen damals im allgemeinen der physikalischen Richtung der Astronomie wenig Interesse entgegenbrachten und sich besonders gegenüber der Anwendung des Spektroskops zu Bewegungsbestimmungen sehr skeptisch verhielten. Dieses Verhalten schien in gewisser Weise berechtigt, da unter den Physikern ein Streit entstanden war, ob man überhaupt befugt sei, das Dopplersche Prinzip, welches wohl für die Schallwellen experimentell als richtig erkannt worden war, auf Lichtwellen zu übertragen (s. S. 233). Außerdem zeigten die Beobachtungen ohne Ausnahme eine sehr geringe Übereinstimmung untereinander, und der oben besprochene Einfluß der Erdbewegung konnte nicht mit Sicherheit nachgewiesen werden, ja man war in den meisten Fällen kaum imstande, den Sinn der Bewegung einigermaßen sicher anzugeben.

Von der außerordentlichen Tragweite dieser Bewegungsbestimmungen überzeugt, war Vogel bemüht, die Apparate und Methoden für derartige Untersuchungen zu verfeinern; aber erst nachdem anderwärts die Herstellung sehr empfindlicher Trockenplatten gelungen war, wurde es unter Anwendung der Photographie möglich, diesen Zweig der Forschung in andere Bahnen zu lenken. Erst durch die spektrographische Methode haben die Bestimmungen der Radialbewegung der Gestirne eine feste Grundlage erhalten, und es ist eine Periode neuer Erforschungen und zahlreicher Entdeckungen eröffnet und eine innige Verbindung des neuen Zweiges der Astronomie, der Astrophysik, mit der älteren messenden Astronomie hergestellt worden.

Mit dem von Vogel im Jahre 1888 in Potsdam konstruierten Spektrographen (s. Abbildung S. 245) gelang es, zunächst die Geschwindigkeiten in der Gesichtslinie von einer größeren Anzahl (50) von helleren Sternen mit einer Sicherheit von ± 3 km zu bestimmen. Mit größter Deutlichkeit sprach sich bei allen zu verschiedenen Zeiten ausgeführten Beobachtungen von ein und demselben Sterne der Einfluß der Erdbewegung aus. Die Beobachtungen führten auch zur Entdeckung von einigen engen Doppelsternen (spektroskopischen Doppelsternen), von denen weiter unten die Rede sein wird. Im allgemeinen ergab sich, daß bei den wenigen früheren Bestimmungen, denen einige Sicherheit beigemessen werden konnte, die Größe der Verschiebung überschätzt worden war, und daß die

Vogel.

Sterne im Durchschnitt nur eine Radialgeschwindigkeit von 15 km bis 20 km relativ zur Sonne besitzen.

Der errungene Erfolg ist nicht der Hinzuziehung der Photographie allein zu verdanken, sondern ist zum großen Teil dadurch bedingt worden, daß mit dem bisherigen Prinzip der Konstruktion der Apparate vollständig gebrochen und ein Apparat, der die größtmögliche Stabilität besaß, ganz ausschließlich für den bestimmten Zweck ausgeführt wurde. Während die Spektroskope bis dahin so konstruiert wurden, daß sie recht vielen

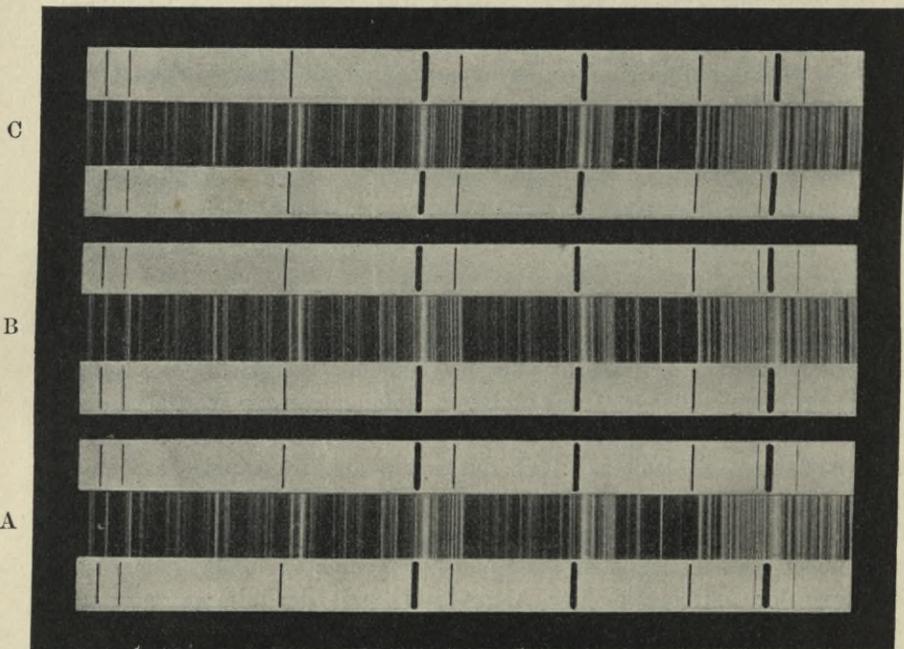
 λ 4370 λ 4341 λ 4308

Fig. 173. *Magnif. 15.*

Zwecken dienen konnten, daß sie namentlich ermöglichten, in den verschiedensten Teilen des Spektrums Messungen auszuführen, bildete der Potsdamer Apparat nur ein kleines Stück des Spektrums in der Nähe der Wasserstofflinie $H\gamma$ ab. Weiter kam hinzu, daß, wo es das Spektrum des Sterns zuließ, nicht nur die Lage einer Linie im Sternspektrum gegen die einer entsprechenden Linie im Vergleichsspektrum festgelegt wurde, sondern mehrere Linien zur Bestimmung der Verschiebung herangezogen wurden. Sodann wurde eine sichere Identifizierung der Linien

Fig. 172.
Kleinere
Spektren

im Sternspektrum durch direkte Vergleichung mit einer Aufnahme des Sonnenspektrums während der Messung angestrebt.

Die Potsdamer Untersuchungen wurden nun in Rußland, England und namentlich in Amerika zum Teil wiederholt und erfolgreich weitergeführt; sie haben Resultate gezeitigt, die selbst die kühnsten Erwartungen übertroffen haben.

Die Radialgeschwindigkeiten von einigen Hundert Sternen sind bereits bestimmt; die Sicherheit derselben ist bei Sternen mit linienreichem Spektrum so groß, daß die Werte einzelner Bestimmungen kaum 1 km voneinander abweichen. Die Zahl der Doppelsterne, die mit Hilfe des Spektroskops aufgefunden wurden (siehe weiter unten), beläuft sich schon jetzt auf mehr als 100.

Ehe wir eine Zusammenstellung der Radialbewegung einer größeren Anzahl von Sternen folgen lassen, möge hier noch auf die Fig. 173 hingewiesen werden, die eine Veranschaulichung der Linienverschiebung in einem Sternspektrum der II. Spektralklasse gibt und den in dem obigen Beispiel gemachten Annahmen und den drei Stellungen der Erde *A*, *B* und *C* gegen den Stern entspricht. In der Mitte jedes Streifens ist ein kleines Stück des Sternspektrums in der Nähe der Linie *H γ* zu sehen, und zwar als negative Photographie, wie man sie direkt erhält und zum Ausmessen verwendet. Die dunkeln Linien über und unter jedem Spektralstreifen sind die Linien des Vergleichsspektrums (Eisen und Wasserstoff). Das zur Darstellung gebrachte Stück des Spektrums würde auf den Originalplatten eines der größeren jetzt üblichen Sternspektralapparate 15mal kleiner sein.

In die folgende Tabelle sind nahezu alle Sterne aufgenommen worden, deren Radialgeschwindigkeiten bisher veröffentlicht worden sind. Fortgelassen sind nur mehrere schwache Sterne, die kein besonderes Interesse bieten, ferner einige hellere Sterne, für welche nur ungenaue Geschwindigkeitsmessungen vorliegen, und schließlich die spektroskopischen Doppelsterne, welche in dem Abschnitte über die Doppelsterne besprochen werden sollen. Die Sterne sind alphabetisch nach Sternbildern geordnet; der Stern Groombridge 1830, welcher im Großen Bären steht, ist zu den übrigen Sternen dieser Konstellation gesetzt worden.

Geschwindigkeiten im Visionsradius relativ zur Sonne.

(Positive Werte bedeuten eine Entfernung, negative eine Annäherung zwischen Stern und Sonne.)

β Andromedae	0 km	γ Aquilae	- 2 km	β Bootis	- 20 km
γ Andromedae	- 11 »	α Arietis	- 14 »	δ Bootis	- 13 »
ε Andromedae	- 84 »	ι Aurigae	+ 20 »	ε Bootis	- 15 »
α Aquilae	- 33 »	α Bootis	- 5 »	η Bootis	+ 12 »

ζ Cancri C	- 12 km	β Geminorum	+ 3 km	β Pegasi	+ 8 km
α Canis majoris	- 7 »	γ Geminorum	- 17 »	γ Pegasi	+ 5 »
β Canis majoris	+ 33 »	ε Geminorum	+ 13 »	ε Pegasi	+ 6 »
ε Canis majoris	+ 27 »	α Herculis	- 34 »	1 Pegasi	- 76 »
θ Canis majoris	+ 96 »	ι Herculis	- 16 »	α Persei	- 2 »
α Canis minoris	- 5 »	τ Herculis	- 13 »	ζ Persei	+ 22 »
α Cassiopejæ	- 3 »	102 Herculis	- 11 »	ξ Persei	+ 85 »
ε Cassiopejæ	- 6 »	γ Leonis	- 38 »	ρ Persei	+ 27 »
ζ Cassiopejæ	+ 3 »	ε Leonis	+ 6 »	α Phoenicis	+ 82 »
μ Cassiopejæ	- 97 »	η Leonis	+ 3 »	γ Piscium	- 11 »
α_1 Centauri	- 19 »	β Leporis	- 12 »	R Scuti	+ 42 »
α_2 Centauri	- 24 »	δ Leporis	+ 95 »	α Serpentis	+ 4 »
γ Cephei	- 41 »	β Librae	- 10 »	α Tauri	+ 55 »
η Cephei	- 87 »	α Lyrae	- 19 »	17 Tauri	+ 15 »
α Ceti	- 25 »	η Lyrae	- 9 »	19 Tauri	+ 3 »
σ Ceti	+ 66 »	β Ophiuchi	- 11 »	23 Tauri	+ 6 »
α Crateris	+ 47 »	67 Ophiuchi	- 3 »	25 Tauri	+ 15 »
α Cygni	- 2 »	α Orionis	+ 18 »	27 Tauri	+ 13 »
β Cygni	- 23 »	β Orionis	+ 21 »	α Ursae majoris	- 10 »
γ Cygni	- 4 »	γ Orionis	+ 18 »	θ Ursae majoris	+ 15 »
χ Cygni	0 »	ε Orionis	+ 27 »	ψ Ursae majoris	0 »
61 ₁ Cygni	- 62 »	ζ Orionis	+ 18 »	Groombridge 1830	- 95 »
61 ₂ Cygni	- 63 »	z Orionis	+ 17 »	γ Virginis	- 21 »
ε Delphini	- 26 »	φ^2 Orionis	+ 97 »	ε Virginis	- 10 »
γ Draconis	- 27 »	Bond 619 Orionis	+ 48 »		
ζ Draconis	- 14 »	Bond 640 Orionis	+ 20 »		

Zu einigen Sternen ist noch folgendes zu bemerken:

γ *Andromedae*. Die gegebene Radialgeschwindigkeit ist die des Hauptsternes A dieses dreifachen Systems.

ζ *Cancri C*. Frost und Adams fanden Ende 1902 wie Anfang 1904 denselben Wert für die Radialgeschwindigkeit. Dies ist von Interesse im Hinblick auf die später zu besprechenden Verhältnisse in dem dreifachen System ζ *Cancri*.

α *Canis majoris* (*Sirius*) und α *Canis minoris* (*Procyon*). Diese Sterne bilden, wie wir sehen werden, Doppelsternsysteme. Ihre Radialgeschwindigkeit muß daher langsam veränderlich sein und zwar in 50jähriger bezw. 40jähriger Periode. In der Tat sind diese Veränderungen auch schon konstatiert worden. Die in der Tabelle gegebenen Werte gelten bei *Sirius* für Anfang 1902, bei *Procyon* für Anfang 1897.

μ *Cassiopejæ* ist durch die große Radialbewegung interessant.

α *Centauri*. Da α_1 und α_2 *Centauri* ein Doppelsternsystem mit 81jähriger Umlaufzeit bilden, so müssen die Radialgeschwindigkeiten langsam variabel sein. Die angegebenen Werte gelten für Anfang 1904.

lind 9/8 km.

o Ceti und γ Cygni. Die Radialgeschwindigkeiten sind durch Messungen an den Linien des kontinuierlichen Spektrums gewonnen. Die überlagerten Emissionslinien ergeben abweichende Werte.

Orionsterne. Die Tabelle zeigt, daß eine ganze Anzahl von diesen Sternen ungefähr dieselbe Radialgeschwindigkeit hat. Es wird dadurch wahrscheinlich gemacht, daß sie in physischem Zusammenhange stehen. Auch der Orionnebel hat eine Radialgeschwindigkeit, die der der Sterne nahe gleich ist, nämlich + 17 km. Merkwürdig ist φ^2 Orionis durch seine enorme Geschwindigkeit von fast 100 km.

17, 19, 23, 25, 27 *Tauri* sind Plejadensterne. Ihre Radialgeschwindigkeiten sind ziemlich gleich, so daß auch hier die schon aus anderen Gründen sichere Zusammengehörigkeit der Sterne bestätigt wird.

Groombridge 1830. Die sehr große Radialgeschwindigkeit ist bemerkenswert. Auch die Eigenbewegung ist sehr groß, nämlich 7'05 im Jahr; die Parallaxe ist 0'13. Aus Eigenbewegung und Parallaxe ergibt sich als Geschwindigkeit senkrecht zur Gesichtslinie der Wert von 257 km, und da die Radialgeschwindigkeit 95 km beträgt, so ist die Geschwindigkeit im Raume (relativ zur Sonne) 274 km. —

Es ist leicht einzusehen, daß man ähnlich wie aus den Eigenbewegungen der Sterne, so auch aus ihren Radialgeschwindigkeiten die Lage des Apex, außerdem aber auch noch die Geschwindigkeit der Bewegung der Sonne bestimmen kann. Wären die Sterne unbewegt, so daß also ihre Radialgeschwindigkeit in bezug auf die Sonne nur durch die Bewegung der letzteren zustande käme, so würden sämtliche in der Nähe des Apex gelegenen Sterne sich uns zu nähern, sämtliche in entgegengesetzter Richtung gelegenen sich von uns zu entfernen scheinen. Man würde dann die Lage des Apex und die Geschwindigkeit der Sonne in aller Strenge berechnen können. Nun sind die Sterne selbst aber auch bewegt, und man muß daher bei der Berechnung des Apex und der Geschwindigkeit der Sonne wiederum die Hypothese machen, daß sich diese wirklichen Bewegungen der Sterne im Mittel aufheben.

Die erste derartige Bestimmung des Apex wurde von Kempf unter Benutzung der in Potsdam zuerst gemessenen Radialgeschwindigkeiten von etwa 50 Sternen ausgeführt. Diese Zahl von Sternen war aber zu gering, als daß die Resultate hätten zuverlässig sein können. Neuerdings fand Campbell aus den von ihm auf der Licksternwarte bestimmten Radialgeschwindigkeiten von 280 Sternen, deren Einzelwerte noch nicht publiziert sind, für die Elemente der Sonnenbewegung folgende Zahlen:

Rektaszension des Apex	277 ^o .5	280
Deklination	»	+ 20 ^o
Geschwindigkeit der Sonne	20 km.	

B. 516.

Mgl. N. 515

Hilfsaufg. d. Radialgeschw. u. Bewegung gen.

Bestimmung d. Apex

Die Rektaszension des Apex stimmt mit dem von Newcomb angenommenen Werte gut überein, die Deklination aber nicht; Campbells Wert der letzteren ist aber noch unsicher, da er bisher hauptsächlich nur Sterne der nördlichen Hemisphäre für seine Untersuchungen benutzen konnte. Um auch die Radialgeschwindigkeiten der Sterne der südlichen Halbkugel zu bestimmen, hat die Licksternwarte neuerdings eine Expedition nach Chile geschickt, deren Arbeiten bereits in vollem Gange sind.

Campbell ist gelegentlich seiner Berechnung des Apex der Sonnenbewegung zu dem interessanten Ergebnis gekommen, daß die schwächeren Sterne im Durchschnitt eine größere Geschwindigkeit im Visionsradius haben als die helleren. Eine Abhängigkeit zwischen Spektralklasse und Radialgeschwindigkeit zeigte sich dagegen nicht.

5. Doppelsterne.

Richtet ein Beobachter den Blick nach dem zweiten Sterne im Schwanze des Großen Bären, ζ Ursae majoris oder Mizar, so wird er dicht daneben ohne Mühe ein kleineres Sternchen erkennen, den Alkor, welchen die Araber el Suha, »den Vergessenen«, nannten; blickt er nach den Hyaden, so findet er ein ähnliches Doppelgestirn nahe westlich von Aldebaran, in ϑ_1 und ϑ_2 Tauri. Ein schärferes Auge schon gehört dazu, um die beiden nahe zusammenstehenden Sterne im Kopfe des Steinbockes, α_1 und α_2 Capricorni, einzeln wahrzunehmen; endlich gelingt nur dem scharfsichtigsten Auge die Trennung der beiden Sterne ϵ und δ Lyrae nahe der Wega. Nimmt man nun aber ein Fernrohr, selbst nur mit 20- bis 30facher Vergrößerung, so vermehrt sich für den Beobachter die Zahl solcher dicht beieinander stehender oder *Doppelsterne* in hohem Grade, und ihre Zahl nimmt um so mehr zu, je stärkere Mittel man benutzt, während die erstgenannten, schon dem bloßen Auge auffallenden im Fernrohr kaum mehr als Doppelsterne betrachtet werden können. In der Tat rechnet der Astronom zu den Doppelsternen im engeren Sinne nur die Tausende solcher Gebilde, deren scheinbarer Abstand nur wenige Sekunden (nicht über eine halbe Minute) beträgt. Manche von den Komponenten der für das bloße Auge doppelt erscheinenden Sterne läßt das Fernrohr als teleskopische Doppelsterne erkennen; so zeigt es Mizar als aus zwei Sternen in 14" Abstand bestehend, von denen Alkor fast 11' entfernt ist; die beiden Sterne ϵ und δ Lyrae trennen sich sogar in zwei Doppelsternpaare, deren einzelne Komponenten nur 2" bis 3" voneinander abstehen, während die beiden Paare 3' 23" voneinander entfernt sind.

Die außerordentliche Zahl von Doppelsternen, die das Fernrohr zeigt, führte W. Herschel, der ihnen zuerst seit 1779 in der Absicht, Fixsternparallaxen zu bestimmen (s. S. 207), seine Aufmerksamkeit zuwandte, zu

der Überzeugung, daß wir es hier nicht mit nur scheinbar an der Sphäre einander nahe stehenden Sternen zu tun hätten, sondern daß die allermeisten räumlich benachbart seien, daß zwischen ihnen ein inniger physischer Zusammenhang bestehen müsse, daß sie nicht optische, sondern physische Doppelsterne seien. Es gelang ihm in der Tat, dies bei einigen durch die Beobachtung nachzuweisen; als er nämlich, von solchen Gedanken geleitet, nach 20jähriger Unterbrechung in den ersten Jahren des neunzehnten Jahrhunderts die Messungen wiederholte, fand sich, daß nicht wenige der Komponenten ihre gegenseitige Stellung geändert hatten, und zwar in einer Weise, welche die Erklärung durch die Bewegung der einen um die andere als die weitaus wahrscheinlichste erscheinen ließ. Vor Herschel hatten zwar schon Michell in England und der Mannheimer Astronom Chr. Mayer auf die wahre Natur der Doppelsterne hingewiesen; ihre Ansichten waren aber nicht weiter bekannt geworden, auch hatten sie dieselben nicht durch die Beobachtung unterstützen und bekräftigen können. Ein vollkommen strenger Beweis war freilich auch Herschel nicht möglich, man mußte vielmehr sich zum Teil damals noch auf Wahrscheinlichkeitsbetrachtungen (Michell hatte nur diese seinen Folgerungen zugrunde gelegt) stützen. Es wird dies aus der beistehenden Fig. 174 ersichtlich. *A* und *B* seien die gegenseitigen Stellungen*) der beiden Komponenten eines Doppelsternes zu einer gewissen Zeit; nach einer Reihe von Jahren beobachtete man die Stellungen *A* und *B'*, also den Begleiter in der Richtung *BB'*, relativ zu *A*, fortgerückt. Diese Ortsveränderung kann einen doppelten Grund haben: entweder stehen die Sterne nur scheinbar an der Sphäre einander nahe, im Raume aber sehr weit hintereinander, bilden also einen optischen Doppelstern; dann hat Stern *B* relativ zu *A* eine Eigenbewegung, deren Richtung und Größe durch *BB'* gemessen wird; oder aber die Sterne sind physisch verbunden, stehen also auch im Raume einander nahe, dann beschreibt der Begleiter *B* um den Hauptstern *A* eine Bahn, und *BB'* ist das zurückgelegte Bahnstück. Eigenbewegungen erfolgen, wie wir oben sahen, in gerader, Bahnbewegungen aber in gekrümmter Linie. Eine dritte Beobachtung wird demnach über den Charakter des Doppelsternes entscheiden können; steht dann der Begleiter in *B''*, so ist die Bewegung krummlinig und das Sternpaar physisch verbunden; steht er dagegen in *B'''*, so daß *B'''B'* gleichgerichtet mit *B'B* ist, so ist das Paar nur ein optischer Doppelstern. Ein strenger Beweis für die physische

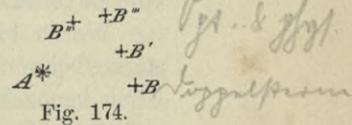


Fig. 174.

*) Man gibt bei Doppelsternen die relative Stellung der Komponenten durch Distanz und Positionswinkel an; erstere in Bogensekunden und deren Dezimalteilen, letzteren in Graden und deren Teilen, von Norden durch Osten, Süden, Westen gezählt.

Verbindung erfordert also im einzelnen Falle wenigstens drei Beobachtungen. Aber wenn wir auch nur die Gesamtzahl der teleskopischen Doppelsterne betrachten, so läßt sich mit Hilfe der Wahrscheinlichkeitsrechnung zeigen, wieviel Prozent davon physische, wieviel optische Doppelsterne sein werden. In der Tat sieht man leicht ein, daß ein nur optisch nahes Zusammenstehen bei hellen Sternen, die in geringer Anzahl über die ganze Himmelssphäre regellos zerstreut sind, eine sehr geringe Wahrscheinlichkeit hat, eine um so geringere, je heller die Sterne sind, und je näher sie stehen. So hat man gefunden, daß bis zu etwa 2" Distanz kein einziger optischer Doppelstern heller als 8. Größe am Himmel vorkommen wird, zwischen 2" und 4" Abstand erst einer, zwischen 12" und 16" erst fünf. Die Beobachtung hat nun aber in diesen Grenzen schon viele Hunderte kennen gelehrt; es läßt sich also annehmen, daß dieselben zum weitaus größten Teile wirklich physisch verbunden sind. Einen anderen Wahrscheinlichkeitsbeweis liefern die Eigenbewegungen. Viele der helleren Doppelsterne verändern ihren Ort an der Sphäre mit merklicher Geschwindigkeit; ist nun die Bewegung für Hauptstern und Begleiter gleich oder doch nahezu gleich, so wird man auch hieraus auf eine physische Verbindung schließen dürfen.

Waren bis zu Chr. Mayer nur einige wenige der hellsten Doppelsterne bekannt geworden — der erste, ζ Ursae majoris, wurde 1700 von Kirch beobachtet — und hatte der Mannheimer Astronom diese Zahl nur auf etwa 80 gebracht, so vermehrten Herschels Entdeckungen sie um fast 800. Er zählte sie aber nicht nur, sondern maß sie auch zuerst mikrometrisch, während noch Mayer nur Rektaszensions- und Deklinationsdifferenzen am Meridianinstrumente beobachtet hatte. Diese Messungen befähigten Herschel, 1802 der Royal Society über 50 Paare als physische Doppelsterne anzukündigen.

Doch auch Herschels Arbeiten wurden, so bedeutungsvoll und inhaltsreich sie waren, durch die von W. Struve in Dorpat bald übertroffen. Kurze Zeit nachdem Herschel seine dritte und letzte Reihe bekannt gemacht hatte, begann Struve mit dem neuen Dorpater Refraktor eine planmäßige Aufsuchung und Ausmessung aller Doppelsterne vom Nordpol bis — 15° Deklination, deren Komponenten weniger als 32" voneinander entfernt waren. Die Frucht seiner Bemühungen, die fast drei Lustra (1824 bis 1837) in Anspruch nahmen, waren die »Mensurae micrometricae«, das Fundamentalwerk der Doppelsternastronomie, welches hier dieselbe Rolle spielt, wie Bessels Fundamenta in der Stellarastronomie überhaupt und wie die Bonner Durchmusterung in der Statistik des Himmels, und in ähnlicher Weise wie diese für alle späteren Untersuchungen als Basis gedient hat. Die Mensurae enthalten die Messungen der Paare selbst — fast 11000 von

*Beispiel auf 300
Doppelsterne*

Struve

etwa 2700 Paaren — nebst wertvollen allgemeinen Untersuchungen und Beobachtungen der Größen und Farben der Komponenten; ein zweites, fast gleich bedeutendes Werk, die 1852 erschienenen »Positiones mediae«, gibt die genauen Örter der Hauptsterne sowie zahlreicher einfacher Sterne, also die Grundlagen für spätere Untersuchungen über Eigenbewegungen.

Auf W. Herschel und W. Struve fußt in bezug auf die Doppelsterne die neuere Zeit. Fast gleichzeitig mit letzterem und nicht weniger eifrig und glücklich widmete sich der große Sohn Wilhelm Herschels, John Herschel, den Doppelsternen; das beste Zeugnis seines rastlosen Eifers geben die sechs Kataloge nördlicher Doppelsterne, besonders aber der große Katalog südlicher, welche zusammen nicht weniger als 6600 solcher Objekte enthalten (4500 davon am nördlichen, 2100 am südlichen Himmel), von denen die meisten von J. Herschel entdeckt und — wenn auch nur genähert — gemessen wurden. Auch der Sohn Wilhelm Struves, Otto Struve, hat im Sinne und Geiste seines Vaters dessen Arbeiten über Doppelsterne fortgeführt und sich ihre sorgfältige Untersuchung und Ausmessung zum Lebensziel gesetzt.

Die Doppelsterne sind seit Herschel und Struve ein besonders gepflegtes Gebiet der beobachtenden Astronomie geworden: Mädler, Struves Nachfolger in Dorpat, Dawes in England, Dembowski in Gallarate bei Mailand, Dunér in Lund, Engelmann in Leipzig, Schiaparelli in Mailand u. a. haben durch sorgfältige Messung und zahlreiche Entdeckungen hier gewirkt. Unter den neueren Erforschern der Doppelsterne ist an erster Stelle Burnham zu nennen, der teils mit dem großen Refraktor der Licksternwarte, teils mit anderen Instrumenten beinahe 1300 Doppelsterne entdeckt hat. Ein besonderes Interesse erhielten die Doppelsterne, als sich bei der Vergleichung sehr genauer Messungsreihen von Bessel und W. Struve eigentümliche Unterschiede zwischen den Resultaten dieser beiden Beobachter herausstellten, die weit größer waren, als erwartet werden konnte, und auch hier eine Art von »persönlicher Gleichung« (vergl. S. 181) andeuteten. Diese systematischen Fehler, die auch hier hauptsächlich physiologischen Ursprunges sind und gänzlich vielleicht niemals fehlen, hat seitdem besonders O. Struve zum Gegenstande eingehender Studien gemacht. Ihre Ermittlung und Berücksichtigung ist in der Tat gerade bei den Doppelsternen von besonderer Bedeutung; denn die Bahnen, die diese umeinander beschreiben, erscheinen dem irdischen Beobachter so klein, daß schon sehr geringe Messungsfehler einen höchst bedeutenden Einfluß auf die Bahnbestimmung haben.

Als die Beobachtungen der zwanziger Jahre des vorigen Jahrhunderts eine entschiedene Bahnbewegung bei mehreren der älteren Herschelschen Doppelsterne anzeigten, mußte die Frage nach der Art dieser

Bewegung entstehen; und die Erforschung dieser Bewegung, die Untersuchung der gegenseitigen Beziehungen zwischen mehreren im Raum nahen, aber in außerordentlicher Entfernung von unserem Sonnensystem befindlichen Körpern ist es gerade, welche den Doppelsternen einen so wichtigen Platz in der Astronomie als Bewegungslehre anweist.

Lafubung.
 Daß das Newtonsche Attraktionsgesetz auch in jenen fernen Systemen gelte, konnte zwar nicht ernsthaft bezweifelt werden, falls es wirklich der Ausdruck eines allgemeinen Naturgesetzes ist, und jede der Methoden zur Bestimmung von Doppelsternbahnen, die seit Savary (1827), Encke (1830) und J. Herschel (1832) ersonnen und angewandt wurden, hat es daher als Prinzip zugrunde gelegt; immerhin mußte man wünschen, praktisch den Beweis seiner Gültigkeit beigebracht zu sehen. Seit jener Zeit hat es nun in allen Fällen seine Bestätigung erfahren, und Tisserand hat bewiesen, daß nur das Newtonsche Gravitationsgesetz die Bewegungen der Doppelsterne erklären kann. Allerdings werden bei diesem Beweise einige Voraussetzungen gemacht, die zwar fast selbstverständlich, aber doch nicht streng erwiesen sind. Auch muß bedacht werden, daß die Messungen der Doppelsterne im Verhältnis zur Größe der scheinbaren Bahn häufig ziemlich ungenau sind, so daß kleine Abweichungen von der Bewegung nach dem Newtonschen Gesetze leicht unbemerkt bleiben können.

*Körper, mit
Klein-Loch*
 Die Bestimmung der Bahn eines Doppelsternes erfordert, wie die einer Bahn im Sonnensystem, die Ermittlung einer gewissen Zahl konstanter Größen, der Elemente der Bahn; indessen nimmt die Aufgabe hier eine andere Form als dort an. Betrachten wir zunächst die absolute Bahnbewegung eines Doppelsternpaares um seinen gemeinschaftlichen Schwerpunkt, so weicht dieselbe von der elliptischen Bewegung eines Planeten um den Schwerpunkt des Sonnensystems darin ab, daß die Massen der Komponenten des Doppelsternes weit weniger voneinander verschieden sind, als die Massen der Sonne und irgend eines Planeten; der Schwerpunkt kann demnach bei jenen weit außerhalb des einen (Haupt-) Körpers liegen, und jeder der beiden Sterne wird um den gemeinsamen Schwerpunkt eine Ellipse beschreiben. Die Lage dieses Schwerpunktes wird von dem Verhältnisse der beiden Massen abhängen; da wir aber die Massen der Doppelsterne und daher auch die Lage des Schwerpunktes nicht kennen, so nehmen wir den helleren Stern als ruhend an und betrachten die relative elliptische Bahn des Begleiters um jenen ruhend gedachten. Diese Bahn wird der um den Schwerpunkt beschriebenen ähnlich sein.

Die von uns wahrgenommene Ellipse entsteht nun offenbar durch die Projektion der wahren Ellipse im Raume auf die Sphäre. Sei A

(Fig. 175) der Brennpunkt der wahren Ellipse EE , in welchem der ruhend gedachte Hauptstern steht. Legen wir senkrecht zur Gesichtslinie von der Erde nach dem Sterne, die durch die Richtung der Pfeile angedeutet ist, durch A eine Ebene, so wird $E'E'$ die scheinbare oder Projektionsellipse sein; die Mittelpunkte (C) beider Ellipsen fallen in gleiche Richtung, die Brennpunkte aber im allgemeinen nicht. B, B_1, \dots seien Örter des Begleiters zu verschiedenen Zeiten und B', B'_1, \dots deren Projektionen in der scheinbaren Ellipse; in der Richtung nach N liege der Nullpunkt der Zählung der Positionswinkel, NA sei also die Richtung eines Stundenkreises. Aus den beobachteten Abständen oder projizierten Radii vectores AB', AB'_1, \dots und den Positionswinkeln, welche dieselben mit AN einschließen, muß nun zuerst die scheinbare Ellipse und aus dieser dann die wahre Ellipse gefunden werden.

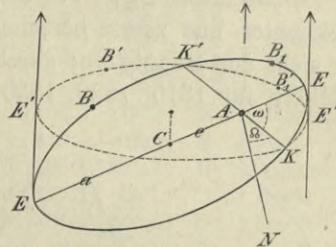


Fig. 175.

Die Elemente der letzteren sind, ähnlich wie bei einer Bahn im Sonnensystem, die, welche die Lage der Bahn im Raume und die, welche ihre Form und Größe bestimmen; erstere sind: die Länge des Knotens Ω oder der Positionswinkel der Richtung KK' , in welcher sich wahre und scheinbare Ellipse schneiden, ferner der Abstand ω des Periastrons vom Knoten, wie im Sonnensystem in der Bahn gezählt, endlich die Neigung i der wahren gegen die scheinbare Ellipse; letztere sind: die Exzentrizität e , die Umlaufszeit U , die halbe große Achse a in Sekunden und endlich die Epoche des Periastrondurchganges. Die Bewegung nennt man rechtläufig (direkt) oder rückläufig (retrograd), je nachdem sie im Sinne der Zählung der Positionswinkel, also von Norden durch Osten, Süden, Westen, oder umgekehrt erfolgt. Übrigens ist es klar, daß wir nicht wissen können, ob K der aufsteigende oder der absteigende Knoten ist, da z. B. das in der Fig. 175 rechts gezeichnete Stück der wahren Ellipse ebenso gut oberhalb als unterhalb der scheinbaren liegen kann*). Beträgt die Neigung nahe 90° , so wird sich der Begleiter in gerader Linie zu bewegen scheinen und von Zeit zu Zeit durch den Hauptstern verdeckt werden oder ihn verdecken. Solche Bedeckungen sind in der Tat schon bei mehreren Binären kurzer Umlaufszeit, wie 42 Comae Berenices und γ Lupi, beobachtet worden. Umlaufszeit und halbe große Achse sind bei den Doppelsternen, deren Massen unbekannt sind, voneinander

*) Erst durch die spektrographische Beobachtung der Radialgeschwindigkeiten ist es möglich geworden, den aufsteigenden Knoten vom absteigenden zu unterscheiden.

unabhängig; wir haben also hier ein Element mehr zu bestimmen als bei den Planetenbahnen. Andererseits wird aber die Aufgabe der Bahnbestimmung wesentlich dadurch vereinfacht, daß die Doppelsterne in so großer Entfernung stehen, daß die Ortsveränderung der Erde ohne Einfluß auf die scheinbare Bahnbewegung ist.

Beistehende Figur 176 stellt die wahre und die scheinbare Bahn des bekannten und zuerst berechneten Doppelsternes ξ Ursae majoris dar. In A steht der Hauptstern; durch die kleinen Kreise sind die Örter des Begleiters für 1815, 1820, 1830 bis 1875 in der scheinbaren, gestrichelten

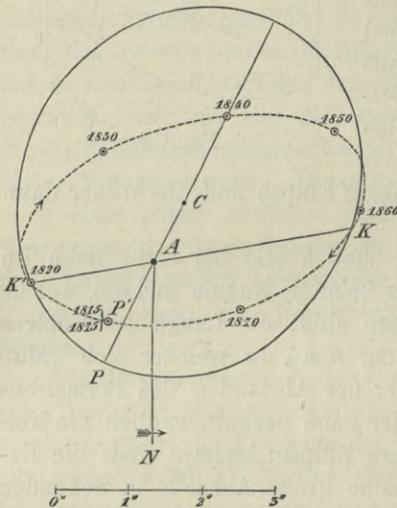


Fig. 176.

Ellipse angedeutet; P ist die Lage des wahren Periastrons, P' dessen Projektion in der scheinbaren Ellipse, KK' die Lage der Knotenlinie, N die Lage des Nullpunktes. Die Bewegung ist rückläufig.

Gegenwärtig sind ungefähr 12000 Doppelsterne bekannt; Hunderte von ihnen haben bereits eine relative Bewegung mit Sicherheit erkennen lassen, aber erst für wenige ist es gelungen, die Bahnelemente zu bestimmen. Für Doppelsterne mit mehr als 150 bis 200 Jahren Umlaufzeit ist eine einigermaßen genaue Bahnbestimmung noch nicht möglich, da bisher erst ein zu kleiner Teil ihrer ganzen Bahn beobachtet worden ist.

In der folgenden Tabelle, welche eine Übersicht über die bisher berechneten Bahnen gibt, beschränken wir uns daher auf Doppelsterne, deren Perioden kürzer als 150 Jahre sind. Aber auch von diesen sind einige fortgelassen worden, deren Elemente noch kein Vertrauen verdienen.

Über die Benennung der Doppelsterne ist zu bemerken, daß man sie, soweit sie nicht einen anderen Namen haben, durch den Namen des Entdeckers und die Nummer, welche sie in den von den Entdeckern aufgestellten Verzeichnissen tragen, bezeichnet. Für die Namen der Entdecker hat man Abkürzungen eingeführt; so bedeutet Σ Wilhelm Struve, $O\Sigma$ seinen Sohn Otto Struve, β Burnham usw. Diejenigen Doppelsterne, bei denen der Begleiter sich direkt bewegt, sind in der vorletzten Kolumne der Tabelle durch ein D, die retrograden durch ein R gekennzeichnet. Man sieht aus der Tabelle, daß beide Bewegungsrichtungen etwa gleich häufig vorkommen. Bei zwei Sternen der Tabelle, 42 Comae Berenices

und γ Lupi, ist die Bewegungsrichtung unentschieden, da ihre scheinbare Bahn, wie schon erwähnt, eine gerade Linie ist. Auffällig ist bei den meisten Bahnen die starke Exzentrizität.

58 Berechnete Doppelsternbahnen.

Stern	Periode in Jahren	Durchgang durch das Periastron	Halbe große Achse	Ex- zentrizität	Neigung	Knoten	Periastron vom Knoten	Richtung d. Bewegung	Berechner
δ Equulei A, B	5.70	1901.18	0''25	0.54	74°5	24°1	179°0	R	Hussey
α Pegasi	11.42	1896.03	0.42	0.49	81.2	116.2	89.2	R	See
ϵ Hydrae A, B	15.7	1901.1	0.24	0.68	35.5	109.5	264.7	D	Aitken
β 883	15.8	1890.6	0.24	0.36	41.3	177.1	49.1	D	Lewis
β 395 = 82 Ceti	16.3	1897.9	0.57	0.59	64.9	104.2	199.1	D	See
ζ Sagittarii	21.6	1899.9	0.58	0.19	69.4	78.8	5.1	R	Dobereck
9 Argus	22.0	1892.3	0.65	0.70	77.7	95.5	75.3	D	See
42 Comae Beren.	25.6	1885.7	0.64	0.46	90	11.9	280.5	—	See
85 Pegasi	25.7	1883.7	0.78	0.43	49.0	123.5	261.5	R	Burnham
β Delphini	27.7	1883.1	0.47	0.36	60.9	178.9	351.9	D	Aitken
20 Persei	27.7	1883.8	0.24	0.47	73.6	132.4	85.5	R	Burnham
β 612	30.0	1874.0	0.28	0.13	23.0	137.3	211.6	D	von Glasenapp
ζ Herculis	33.9	1898.1	1.40	0.56	50.3	41.0	258.5	R	Lewis
Σ 3121	34.0	1878.3	0.67	0.33	75.0	28.2	127.5	D	See
α Canis minoris	40.0	1891.0	5.84	0.45	33.1	108.3	106.4	D	See
η Coronae borealis	41.6	1892.5	0.92	0.27	58.5	27.1	217.6	D	See
μ^1 Herculis B, C	45.0	1879.8	1.39	0.22	64.3	61.4	180.0	D	See
τ Cygni	45.1	1892.3	0.97	0.20	52.2	158.8	144.5	R	Aitken
β 416	45.9	1891.6	1.93	0.62	49.7	135.7	291.4	R	Dobereck
Σ 2173	46.0	1869.5	1.14	0.20	80.8	153.7	322.2	R	See
$O\Sigma$ 269	48.8	1882.8	0.32	0.36	71.3	46.2	32.6	D	See
α Canis majoris	50.4	1894.3	7.43	0.60	39.9	44.1	212.2	R	Lohse
$O\Sigma$ 298	52.0	1883.0	0.80	0.58	60.9	1.9	26.1	D	See
γ Andromedae B, C	55.0	1892.0	0.35	0.82	76.6	113.5	158.8	R	Hussey
ζ Cancri A, B	60.0	1870.4	0.86	0.34	7.4	88.7	264.0	R	See
ξ Ursae majoris	60.0	1875.2	2.51	0.40	55.9	100.8	126.3	R	See
99 Herculis	63.0	1887.0	1.00	0.76	24.7	154.7	11.3	D	Aitken
$O\Sigma$ 235	66.0	1906.7	0.83	0.50	45.6	85.3	131.0	D	Hussey
γ Coronae borealis	73.0	1841.0	0.74	0.48	82.6	110.7	98.0	R	See
$O\Sigma$ 285	76.7	1882.5	0.40	0.47	42.0	62.2	162.2	R	See
$O\Sigma$ 234	77.0	1880.1	0.35	0.30	50.8	157.5	206.8	D	See
$O\Sigma$ 400	78.7	1885.7	0.57	0.40	68.6	140.5	13.7	R	Hussey
α Centauri	81.1	1875.7	17.70	0.53	79.3	25.2	52.0	D	See
γ Lupi	83.0	1845.0	1.10	0.70	90	93.5	90	—	See
γ Centauri	88.0	1848.0	1.02	0.80	62.1	4.6	194.3	R	See
70 Ophiuchi	88.4	1896.5	4.55	0.50	58.4	125.7	198.2	R	See
8 Sextantis	95.9	1896.1	0.52	0.47	31.8	125.2	291.4	R	von Glasenapp
$O\Sigma$ 82	97.9	1835.0	0.94	0.50	59.8	39.8	291.9	R	Hussey
φ Ursae majoris	99.7	1882.5	0.32	0.44	14.6	6.5	162.1	D	Dobereck

Stern	Periode in Jahren	Durchgang durch das Periastron	Halb- große Achse	Ex- zentrität	Neigung	Knoten	Periastron vom Knoten	Richtung d. Bewegung	Berechner
ξ Scorpii A, B	104.0	1864.6	1''36	0.13	70°3	9°5	111°6	D	See
Σ 3062	114.1	1836.9	1.49	0.44	47.5	43.6	101.4	D	Larson
ω Leonis	116.2	1842.1	0.88	0.54	63.5	146.7	124.2	D	See
Σ 228	123.1	1905.2	0.90	0.31	66.0	90.7	4.9	D	Doberck
Σ 1785	125.5	1904.8	2.18	0.64	34.8	137.0	220.3	D	Gore
4 Aquarii	129.0	1899.4	0.73	0.51	72.5	177.7	68.6	D	See
OΣ 4	135.2	1967.9	0.53	0.51	61.0	16.6	284.1	R	von Glasenapp
OΣ 20 = 66 Piscium	136.2	1901.4	0.48	0.42	16.1	103.7	167.8	R	von Glasenapp
36 Andromedae	137.5	1819.7	1.09	0.67	44.5	123.5	70.0	D	Lewis
ξ Bootis	140.8	1907.1	5.11	0.61	46.1	3.1	134.1	R	Doberck
Σ 1879	146.9	1865.0	0.92	0.58	67.8	64.0	222.8	R	Lewis

Über die wahren Dimensionen der Bahnen der Doppelsterne im gewöhnlichen Sinne wissen wir ebenso wenig als über ihre Massen; es gehört dazu die Kenntnis ihrer Entfernungen von unserem Sonnensystem, also die Kenntnis der Parallaxen, und diese sind, wie wir früher sahen, nur für äußerst wenige Sterne bekannt. Unter diesen befinden sich nur fünf Doppelsterne, deren Bahnelemente mit einiger Genauigkeit bestimmt sind, nämlich α Centauri, α Canis majoris (Sirius), α Canis minoris (Procyon), 70 Ophiuchi und 85 Pegasi; von einigen anderen Doppelsternen, deren Elemente noch unsicher sind, sehen wir ab. Die folgende Tabelle gibt für diese fünf Systeme die Parallaxe p , die Periode U in Jahren, die halbe große Achse der Bahn in Bogensekunden α und in Erdbahnhalfmessern a und endlich die Gesamtmasse M^* in Einheiten der Sonnenmasse.

	p	U	α	a	M^*	<i>Masse in Sonnen-</i>
α Centauri	0''75	81.1	17''70	23.6	2.0	51 : 49
α Canis majoris	0.37	50.4	7.43	20.1	3.2	24 : 1
α Canis minoris	0.30	40.0	5.84	19.5	4.6	5 : 1
70 Ophiuchi	0.19	88.4	4.55	23.9	1.7	4 : 1
85 Pegasi	0.06	25.7	0.78	13.0	3.3	5 : 3

Die für die Dimensionen und Massen der Systeme erhaltenen Werte sind noch ziemlich ungenau infolge der Unsicherheit der Größen, aus denen sie bestimmt sind. Es zeigt sich aber, daß keines der fünf Systeme eine größere Ausdehnung hat als unser Sonnensystem, in welchem der äußerste Planet, Neptun, 30 Erdbahnhalfmesser, Uranus 19 dieser Einheiten vom Zentralkörper entfernt ist.

*) Nach dem dritten Keplerschen Gesetze ist $a = M^{\frac{1}{3}} U^{\frac{2}{3}}$, oder da $a = \frac{\alpha}{p}$, so folgt die Masse $M = \frac{\alpha^3}{p^3 U^2}$.

Aus der Gesamtmasse des Systems die Massen der beiden Einzelkörper zu bestimmen, ist ohne weiteres nicht möglich. Ein Weg hierzu bietet sich aber dar, wenn man nicht nur die relative Bewegung der Komponenten umeinander, sondern auch die absolute Bewegung einer der Komponenten kennt, wie sie aus Meridianbeobachtungen oder aus mikrometrischen Anschlüssen an benachbarte, unbewegliche Sterne sich ableiten läßt. Man kann alsdann das Verhältnis der Abstände beider Komponenten vom Schwerpunkt des Systems und damit auch das Massenverhältnis berechnen; aus diesem und dem Wert der Gesamtmasse ergeben sich dann sofort die Werte der Einzelmassen. Derartige Untersuchungen sind für alle fünf oben angeführten Sterne angestellt worden. Die Massenverhältnisse sind hiernach bei:

α Centauri	51 : 49	nach Roberts
α Canis majoris	2.1 : 1	> Auwers
α Canis minoris	5 : 1	> See
70 Ophiuchi	4 : 1	> Prey
85 Pegasi	5 : 3	> Comstock.

Die Einzelmassen der Komponenten sind daher in Einheiten der Sonnenmasse bei α Centauri 1.02 und 0.98, bei Sirius 2.17 und 1.03, bei Procyon 3.83 und 0.77, bei 70 Ophiuchi 1.36 und 0.34, bei 85 Pegasi 2.06 und 1.24.

Ganz besonderes Interesse bietet die Geschichte der Erforschung von zwei unter diesen Systemen, nämlich dem des Sirius und dem des Procyon. Frühere Beobachter dieser Sterne hatten die Duplizität derselben nicht erkannt; aber schon im Jahre 1844 kündigte Bessel der astronomischen Welt an, die Sterne Procyon und Sirius seien vermutlich Doppelsterne, von denen uns aber nur die eine Komponente sichtbar sei. Aus der Vergleichung zahlreicher genauer Meridianbeobachtungen hatte er nämlich gefunden, daß die Eigenbewegung dieser beiden Sterne nicht regelmäßig, sondern veränderlich sei, und er zeigte nun, daß sich diese Veränderlichkeit am einfachsten und naturgemähesten aus der Einwirkung beträchtlicher dunkler Massen erklären lasse, die dem Procyon und dem Sirius relativ sehr nahe ständen. Das Neue und Überraschende dieser Annahme brachte ihr anfangs viele Gegner, wengleich Bessel schon vollkommen richtig erklärt hatte, es sei durchaus kein Grund vorhanden, das Leuchten für eine wesentliche Eigenschaft der Materie zu halten. Nach seinem Tode gelang es auch in der Tat C. A. F. Peters, die Richtigkeit der Besselschen Ansicht nachzuweisen und die ersten Bahnelemente des Sirius aufzustellen; ihre direkte Bestätigung fand sie in der optischen Entdeckung des Begleiters als eines Sternchens 8. bis 9. Größe, der nur infolge der großen Helligkeit des nahestehenden Sirius schwierig zu sehen war, durch

*Bestimmung
der Einzel-
massen.*

Luffel.

Peters

A. G. Clark in Cambridge (Mass.) im Januar 1862. Auwers, der sich am eingehendsten mit den Untersuchungen über veränderliche Eigenbewegungen beschäftigt hat, fand, daß die Ellipse, die der Sirius um den Schwerpunkt des aus ihm und seinem Begleiter bestehenden Systems beschreibt, eine halbe große Achse von $2''.4$ besitzt. In der Tabelle der Doppelsternbahnen haben wir nicht die Elemente dieser Ellipse, sondern die der relativen Bahn des Begleiters um den Hauptkörper gegeben. Beide Bahnen stimmen natürlich in allen Elementen außer der großen Achse und dem Abstände des Periastrons vom Knoten, der in beiden um 180° verschieden ist, überein.

Auch für Procyon hat Auwers eine Bahnbestimmung unternommen. Er fand, daß die Meridianbeobachtungen dieses Sterns sich darstellen ließen, wenn man annahm, daß er einerseits eine gleichförmige Eigenbewegung, andererseits eine Bewegung um eine mittlere Lage in einem Kreise von $1''$ Radius und mit einer Periode von 40 Jahren besäße (L. Struve fand später $0''.74$ als Radius dieses Kreises). Der Begleiter, durch dessen Anziehung diese letztere Bewegung hervorgerufen wird, hat sich lange Zeit allen Nachforschungen, die nach ihm mit den mächtigsten Instrumenten angestellt wurden, entzogen. Erst im Jahre 1896 gelang es Schaeberle, mit dem großen Refraktor der Licksternwarte in einer Distanz von $4\frac{1}{2}''$ vom Procyon ein Sternchen 13. Größe aufzufinden, das mit dem gesuchten Begleiter identisch ist. Seine Bahnelemente relativ zum Hauptstern sind in der Tabelle der Doppelsternbahnen gegeben. Sowohl bei Procyon als bei Sirius ist die Tatsache auffallend, daß die Massen von Hauptstern und Begleiter weit weniger verschieden sind, als man es nach dem großen Unterschied der Helligkeiten erwarten sollte.

Die Existenz eines störenden Körpers vermutet man auch in dem Doppelsternsystem 70 Ophiuchi, dessen Elemente, Dimensionen und Massenverhältnisse oben gegeben sind. Die an diesem System ausgeführten Messungen lassen sich nämlich durch die Annahme elliptischer Bahnbewegung nicht ganz darstellen. Prey, der neuerdings umfangreiche Untersuchungen über 70 Ophiuchi angestellt hat, sucht die beobachteten Störungen durch Annahme eines von den beiden sichtbaren Komponenten ziemlich weit entfernt stehenden dritten Sternes mit äußerst langsamer Bewegung zu erklären, doch haben seine noch nicht abgeschlossenen Rechnungen bisher nicht zu einem völlig befriedigenden Ergebnis geführt.

Auch ζ Herculis, dessen Elemente gleichfalls in der Tabelle gegeben sind, zeigt Bewegungsanomalien, die Lewis durch Annahme der Duplizität des Hauptsternes zu erklären sucht. Ein weiteres Beispiel für derartige Systeme bietet 61 Cygni, ein Doppelstern, der wegen seiner verhältnismäßig geringen Entfernung von uns (vgl. S. 208) und seiner starken Eigenbewegung Interesse verdient. Die beiden Komponenten dieses Systems

zeigen nur eine sehr geringe relative Bewegung, so daß die Umlaufszeit jedenfalls Hunderte von Jahren beträgt. Nun hat aber Wilsing durch Ausmessung photographischer Platten gefunden, daß der Abstand der beiden Komponenten sich periodisch um ganz geringe Beträge ändert, eine Erscheinung, die er durch Annahme eines dunklen Begleiters erklärte. Von anderer Seite ist die Richtigkeit der Deutung der beobachteten Abweichungen allerdings bestritten worden.

70 Ophiuchi, ζ Herculis und vielleicht auch 61 Cygni wären also hiernach dreifache Sterne, bei denen aber die dritte Komponente noch nicht gesehen worden ist. Es ist nun aber auch eine große Zahl von drei- und mehrfachen Sternen bekannt, bei welchen alle Komponenten sichtbar sind. Schon W. Struve führt in seinen *Mensuris micrometricis* 125 dreifache, 9 vierfache und 2 fünffache Sterne auf, bei denen die Distanz der Komponenten vom Hauptstern weniger als $120''$ beträgt; der bekannteste vielfache Stern ist das sogenannte Trapez im Orionnebel. Auch unsere Tabelle der Doppelsternbahnen enthält mehrere Beispiele für solche mehrfache Systeme, bei denen man die relative Bahn zweier Komponenten hat bestimmen können, z. B. ϵ Hydrae und ζ Cancri. Man bezeichnet in der Regel die Komponenten mehrfacher Sterne, um sie bequem zu unterscheiden, mit A, B, C, . . .

Die dreifachen Sterne bieten der mathematischen Analyse ganz besonders interessante Probleme dar, da bei ihnen das bisher mathematisch noch nicht gelöste »Problem der drei Körper« vorliegt. Da indessen die Bewegungen meist sehr langsame sind, so ist unsere Kenntnis von den dreifachen Systemen zur Zeit noch sehr beschränkt. Seeliger hat das System ζ Cancri einer genauen Untersuchung unterzogen, die zu höchst bemerkenswerten Ergebnissen geführt hat. Die Komponenten A und B dieses Systems stehen einander sehr nahe und beschreiben (vgl. die Tabelle der Doppelsternbahnen) in 60 Jahren einen Umlauf umeinander, ohne daß ihre Bewegung merklich durch die Anziehung der $5\frac{1}{2}''$ entfernten Komponente C gestört zu werden scheint. Letztere bewegt sich in der angegebenen Entfernung mit einer Umlaufszeit von etwa 700 Jahren um die Mitte von A und B, beschreibt aber gleichzeitig während dieser Bewegung eine Kreisbahn von $0''.2$ Radius und 18 Jahren Periode um eine mittlere Lage. Diese Anomalie in der Bewegung von C führte schon O. Struve zu der Vermutung, daß diese Komponente einen äußerst nahen, für uns nicht sichtbaren Begleiter besitzt, der nur durch seine Störungen merklich wird. Durch die Untersuchungen Seeligers ist diese Vermutung zur Gewißheit erhoben worden.

Außer Verbindungen zu zwei, drei und mehr einzelnen Sternen kennen wir auch eine Anzahl von Doppelsterngruppen, Paare, die auf relativ engem

3. Haupt Stern

Raume am Himmel einander nahe stehen. Das bekannteste System ist das schon erwähnte von ϵ und 5 Lyrae. Ein anderer, sehr merkwürdiger Komplex von sogar fünf Paaren besteht aus Σ 950, 951, 952, 3117, 3118; der Hauptstern des ersten Paares ist der Veränderliche *S Monocerotis*.

Es läßt sich kaum bezweifeln, daß auch derartige Doppelsternkombinationen im allgemeinen nicht nur optisch, sondern auch räumlich einander nahe stehen. Voraussichtlich wird es aber noch Jahrhunderte dauern, bis wir über die Bewegungsverhältnisse in diesen Systemen werden Aufschluß erhalten können.

Verteilung: Die Verteilung der Doppelsterne entspricht, wie zu erwarten, im großen und ganzen der Verteilung der einfachen Sterne; sie sind in und nahe der Milchstraße am häufigsten, an deren Polen am seltensten. Daß sich mitunter Stellen finden, wo Doppelsterne in Gruppen zusammenstehen, wurde schon erwähnt; in Struves Mensuris gibt es neun Beispiele dieser Art, wo zwei, vier Beispiele, wo drei, ein Beispiel, wo vier und eines, wo fünf Doppelsterne auf engem Raume zusammenstehen. — Das Verhältnis der Zahl der Doppelsterne zu der der einfachen ist für die helleren Sterne ein stärkeres als für die schwächeren; in der Tat finden sich unter den hellen Sternen auffallend viele doppelte, und bei der sehr großen Zahl von Doppelsternen, die man kennt, ist dies schwerlich nur zufällig oder scheinbar. Die erwähnte Erscheinung wird sich wohl dadurch erklären lassen, daß die schwächeren Sterne weiter von uns entfernt sind als die helleren und eine etwaige Duplizität daher bei den ersteren schwerer erkannt werden kann. Die Lage der Bahnebenen der Doppelsterne im Raume zeigt, soweit man dies bisher beurteilen kann, keine Gesetzmäßigkeit. Namentlich hat sich keine Beziehung der Lage der Bahnebenen zur Milchstraße feststellen lassen.

Farben: Hinsichtlich der Farben der Doppelsterne ist zu bemerken, daß sich dieselben von den Farben der anderen Sterne nicht unterscheiden, und daß die von einzelnen Beobachtern gesehenen grünen, aschfarbenen und anderen Nuancen auf Kontrastwirkungen zurückzuführen sind, welche verschwinden, sobald eine Komponente verdeckt wird. In der Mitte des vorigen Jahrhunderts legte man noch großes Gewicht auf die Farben der Doppelsterne, und der Physiker Doppler war der erste, der die Farbenverschiedenheit der Sterne und besonders der Doppelsterne zu erklären versuchte. Nach Analogie der Tonänderungen glaubte er, daß durch Bewegung eine Änderung der Farbe eines leuchtenden Körpers hervorgerufen werden könne. Wenn die Sterne nur Licht von einer Strahlengattung aussendeten, so wäre Dopplers Erklärung zwar richtig gewesen, man würde aber eine deutliche Farbenänderung immer nur unter der Annahme enormer Geschwindigkeiten erwarten können. Doppler wußte nun, daß

die himmlischen Objekte im allgemeinen nicht nur Licht von einer Strahlengattung aussenden, sondern ein ausgedehntes Spektrum besitzen; er glaubte aber an eine bestimmte Begrenzung dieses Spektrums und erklärte die Farbenänderung durch die Annahme, daß durch Verschiebung der Spektralfarben infolge der Bewegung ein kleinerer oder größerer Teil an der Grenze des Spektrums verloren gehen könne, vom roten Teil, wenn der Stern sich von uns fort bewegt, vom violetten Teil, wenn er sich auf uns zu bewegt. Die Veränderung der Farbe des Sterns selbst werde durch das veränderte Mischungsverhältnis der Spektralfarben hervorgebracht. Das Irrige dieser Ansicht liegt darin, daß das sichtbare Spektrum bei Verschiebung durch Bewegung stets wieder aus den unsichtbaren Teilen vom roten oder violetten Ende her ergänzt wird. Weiter erkannte man, daß derartige enorme Bewegungen von Tausenden von Kilometern, wie sie Doppler für möglich hielt, bei Weltkörpern nicht vorkommen, und der französische Physiker Fizeau war es, der darauf aufmerksam machte, daß durch Bewegungen wohl Verschiebungen der Spektrallinien, nicht aber tatsächliche Farbenänderungen resultieren könnten. Mit Recht wird daher vielfach das von uns schon oft erwähnte Dopplersche Prinzip in seiner Anwendung auf Licht das *Doppler-Fizeausche* genannt.

Radialgeschw.

Die Ermittlung der Radialgeschwindigkeiten der Doppelsterne nach dem Dopplerschen Prinzip ist von besonderer Wichtigkeit. Hat man nämlich für eine Komponente eines Doppelsternpaares die in Kilometern ausgedrückte relative Geschwindigkeit im Visionsradius in bezug auf die andere Komponente für irgend eine Zeit bestimmt, so kann man, wenn die Bahnelemente aus mikrometrischen Messungen bekannt sind, die absoluten Dimensionen der Bahn und damit auch die Parallaxe sowie die Gesamtmasse des Systems berechnen. Wir können also mit Sicherheit erwarten, daß wir auf diese Weise im Laufe der Zeit eine größere Anzahl von Doppelsternparallaxen werden feststellen können, die sich zum großen Teile der direkten Messung am Fernrohre oder auf der photographischen Platte entziehen würden. Bisher ist, da teils die Bahnen der Doppelsterne, teils ihre relativen Radialgeschwindigkeiten noch nicht hinreichend genau bekannt sind, diese Methode nur auf wenige Systeme angewandt worden. Bei α Centauri fand Wright anfangs 1904 die relative Radialgeschwindigkeit der Komponenten zu 5.17 km; daraus ergab sich unter Zugrundelegung der bekannten Bahnelemente die halbe große Achse zu 23.1 Sonnenweiten, die Parallaxe zu 0".76, die Gesamtmasse zu 1.9 Sonnenmassen, Resultate, die mit den oben (S. 532) auf andere Weise abgeleiteten in schönster Übereinstimmung sind. Für δ Equulei fand Hussey die halbe große Achse gleich 4 Sonnenweiten, die Parallaxe zu 0".07, die Gesamtmasse gleich 2 Sonnenmassen. Bei einigen anderen

Systemen mit langer Periode sind die Bahnelemente noch zu ungenau, als daß die für Parallaxe und Masse berechneten Werte Vertrauen verdienen könnten.

In der Regel kann man nun bei den Doppelsternen wegen der Lichtschwäche der Begleiter nur die Radialgeschwindigkeit der helleren Komponente, nicht aber ihre relative Geschwindigkeit zu der schwächeren messen. In diesem Falle kann man die Parallaxe des Systems nur dann berechnen, wenn man zugleich auch die scheinbare Bewegung der helleren Komponente um den Schwerpunkt des Systems ermittelt hat, wie dies z. B. bei Sirius, Procyon, ζ Herculis geschehen ist. Die so gefundenen Parallaxen sind aber noch ziemlich unzuverlässig, da die zugrunde gelegten spektrographischen Beobachtungen sich noch nicht über genügend lange Zeiten erstrecken.

Spektroskopische Doppelsterne. Bei Gelegenheit der ersten Versuche, Geschwindigkeitsbestimmungen im Visionsradius auszuführen, machte Vogel schon im Jahre 1873 darauf aufmerksam, daß bei dem bekannten veränderlichen Stern Algol (s. Abschnitt 6), dessen regelmäßige Lichtkurve es nahe legte, die Ursache der Veränderlichkeit in einer zeitweisen Verfinsternung durch einen umlaufenden Körper zu suchen, eine periodische Linienverschiebung im Spektrum des hellen Körpers zu erwarten sei. Aus der Lichtkurve ging nämlich hervor, daß der verdunkelnde Körper an Volumen und daher wahrscheinlich auch an Masse von dem leuchtenden nicht sehr verschieden sein könne, der gemeinsame, zwischen beiden Körpern gelegene Schwerpunkt des Systems demnach noch außerhalb des hellen Körpers liegen und letzterer daher eine merkbare Bewegung um diesen Schwerpunkt ausführen würde. Später sind von Pickering aus den Lichtverhältnissen im Minimum und Maximum die Elemente des Doppelsternes abgeleitet worden. Es ergab sich hierbei ein so geringer Abstand der beiden Körper, daß man in die Stabilität eines solchen Systems Zweifel setzte und anderweitige Erklärungen zu suchen bestrebt war.

Erst durch die am Schlusse des vorigen Abschnitts besprochene spektrographische Methode zur exakten Ermittlung der Eigenbewegung der Fixsterne im Visionsradius war es möglich, den Nachweis für die Richtigkeit der früheren Ansicht zu erbringen, die Doppelsternnatur Algols und damit gleichzeitig die sämtlicher Veränderlicher vom Algoltypus nachzuweisen.

Die von Vogel und Scheiner ausgeführten Messungen an den in den Jahren 1888 bis 1891 in Potsdam erhaltenen Aufnahmen vom Spektrum Algols ergaben eine Bahngeschwindigkeit des hellen Sterns um den gemeinsamen Schwerpunkt des Systems von 41 km. Unter der Annahme, daß der dunkle oder schwächer leuchtende Begleiter dieselbe Dichtigkeit

wie der hellere Stern besitzt, ließen sich dann unter Zugrundelegung der aus den Beobachtungen über den Lichtwechsel des Sterns angenommenen Daten: Verhältnis der Helligkeit zur Zeit des Maximums und zur Zeit des Minimums 2.8:1, Dauer der Verfinsterung 9^h, Periode des Lichtwechsels 2^d.867, weitere Berechnungen anstellen. Aus der Periode und der ermittelten Bahngeschwindigkeit ergibt sich zunächst unter der zulässigen Annahme einer Kreisbahn der Abstand vom Schwerpunkt zu 1620000 km und weiter:

Bahngeschwindigkeit des dunklen Begleiters	80 km
Durchmesser des Hauptsterns	2 130 000 »
Durchmesser des Begleiters	1 700 000 »
Entfernung der Mittelpunkte der Körper	4 800 000 »
Geringster Abstand der Oberflächen beider Körper	2 880 000 »

Auch die Masse des Systems läßt sich berechnen; sie beträgt 0.55 der Sonnenmasse, die der Komponenten 0.36 bzw. 0.19 der Sonnenmasse. Auffällig ist die auch unter anderen plausiblen Annahmen resultierende sehr geringe Dichtigkeit der Körper, die nur $\frac{1}{10}$ der Dichtigkeit der Sonne ist.

In neuester Zeit ist mit Hilfe eines Spektrographen am großen Potsdamer Refraktor von Hartmann eine Neubestimmung der Bewegung Algols ausgeführt worden, welche sich auf eine größere Anzahl über alle Teile der Bahn verteilter Beobachtungen stützt. Es ergab sich für die mittlere Bahngeschwindigkeit des helleren Körpers 42.4 km, für den mittleren Abstand vom Schwerpunkt 1670000 km. Die Bahn besitzt die geringe Exzentrizität von 0.014. Die oben angegebenen hypothetischen Werte werden durch die Neubestimmung nicht wesentlich modifiziert.

Es ist nun ohne weiteres einleuchtend, daß derartige Doppelsterne für uns nur dann Veränderliche sind, wenn ihre Bahnebene nahe durch unsere Erde geht, so daß totale oder teilweise Bedeckungen der beiden Komponenten stattfinden. Sind die Bahnen so geneigt, daß die Körper aneinander vorbeigehen, ohne sich zu bedecken, so ist ein Lichtwechsel ausgeschlossen. Dieser Fall ist aber der wahrscheinlichere, und so konnte man schließen, daß auch unter den Sternen von konstanter Helligkeit noch manche so enge Doppelsterne wie Algol sich befinden würden. In der Tat gelang es Vogel auch bald, in Spica (α Virginis) einen zweiten ähnlichen Doppelstern zu finden.

Auf der Sternwarte des Harvard College waren nahe zu derselben Zeit, wo die Entdeckung Algols als Doppelstern gelang, auf Pickerings Veranlassung photographische Aufnahmen der Spektren von einer großen Anzahl von Sternen gemacht worden, deren Untersuchung ebenfalls zur

Entdeckung einer besonderen Art von äußerst engen Doppelsternen führte, die sich dadurch bemerkbar machen, daß zeitweise eine Verdoppelung der Linien des Spektrums auftritt. Sind nämlich beide Komponenten eines engen Doppelsterns hell, und fällt der Visionsradius nahezu in die Bahnebene des Systems, so wird, unter Annahme einer Kreisbahn, die eine Komponente sich am stärksten auf die Erde zu bewegen, die andere gleichzeitig sich von der Erde fort bewegen, wenn die Verbindungslinie beider Komponenten senkrecht zum Visionsradius steht. Die Linien des Spektrums einer jeden Komponente werden nach Violett bzw. nach Rot verschoben erscheinen, und wenn die Spektren beider Sterne gleich sind, erscheint an der Stelle jeder Linie eine Doppellinie; aus der Distanz der Komponenten der Doppellinien lassen sich die relativen Radialgeschwindigkeiten der Körper in ihrer Bahn ohne weiteres bestimmen. Fällt jedoch die Verbindungslinie der Komponenten mit der Gesichtslinie zusammen, so fallen auch die Spektren beider Körper genau aufeinander, und die Linien erscheinen einfach. Bei elliptischen Bahnen werden diese Verhältnisse weniger leicht übersichtlich.

Nur bei derartig zusammengesetzten Systemen ist es möglich, Bewegungsbestimmungen durch bloße Aufnahmen von Spektren ohne Vergleichsspektren auszuführen, und die Sterne β Aurigae und ζ Ursae majoris, bei denen beide Komponenten nahezu gleich hell sind und genau dasselbe Spektrum zeigen, wurden durch die periodische Linienverdoppelung als Doppelsterne erkannt. Ein Auflösen dieser Sterne in Doppelsterne durch direkte Beobachtungen ist selbst mit den mächtigsten Instrumenten der Gegenwart ganz ausgeschlossen. Diese engen Doppelsterne, bei denen entweder beide Komponenten hell sind oder nur eine Komponente Licht aussendet, sind eben nur mit Hilfe des Spektroskops zu erkennen, und die Bezeichnung »spektroskopische Doppelsterne« hat sich für dieselben sehr bald eingebürgert.

Auf diese ersten folgte nach einigen Jahren durch die Untersuchungen Campbells auf der Lick-Sternwarte eine große Reihe weiterer Entdeckungen, und gegenwärtig ist durch die Bemühungen verschiedener Institute, die sich mit spektrographischen Bestimmungen der Geschwindigkeit von Sternen in der Gesichtslinie befassen, namentlich auch durch Frost auf dem Yerkes-Observatorium, die Zahl der bekannten spektroskopischen Doppelsterne auf über hundert angewachsen. Wenn man bedenkt, daß bei der spektrographischen Methode der Betrag der Verschiebung der Spektrallinien durch Bahnbewegung um so geringer sein wird, je kleiner der Winkel (i) ist, den der Visionsradius mit der Senkrechten auf der Bahnebene einschließt, und daß diese Methode ganz versagt, wenn der Visionsradius nahezu senkrecht auf der Bahnebene steht ($i = 0$), und wenn man ferner in Betracht

zieht, daß zur Zeit erst etwa 400 Sterne auf Bewegung untersucht worden sind, so muß uns der große Prozentsatz von spektroskopischen Doppelsternen in Erstaunen versetzen.

Wir lassen hier nun eine Zusammenstellung von Bahnelementen spektroskopischer Doppelsterne folgen, soweit sie bisher berechnet worden sind.

18 Sterne	Geschw. des Systems rel. zur \odot	A	B	Periode in Tagen	$a \sin i$	e	ω	Berechner
	km	km	km		km			
η Aquilae	- 14	24	16	7.176	1 726 000	0.49	69°	Wright
α Aurigae	+ 30	26	26	104.022	36 848 000	0.02	117	Campbell u. Reese
β Aurigae	- 20	112	112	3.960	6 000 000	0.00	—	Vogel
δ Cephei	- 19	21	20	5.37	1 300 000	0.51	272	Belopolsky
χ Draconis	+ 32	15	21	281.8	62 020 000	0.42	119	Wright
α_2 Geminorum	- 4	36	30	2.934	1 337 000	0.12	80	Belopolsky
ζ Geminorum	+ 7	16	11	10.154	1 798 000	0.22	333	Campbell
β Lyrae	- 15	182	180	12.908	32 000 000	0.07	83	Belopolsky
δ Orionis	+ 23	111	91	5.732	7 907 000	0.10	339	Hartmann
η Orionis	+ 35	146	143	7.990	15 901 000	0.02	42	W. Adams
η Pegasi	+ 4	17	12	818	157 800 000	0.15	6	Campbell u. Crawford
ι Pegasi	- 4	48	48	10.213	6 740 000	0.01	252	H. Curtis
β Persei	+ 10	42	42	2.867	1 670 000	0.01	85	Hartmann
σ Persei	0	110	110	4.39	6 640 000	0.00	—	Vogel
W Sagittarii	- 29	22	17	7.595	1 930 000	0.32	70	R. Curtiss
ζ Ursae majoris	- 14	128	149	20.54	33 000 000	0.52	98	Vogel
α Ursae minoris	variabel	3	3	3.968	160 000	0.20	114	Hartmann
α Virginis	- 15	91	91	4.013	5 040 000	0.00	—	Vogel.

A ist der größte positive, B der größte negative Wert der Radialgeschwindigkeit nach Abzug der Bewegung des Schwerpunkts. a ist die halbe große Achse, i der Winkel, den die Senkrechte auf der Bahnebene mit dem Visionsradius einschließt, e die Exzentrizität der Bahn und ω der Abstand des Periastrons vom Knoten.

Hierzu wird im einzelnen folgendes bemerkt:

η Aquilae, δ Cephei, ζ Geminorum und W Sagittarii sind optisch veränderliche Sterne. Bei ihnen stimmt die Periode der Bahnbewegung mit derjenigen des Lichtwechsels überein. Weitere Beziehungen zwischen Bahnbewegung und Lichtwechsel haben sich aber bisher nicht erkennen lassen; vor allem ist es nicht angängig, den letzteren durch eine Verfinsterung des hellen Sternes durch seinen Begleiter zu erklären, denn das Minimum der Helligkeit findet nicht statt, wenn man es der Bahnlage nach erwarten sollte. Bei ζ Geminorum und W Sagittarii zeigen sich merkwürdige Störungen in der Bahnbewegung. Diese spektroskopischen Doppelsterne bieten also viel Rätselhaftes.

α Aurigae. Das Spektrum des Hauptsternes dieses Systems gehört

der II. Spektralklasse an, das des Begleiters stellt einen Übergang von der I. zur II. Klasse dar. Die angegebene Bahn ist die des Hauptsternes um den Schwerpunkt. Campbell hat durch Messung der Linienverschiebung des Begleiters gefunden, daß das Massenverhältnis beider Sterne 1.3 : 1 ist.

β Aurigae, ζ Ursae majoris. Die Komponenten jedes dieser beiden Systeme sind gleich hell und besitzen dasselbe Spektrum (Ia), so daß, wie oben bemerkt, infolge der Bahnbewegung Linienverdoppelung in den Spektren auftritt. In dem oberen Teil der nachstehenden Figur 177 ist ein Stück des Spektrums von β Aurigae nach in Potsdam ausgeführten photographischen Aufnahmen abgebildet zur Zeit, wo die Linien einfach erschienen (1901 Sept. 24.6), in dem unteren Teile, wo die Linien verdoppelt sind (1901 Sept. 25.6). Die Zeit der Konjunktion beider Kompo-

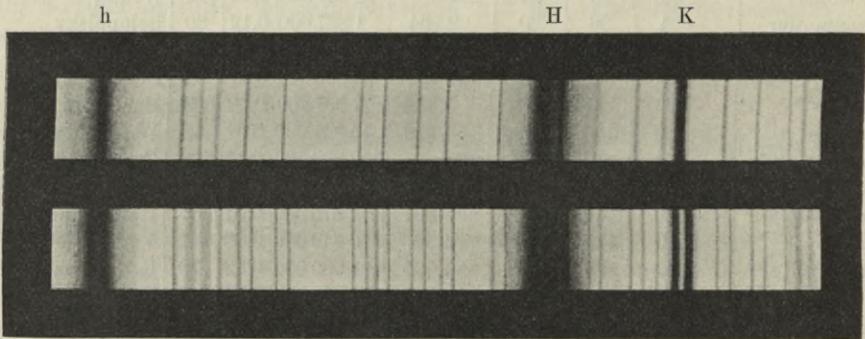


Fig. 177.

ponenten ist aus einer großen Anzahl von Beobachtungen zu 1904 Jan. 27.75 M.E.Z. abgeleitet worden.

Bei ζ Ursae majoris sind die angegebenen Bahnelemente die der relativen Bahn der einen Komponente um die andere, während alle anderen in der Tabelle gegebenen Elemente sich auf die Bewegung des Hauptkörpers des betreffenden Systems um den Schwerpunkt beziehen. Fig. 178 gibt eine graphische Darstellung der relativen Geschwindigkeiten der beiden Komponenten von ζ Ursae majoris nach Vogels Messungen. Die eigentümliche Form der Kurve ist eine Folge der großen Exzentrizität (0.52) der Bahn; der starke Abfall von + 128 km bis auf - 149 km in der Zeit von 4 Tagen mag die Veranlassung dazu gegeben haben, daß über ein Jahrzehnt nach der Entdeckung noch völliges Dunkel über dieses System geherrscht hat. Der Durchgang durch die Null-Lage bei dem starken Abfall der Kurve fand 1901 März 28.825 M.E.Z. statt,

α_2 Geminorum, die schwächere Komponente des Doppelsternes

α Geminorum (Castor), ist selbst wieder ein spektroskopischer Doppelstern, der in seiner Bahnbewegung interessante Störungen zeigt. Die Apsidenlinie bewegt sich nämlich in etwa 4 Jahren einmal durch die ganze Bahn, vermutlich infolge einer Abplattung der beiden Komponenten. Der angegebene Wert gilt für 1896.0. Auch der Hauptstern α_1 Geminorum ist nach den neuesten Untersuchungen Campbells ein spektroskopischer Doppelstern, so daß wir es hier mit einem vierfachen Stern zu tun haben.

β Lyrae. Das Spektrum dieses auch optisch veränderlichen Sternes besteht aus hellen und dunklen Linien auf kontinuierlichem Grunde, die während des Lichtwechsels sehr komplizierte, noch nicht befriedigend er-

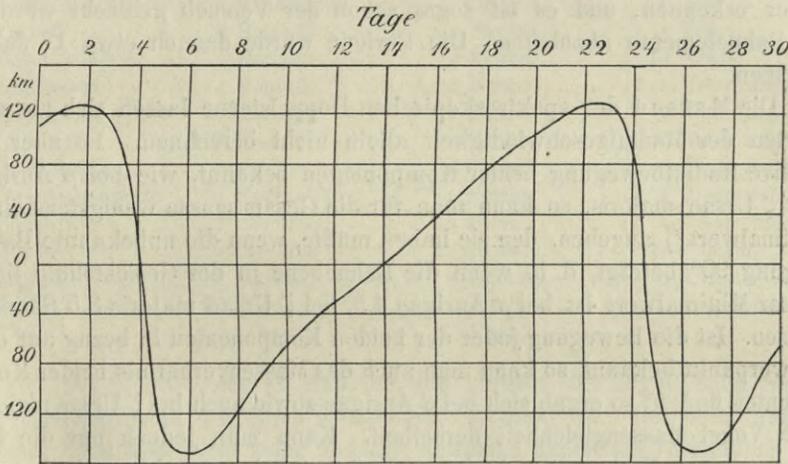


Fig. 178.

klärte Änderungen ihrer Lage und ihres Aussehens erleiden. Die angegebene Bahn ist lediglich aus den Verschiebungen der Magnesiumlinie λ 4481 abgeleitet. Die Periode ist gleich der des Lichtwechsels. Die helle F -Linie ergibt eine etwa halb so große Bahn, scheint also der zweiten Komponente anzugehören. Die Verhältnisse in diesem System sind aber, wie gesagt, noch gänzlich unklar.

α Ursae minoris (Polaris) bietet ganz besonderes Interesse. Die Veränderlichkeit seiner Radialbewegung wurde von Campbell entdeckt. Der Stern beschreibt, wie die Tabelle zeigt, in etwa 4 Tagen eine Bahn um den Schwerpunkt des aus ihm und einem uns unsichtbaren Begleiter bestehenden Systems. Der Schwerpunkt selbst hat ebenfalls wieder eine veränderliche Radialgeschwindigkeit. Dieselbe betrug:

1888	Nov.	— 25	km	nach	Vogel u.	Scheiner
1896	Okt.	— 18	»	»	Campbell	
1899	Aug.	— 12	»	»	Campbell	
1900	Nov.	— 12	»	»	Hartmann	
1901	Jan.	— 13	»	»	Hartmann	

Hiernach muß man annehmen, daß zu dem System noch ein dritter Körper gehört, um welchen der Polarstern mit seinem Begleiter langsam eine Bahn beschreibt. Wahrscheinlich wird man diese Bewegung auch aus direkten Messungen bestimmen können, da sie sich durch eine kleine, periodisch veränderliche Bewegung des Polarsterns verraten muß. Schon die bisherigen Beobachtungen lassen eine derartige Bewegung ziemlich sicher erkennen, und es ist sogar schon der Versuch gemacht worden, die Bahnelemente abzuleiten. Die Periode würde danach etwa 17 Jahre betragen.

Die Massen der spektroskopischen Doppelsterne lassen sich aus den Werten der Radialgeschwindigkeit allein nicht berechnen. Ist aber die relative Radialbewegung beider Komponenten bekannt, wie bei β Aurigae und ζ Ursae majoris, so kann man für die Gesamtmasse wenigstens einen Minimalwert*) angeben, den sie haben müßte, wenn die unbekanntene Bahnneigung 90° beträgt, d. h. wenn die Bahnebene in der Gesichtslinie liegt. Dieser Minimalwert ist bei β Aurigae 4.5, bei ζ Ursae majoris 3.5 Sonnenmassen. Ist die Bewegung jeder der beiden Komponenten in bezug auf den Schwerpunkt bekannt, so kann man auch das Massenverhältnis beider Komponenten finden; so ergab sich bei β Aurigae sowie auch bei ζ Ursae majoris nach Vogel Massengleichheit derselben. Kann man jedoch nur die Bewegung einer Komponente in bezug auf den Schwerpunkt ermitteln, wie es bei allen Systemen der Fall ist, bei denen nur das Spektrum einer Komponente zu sehen ist, so kann ohne besondere Hypothesen nichts weiter abgeleitet werden.

Schließlich geben wir noch ein Verzeichnis von spektroskopischen Doppelsternen, deren Elemente noch nicht bestimmt sind.

*) Nach dem dritten Keplerschen Gesetze ist $\frac{a^3}{(M+m)T^2} = \frac{a_1^3}{(M_1+m_1)T_1^2}$, wo a und a_1 die halben großen Achsen der Erdbahn bzw. der Bahn des Doppelsterns bedeuten, T und T_1 die Umlaufzeiten der Erde um die Sonne bzw. der einen Komponente des Doppelsterns um die andere sind. Setzt man $M+m=1$, so folgt $M_1+m_1 = \frac{a_1^3 T^2}{a^3 T_1^2}$. a_1 ist unbekannt; wir kennen nur $a_1 \sin i$, und es ist daher der für M_1+m_1 resultierende Wert durch $\sin^3 i$ zu dividieren.

α Andromedae	α Coronae borealis	δ Librae	S Sagittae
η Andromedae	γ Corvi	ε Librae	μ Sagittarii
λ Andromedae	σ_1 Cygni	β Lupi	τ Sagittarii
ν Andromedae	57 Cygni	θ^1 Lyrae	ν Sagittarii
\omicron Andromedae	β Doradus	S Monocerotis	X Sagittarii
π Andromedae	α Draconis	θ^1 Orionis	Y Sagittarii
δ Aquilae	θ Draconis	θ^2 Orionis	β Scorpil
θ Aquilae	ω Draconis	ι Orionis	λ Scorpil
18 Aquilae	h Draconis	ν Orionis	μ^1 Scorpil
ι Argus	α Equulei	ξ Orionis	π Scorpil
β Arietis	δ Equulei	\omicron Orionis	σ Scorpil
ε Aurigae	ν Eridani	π^4 Orionis	β Scuti
ζ Aurigae	α_1 Geminorum	π^5 Orionis	2 Scuti
d Bootis	η Geminorum	σ Orionis	ζ Tauri
9 Camelopardali	σ Geminorum	ψ Orionis	λ Tauri
z Cancri	β Herculis	z Pavonis	τ Tauri
γ Canis minoris	ε Herculis	z Pegasi	20 Tauri
β Capricorni	ζ Herculis	β Persei	ε Ursae majoris
ε Capricorni	u Herculis	ε Persei	ξ Ursae majoris
7 Carinae	113 Herculis	\omicron Persei	τ Ursae majoris
ξ Cassiopejae	ε Hydrae	φ Persei	ω Ursae majoris
1 Hev. Cassiopejae	η Hydrae	τ Persei	β Ursae minoris
ζ Centauri	2 Lacertae	g Persei	ε Ursae minoris
β Cephei	6 Lacertae	12 Persei	w Velorum
π Cephei	\omicron Leonis	η Piscium	η Virginis
δ Ceti	93 Leonis	ξ Piscium	T Vulpeculae
ξ_1 Ceti	α Librae	V Puppis	

Es sei hierzu bemerkt, daß bei den meisten der angeführten Sterne nur das Spektrum der einen Komponente sichtbar ist. Bei einer ganzen Anzahl aber sind mehr oder weniger deutliche Anzeichen vorhanden, daß auch die zweite Komponente hell ist, so daß sich auch von ihr herrührende Spektrallinien erkennen lassen. Zuweilen kommt es vor, daß die beiden Komponenten verschiedene Spektren haben, wie wir es bei α Aurigae erwähnt haben, und wie es z. B. auch bei ε Aurigae der Fall ist.

Ziemlich selten ist die Erscheinung, daß beide Komponenten identische Spektren haben und gleich hell oder doch nicht sehr in der Helligkeit verschieden sind. Es treten alsdann regelmäßige Linienverdopplungen auf, so bei β Aurigae und ζ Ursae majoris. Weitere Beispiele dieser Art sind der optische Veränderliche V Puppis (Periode 3.115 Tage, Maximum der relativen Radialgeschwindigkeit der einen Komponente in bezug auf die andere 610 km), μ^1 Scorpil (Periode 1.446 Tage, Maximum der relativen Radialgeschwindigkeit 460 km) und δ Equulei. Bei letzterem Stern können die beiden Komponenten auch direkt im Fernrohr getrennt gesehen werden; er ist, wie wir sahen, ein Doppelstern mit 5.7 Jahren Umlaufzeit, und die Spektren der beiden sehr dicht beiein-

ander stehenden Komponenten werden im Spektrographen nicht mehr getrennt, sondern lagern sich übereinander. δ Equulei ist demnach zugleich ein Doppelstern im alten Sinne und ein spektroskopischer Doppelstern, bildet also ein Bindeglied zwischen diesen beiden nur graduell verschiedenen Klassen von Sternsystemen. Bei ϵ Hydrae, der (vgl. die Tabelle der Bahnelemente der Doppelsterne) eine Umlaufszeit von 15.7 Jahren hat, liegen die Verhältnisse ganz ähnlich. Es ist aber noch nicht sicher festgestellt, ob die Veränderlichkeit der Radialbewegung dieses Sternes ihren Grund in der uns sichtbaren Umlaufsbewegung hat, oder ob noch ein weiteres Glied in diesem System angenommen werden muss. Das letztere ist bei dem Doppelstern α Pegasi der Fall, bei dem die eine uns sichtbare Komponente ein spektroskopischer Doppelstern mit einer Periode von wahrscheinlich 6 Tagen ist.

Von den Sternen unserer Liste sind optische Veränderliche außer V Puppis noch ϵ Aurigae, l Carinae, u Herculis, δ Librae, S Monocerotis, α Pavonis, S Sagittae, X und Y Sagittarii, λ Tauri und T Vulpeculae. λ Tauri und δ Librae sind Algolvariable. Bei allen diesen Sternen ist aber der Zusammenhang zwischen dem Lichtwechsel und den Veränderungen der Radialgeschwindigkeit noch nicht untersucht worden. Bei V Puppis stimmen die Perioden des Lichtwechsels und der Veränderungen der Radialgeschwindigkeit nicht überein. Bei einigen Sternen sind die Veränderungen der Radialgeschwindigkeit sehr groß, z. B. bei δ Librae 161 km, bei ψ Orionis 270 km.

6. Veränderliche Sterne.

Die große Mehrzahl der Sterne erscheint dem Auge immer in gleicher Helligkeit, und erst die aufmerksamere Betrachtung des Himmels in neuerer Zeit hat Sterne kennen gelehrt, deren Glanz Veränderungen unterworfen ist. Am 12. August des Jahres 1596 bemerkte der friesische Pfarrer David Fabricius im Walfisch einen Stern 2. Größe, den er früher niemals wahrgenommen hatte, und den er auch im Oktober des folgenden Jahres vergebens suchte. Auf den Gedanken, der Stern könne sein Licht geändert haben, scheint Fabricius nicht gekommen zu sein, und erst Holwarda in Franecker erkannte im Jahre 1639 die Variabilität, nachdem er den Stern im Dezember 1638 als 3. Größe, im folgenden Sommer aber überhaupt nicht mehr gesehen hatte. Man verfolgte ihn später weiter und fand, daß er in äußerst unregelmäßiger Weise im Laufe von fast einem Jahre sein Licht änderte. Die größte Zeit blieb er dem bloßen Auge unsichtbar, und auch in den wenigen Wochen, wo er gesehen werden konnte, nahm seine Helligkeit in merkwürdiger Weise zu und ab; einmal erreichte er im Maximum die 2. Größe, ein anderes Mal

Anfang des
folgenden Jhr.

Walfisch
2.-Gr.

nur die 4., und die Zeiten, die er gebrauchte, um zu einer bestimmten Helligkeit anzuwachsen und wieder auf das Minimum zu sinken, waren gleichfalls ganz verschieden. Der »Wunderbare im Walfisch« (Mira Ceti), wie er genannt wurde, blieb nicht der einzige seiner Art. Im Jahre 1667 fand Montanari, daß der Stern β im Perseus oder Algol gleichfalls sein Licht ändert; doch erst Goodricke wies 1782 darauf hin, daß dies in durchaus anderer Art geschieht als bei Mira Ceti. Während dieser sich durch Unregelmäßigkeiten auszeichnet, ist die Lichtänderung von Algol sowohl nach Umfang wie nach Zeitdauer und Art des Verlaufes eine der regelmäßigsten, die man kennt. Der Stern bleibt nämlich $2\frac{1}{2}$ Tage lang vollkommen unverändert 2. Größe, sinkt dann in wenigen Stunden zum Minimum, der 3. Größe, herab und steigt ebenso rasch wieder zur 2. Größe auf.

Algol / Perseus
 β

Seit dem Ende des 18. Jahrhunderts hat man nun eine ganze Reihe solcher veränderlicher Sterne gefunden, und jedes Jahr bringt neue hinzu, so daß wir jetzt etwa 800 Sterne*) als sicher veränderlich kennen. Die Bezeichnung der Veränderlichen geschieht nach Argelanders Vorschlag mit großen lateinischen Buchstaben, von *R* anfangend, und dem Namen des Sternbildes, in welchem der Veränderliche steht. Ausgeschlossen sind dabei einige der neuen Sterne, sowie diejenigen, welche bereits in Bayers Uranometrie eine Bezeichnung haben, z. B. ζ Cygni, δ Cephei, β Lyrae u. a. Der erste im Sternbilde des Schwans entdeckte Veränderliche trägt also die Bezeichnung *R* Cygni. Ist die Reihe der Buchstaben von *R* bis *Z* erschöpft, so werden zwei Buchstaben verwendet, und zwar kommen zuerst die Kombinationen mit *R*: *RR*, *RS* usw., dann die mit *S*: *SS*, *ST* usw. bis *ZZ*.

Zahl 800

Es gibt vielleicht keine Klasse von Erscheinungen am Himmel, in welcher sich so viele Abstufungen, Übergänge und Unterschiede finden, wie bei den veränderlichen und den aufs engste damit zusammenhängenden sogenannten neuen Sternen. Zwischen Perioden von 4 Stunden bis zu vielen Jahren oder zwischen Lichtänderungen von einer halben Größenklasse bis zu sieben und mehr Größenklassen finden sich alle möglichen Übergänge.

Übergänge
Periode n 4 St.
7/8
gültigstannand
2-7 Stufen

Ordnet man die Veränderlichen, deren Perioden hinreichend sicher bekannt sind, nach der Länge der Perioden, so erhält man (nach Pickering's Provisional Catalogue of Variable Stars) die folgende Tabelle:

*) Die zahlreichen vor einigen Jahren in mehreren kugelförmigen Sternhaufen und einigen Nebelflecken entdeckten Variablen sind dabei nicht mitgezählt worden, wie sie auch keine besonderen Bezeichnungen erhalten; mit ihnen würde die Zahl der Veränderlichen bereits mehr als 1500 betragen.

Periodenlänge	Anzahl der Veränderlichen
kürzer als 10 Tage	68
zwischen 10 und 100 Tagen	18
» 100 » 200 »	35
» 200 » 300 »	112
» 300 » 400 »	122
» 400 » 500 »	33
größer als 500 Tage	8

Wie man sieht, sind also nicht alle Periodenlängen gleich häufig vertreten, sondern es lassen sich zwei Hauptgruppen unterscheiden. Die bei weitem größte Zahl der Veränderlichen besitzt eine Periode von 200 bis 400 Tagen oder eine solche, die kürzer als 10 Tage ist.

Ein unverkennbarer Zusammenhang besteht zwischen der Periodenlänge und der Farbe der Veränderlichen. Die kurzperiodischen Variablen sind alle von weißlicher, die langperiodischen dagegen fast alle von rötlicher Färbung, und zwar ist im Durchschnitt die Farbe um so intensiver rot, je länger die Periode ist.

Bei den Veränderlichen, deren Lichtwechsel sich sehr langsam vollzieht, ist für die einzelnen Beobachtungen eine genaue Zeitangabe nicht erforderlich. Anders ist es bei den schnell veränderlichen Sternen, bei denen mitunter schon in wenigen Minuten merkliche Helligkeitsänderungen erfolgen. Bei solchen Sternen ist es außerdem noch erforderlich, in Rechnung zu bringen, daß die Entfernung des Sterns von der Erde infolge der Bewegung der Erde in ihrer Bahn variiert, so daß das Licht des Sterns je nach der Jahreszeit mehr oder weniger Zeit gebraucht, um zum Beobachter auf der Erde zu gelangen. Man reduziert bei diesen Sternen die Beobachtungen, ebenso wie bei den spektroskopischen Geschwindigkeitsmessungen, gewöhnlich auf den Sonnenmittelpunkt, d. h. man gibt diejenige Zeit an, zu welcher die beobachtete Erscheinung von der Sonne aus wahrgenommen werden würde. Die Reduktion, welche hiernach an die wirkliche Beobachtungszeit angebracht werden muß, wird die *Lichtgleichung* genannt; sie kann, wie ohne weiteres einleuchtet, im Maximum gleich der Lichtzeit (s. S. 220) sein, also 8^m3 betragen.

Wenn auch, wie bereits erwähnt, die Mannigfaltigkeit in den Abstufungen und Übergängen bei den Variablen sehr groß ist, so kann man doch nach Pickering die folgenden fünf Klassen unterscheiden:

1. Die neuen oder temporären Sterne, z. B. Tychos Stern in der Cassiopeja.
2. Sterne mit großen, mehr oder weniger regelmäßigen Lichtänderungen in Perioden von mehreren Monaten bis zu mehreren Jahren.

Ziffg. v. Periode
& Farbe.

Klassifizierung
1. Arten

Nach dem bekanntesten Vertreter dieser Klasse (Mira Ceti) wird dieser Typus der Miratypus genannt.

3. Sterne mit meist nur geringen und ganz unregelmäßig verlaufenden Lichtänderungen, z. B. α Orionis, α Cassiopejæ u. a. (Oriontypus).
4. Veränderliche von kurzer Periode, bei denen die Lichtänderungen mit großer Regelmäßigkeit vor sich gehen, z. B. β Lyrae, η Aquilæ u. a. (Lyratypus).
5. Veränderliche von kurzer Periode und regelmäßigem Verlauf, bei denen sich aber die Lichtänderungen auf wenige Stunden beschränken, während die Helligkeit in der übrigen Zeit konstant bleibt. (Algoltypus).

Wir wollen die einzelnen Klassen in der umgekehrten Reihenfolge betrachten und also mit der letzten beginnen. Den bekanntesten Vertreter derselben, der ihr auch den Namen gegeben hat, Algol oder β Persei, haben wir oben bereits mit seinem Lichtwechsel kurz geschildert. Der Stern besitzt für gewöhnlich die Größe 2.3; plötzlich beginnt er schwächer zu werden und nimmt in etwa 5 Stunden bis zur Größe 3.5 ab, wächst

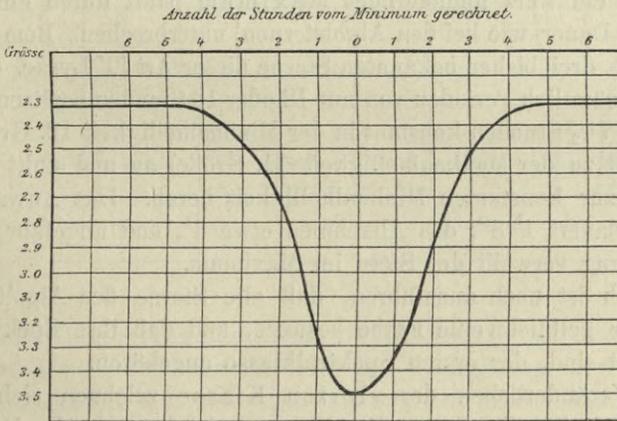


Fig. 179.

in der gleichen Zeit wieder zur Maximalhelligkeit an und bleibt dann $2^d 10^h$ konstant, bis der Lichtwechsel von neuem beginnt. Fig. 179 gibt eine Darstellung der Lichtkurve des Algol, d. h. des Verlaufes seiner Helligkeitsänderungen. Die Länge der Periode beträgt $2^d 20^h 49^m$, ist aber geringen säkularen Schwankungen unterworfen. Zur Erklärung derselben nimmt Chandler an, daß noch ein dritter Körper zum Algolsystem gehöre, während Tisserand eine Abplattung des Sterns und eine dadurch hervorgerufene Drehung der Apsidenlinie vermutet.

180.
Fig. 179.
5.
30 Min.
Abr. & Jun.
5 St.
Kronprinz, 2d
10h

Algol

Die anderen Sterne vom Algoltypus besitzen im großen und ganzen eine ähnliche Lichtkurve wie Algol, nur ist der Verlauf derselben nicht bei allen so regelmäßig und so symmetrisch wie bei Algol. Im ganzen kennt man jetzt bereits über 30 dieser interessanten Variablen. Die Länge der Periode beträgt bei den meisten nur wenige Tage; sie schwankt zwischen 13 Stunden (*X Carinae*) und 9 Tagen (*S Cancri*), die Größe der Helligkeitsänderungen zwischen 0.5 (*U Scuti*) und 2.7 Größenklassen (*W Delphini*). Eine Ausnahmestellung nimmt der Stern *UZ Cygni* ein, dessen Periode 31 Tage und dessen Amplitude 3 Größenklassen beträgt*). Von besonderem Interesse sind noch die beiden Sterne *Y Cygni* und *Z Herculis*, welche eine doppelte Periode besitzen: das Zeitintervall von einem Minimum bis zum zweiten ist bei ihnen verschieden von dem Intervall zwischen dem zweiten und dritten Minimum, während die Hauptperiode, d. h. die Zwischenzeit zwischen zwei aufeinander folgenden geraden oder ungeraden Minimis, nahezu konstant ist. Bei *Y Cygni* z. B. sind die beiden Teilperioden $1^d 9^h 29^m$ und $1^d 14^h 26^m$, die Hauptperiode also $2^d 23^h 55^m$. Eine merkwürdige Abart der Algolklasse bilden die von Hartwig »Antalgolsterne« genannten Variablen. Bei ihnen wird die konstante Helligkeit durch ein kurz andauerndes Maximum (statt durch ein Minimum von kurzer Dauer wie bei den Algolsternen) unterbrochen. Bemerkenswert ist, daß die drei bisher bekannten Sterne dieser Art (*Y Lyrae*, *UY Cygni*, *RZ Lyrae*) sämtlich Perioden von nur 12 oder 13 Stunden besitzen. *Y Lyrae* bleibt etwa $7\frac{1}{2}$ Stunden konstant in der Minimalhelligkeit 12. Größe, steigt sehr schnell zu der Maximalhelligkeit (11. Größe) an und sinkt wesentlich langsamer zur konstanten Minimalhelligkeit herab. Das Anwachsen der Helligkeit dauert $1^h 8^m$, das Abnehmen etwa 4^h , und ungefähr eine Viertelstunde lang verweilt der Stern im Maximum.

Endlich ist noch anzuführen, daß alle Sterne des Algoltypus eine weiße oder gelblichweiße Farbe besitzen, und daß ihre Spektren, soweit sie bekannt sind, der ersten Spektralklasse angehören.

Die Veränderlichen der vierten Klasse zeichnen sich ebenfalls durch verhältnismäßig kurze Perioden, sowie durch große Regelmäßigkeit in dem Verlaufe ihrer Lichtänderungen aus; charakteristisch für sie ist, daß die Helligkeit dieser Sterne sich beständig ändert und nicht wie bei den Algolsternen nur zu gewissen Zeiten. Man rechnet zu dieser Klasse nur diejenigen Variablen, deren Periodenlänge 2 bis 3 Monate

*) Der Stern ϵ Aurigae, dessen Periode nach Ludendorff 27 Jahre beträgt und die längste bisher bei einem Veränderlichen konstatierte ist, besitzt zwar eine Lichtkurve, welche durchaus der der Algolsterne entspricht; es ist aber sehr fraglich, ob der Lichtwechsel dieses Sternes, der übrigens ein spektroskopischer Doppelstern ist, dieselbe Ursache hat wie derjenige der kurzperiodischen Algolsterne.

nicht übersteigt; bei den meisten beträgt sie aber nur wenige Tage und bei einigen sogar nur wenige Stunden. So besitzt z. B. der von Müller und Kempf entdeckte Veränderliche *W Ursae majoris* die bemerkenswert kurze Periode von nur $4^{\text{h}} 0^{\text{m}} 2$, die kürzeste bisher bekannte. Die drei bekanntesten der zu dieser Klasse gehörenden Sterne, β Lyrae, δ Cephei und η Aquilae, sind eigentümlicherweise sämtlich im Jahre 1784 entdeckt worden, die beiden ersten von Goodricke, der letzte von Pigott; den Namen hat die Gruppe von dem Sterne β Lyrae erhalten. Dieser Veränderliche besitzt eine Periode von $12^{\text{d}} 21^{\text{h}} 8$, die aber durch ein $6\frac{1}{2}$ Tage nach dem Hauptminimum eintretendes, nicht ganz so tiefes, sekundäres Minimum in zwei Teile zerlegt wird, so daß man es also auch hier mit einer Doppelperiode zu tun hat. Figur 180 gibt die Form der Lichtkurve von β Lyrae;

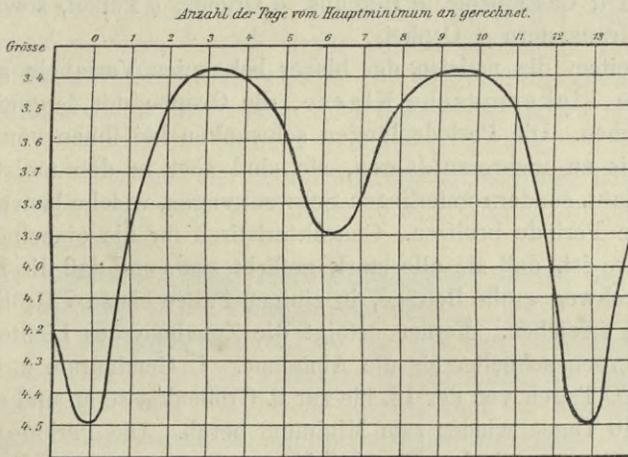


Fig. 180.

im Hauptminimum besitzt der Stern die Grösse 4.5, im Nebenminimum 3.9 und in den beiden Maximis 3.4. Die Gesamtlänge der Periode ist kleinen periodischen Schwankungen unterworfen, auch scheint ein säkulares Anwachsen derselben stattzufinden. η Aquilae zeigt ebenfalls ein sekundäres Minimum; das zweite Maximum bleibt aber wesentlich hinter dem ersten zurück. Bei δ Cephei endlich findet an Stelle eines sekundären Minimums und Maximums nur ein Stillstand in der Lichtabnahme statt. Es gibt aber andererseits auch Sterne dieser Gruppe, deren Lichtwechsel in vollkommen regelmäßiger Kurve verläuft, so z. B. *U Vulpeculae*. Die Periode des Lichtwechsels beträgt bei diesem Veränderlichen 8 Tage und die Amplitude 0.7 Größenklassen.

Der Betrag der Lichtänderungen ist bei den meisten Sternen des Lyraentypus ungefähr eine Größenklasse und in keinem Falle größer als zwei

Größenklassen. Die Sterne besitzen gewöhnlich eine weißliche oder gelbliche Färbung, und ihre Spektren gehören der ersten oder zweiten Spektralklasse an. Zum Lyratypus gehören auch die zahlreichen Veränderlichen, die neuerdings in Sternhaufen aufgefunden worden sind; dieselben sollen aber weiter unten, bei der Beschreibung der Sternhaufen selbst, besprochen werden.

3. Die dritte Pickering'sche Klasse umfaßt alle diejenigen Sterne, bei denen zwar Helligkeitsänderungen nachgewiesen sind, die aber keinerlei Gesetzmäßigkeit erkennen lassen. Meist ist auch der Betrag der Lichtschwankungen nur gering (0.5 bis 1.0 Größenklassen), und der Nachweis derselben wird gewöhnlich noch durch die rötliche Färbung der Sterne erschwert. Die bekanntesten der zu dieser Gruppe gehörenden Sterne sind α Cassiopejæ, α Herculis, α Orionis, ρ Persei, sowie der sogenannte Granatstern μ Cephei.

2. Bei weitem die meisten der bisher bekannten Variablen gehören in die zweite Pickering'sche Klasse, die Gruppe der langperiodischen Veränderlichen. Die Periodenlängen schwanken bei ihnen von mehreren Monaten bis zu mehreren Jahren, sie sind aber in den meisten Fällen nicht konstant, sondern unterliegen Schwankungen, welche bisweilen selbst wieder eine Periode besitzen. Charakteristisch für die einzelnen Glieder dieser Klasse ist, daß sie alle stark gefärbt sind, und daß die Lichtänderungen durchweg große Beträge, in einigen Fällen bis zu 7 Größenklassen und mehr, erreichen. Ferner erfolgt die Zunahme des Lichtes bei den meisten Sternen schneller als die Abnahme. U Geminorum z. B. wächst in 10 bis 20 Tagen von der 13. bis zur 9. Größenklasse an und sinkt dann in 60 bis 70 Tagen wieder zum Minimum herab. Die Periode schwankt bei diesem Sterne zwischen 2 und 5 Monaten und beträgt im Durchschnitt etwa 86 Tage. Der Stern Mira Ceti, dessen merkwürdige Helligkeitsänderungen oben schon erwähnt worden sind, hat ebenfalls eine veränderliche Periode, welche im Durchschnitt 331.6 Tage beträgt; die Lichtabnahme dauert bei ihm ungefähr doppelt so lange als die Zunahme.

Das Spektrum der Sterne dieser Klasse gehört meist der dritten Spektralklasse an; bei einigen derselben sind auch helle Linien beobachtet worden.

Überg. 1. Einen gewissen Übergang zu den Sternen der ersten Klasse, den neuen Sternen, bildet vielleicht der Stern η Argus, einer der merkwürdigsten Veränderlichen des ganzen Himmels. In früherer Zeit wurde er nur gelegentlich beobachtet, je nachdem Astronomen nach der südlichen Halbkugel der Erde kamen. So notierte ihn Halley 1677 als Stern vierter Größe, Pater Noël zwischen 1685 und 1689 als zweiter Größe, ebenso Lacaille 1751, Burchell, der zuerst auf die Veränderlichkeit aufmerksam

machte, 1827 als erster Größe. Die ersten sorgfältigen und mehrere Jahre fortgeführten Beobachtungen rühren von J. Herschel während seines Aufenthaltes am Kap her. Nachdem ihn Herschel über drei Jahre konstant zwischen erster und zweiter Größe gefunden hatte, war er gegen Ende 1837 rasch gewachsen und erreichte ein Maximum Anfang Januar 1838, wo er dem vierthellsten Stern des Himmels, α Centauri, an Glanz gleich kam. Von da an nahm er allmählich bis April 1839, wo Herschel seine Beobachtungen schloß, ab, war aber immer noch so hell wie Aldebaran. Bis Anfang 1843 blieb er nahe in dieser Helligkeit; im April 1843 jedoch wuchs er rasch gewaltiger als je, so daß er nur dem Sirius nachstand. Während der folgenden 25 Jahre nahm er nun stetig ab, war 1867 dem bloßen Auge gerade noch sichtbar und verschwand für dasselbe im nächsten Jahre gänzlich. Seit dieser Zeit ist er mit sehr geringen Schwankungen als Stern 6. bis 7. Größe sichtbar geblieben. Von manchen Veränderlichen (z. B. Mira Ceti) wird er an Unregelmäßigkeit wie an Umfang des Lichtwechsels übertroffen, aber keiner von diesen läßt sich an Helligkeit im Maximum nur entfernt mit ihm vergleichen. η Argus steht in einem der größten und merkwürdigsten Nebelflecke des Himmels; ob er aber mit diesem physisch verbunden ist oder weit davor oder dahinter steht, ist unentschieden.

Auf die Sterne der ersten Klasse, die neuen Sterne, soll in einem besonderen Abschnitte näher eingegangen werden.

Haben wir im vorangehenden die interessantesten, unendlich mannigfaltigen Erscheinungen kennen gelernt, welche durch die Beobachtung der veränderlichen Sterne festgestellt worden sind, so wollen wir uns nunmehr den verschiedenen Erklärungsversuchen zuwenden, welche zur Deutung aller dieser rätselhaften Vorgänge unternommen worden sind. Wir beginnen dabei wiederum mit den Algoternen.

2. Fortsetzung

Die Tatsache, daß die Helligkeit der Sterne vom Algoltypus während des weitaus größten Theiles ihrer Periode konstant bleibt, und daß der ganze Verlauf der eigentlichen Lichtänderung eine so bemerkenswerte Regelmäßigkeit besitzt, führte schon frühzeitig zu der Annahme, daß der Lichtwechsel bei diesen Sternen durch das Dazwischentreten eines relativ dunklen Begleiters verursacht werde. Durch die oben (S. 538) bereits näher besprochenen spektrographischen Beobachtungen Vogels wurde für den Stern Algol der überzeugende Nachweis von der Richtigkeit dieser Annahme erbracht. Bei dem trotz aller Verschiedenheiten im einzelnen ganz analogen Verlaufe des Lichtwechsels der übrigen Algoterne dürfte es ohne weiteres gestattet sein, auch für diese die Trabanten-Hypothese als richtig anzusehen, wenn es auch bisher noch nicht gelungen ist, mit Hilfe des Spektroskops den direkten Beweis zu führen. In der Tat lassen

5.

sich alle bisher an diesen Sternen beobachteten Abweichungen von der regelmäßigen Algolkurve unter durchaus wahrscheinlichen Annahmen über die relativen Helligkeiten der einzelnen Komponenten des Systems sowie über die Gestalt und Lage der Bahn in ausreichender Weise erklären. Die Resultate, welche sich für das Algolsystem ergeben haben, sind oben bereits angeführt worden. Der sichtbare Stern und sein nur wenig kleinerer dunkler Begleiter rotieren um ihren gemeinsamen Schwerpunkt in einer nur wenig gegen die Gesichtslinie geneigten, kreisförmigen Bahn, und das Minimum tritt in dem Moment ein, in welchem Algol hinter dem Begleiter steht. Wäre der Begleiter nicht dunkel, sondern ebenfalls hell, so müßten während eines Umlaufs zwei Minima eintreten, welche die ganze Periode in zwei gleiche oder ungleiche Teile zerlegen, je nachdem die Bahnen der Komponenten kreisförmig oder elliptisch sind. Dies ist offenbar bei den Sternen *Y Cygni* und *Z Herculis* der Fall, von denen wir oben sahen, daß sie in der Tat innerhalb einer Periode zwei Minima besitzen. Bei *Y Cygni* kommt Dunér zu dem Resultate, daß dieser Stern aus zwei gleich großen und gleich hellen Komponenten besteht, welche sich in einer elliptischen Bahn um ihren gemeinsamen Schwerpunkt bewegen. Die Ebene der Bahn geht durch die Sonne, und die halbe große Achse ist achtmal so groß als die Durchmesser der Sterne. Die Apsidenlinie dreht sich mit solcher Geschwindigkeit, daß sie in 41 Jahren einen ganzen Umlauf vollendet. Bei *Z Herculis* handelt es sich nach Dunér ebenfalls um zwei gleich große Komponenten, von denen die eine doppelt so hell ist als die andere, während Hartwig der Ansicht ist, daß genau wie bei Algol ein relativ dunkler Begleiter den Lichtwechsel hervorruft. Dies steht freilich mit der Tatsache im Widerspruch, daß ein sekundäres Minimum vorhanden ist, und es werden daher noch weitere Beobachtungen erforderlich sein, diese Frage zu entscheiden. Die Durchmesser der beiden Sterne betragen nach Hartwig 15 bzw. 12 Millionen Kilometer, die Massen das 174fache bzw. 94fache der Sonnenmasse. Der Abstand der beiden Mittelpunkte ergibt sich zu 45 Millionen Kilometer und die Dauer eines Umlaufs zu $3^d 23^h 50^m$.

Der Betrag der Lichtschwächung im Minimum hängt außer von den Größen- und Helligkeitsverhältnissen der beiden Körper noch von der Neigung der Bahnebene gegen den Visionsradius ab, da nur in dem Falle, daß diese sehr klein ist, eine zentrale Bedeckung und damit ein Maximum der Helligkeitsabnahme eintreten kann. Ist die Neigung größer, und sind die beiden Sterne einander sehr nahe, so wird wenigstens noch eine partielle Finsternis stattfinden können, während eine solche um so unwahrscheinlicher wird, je weiter der Begleiter vom Hauptstern absteht. Da nun eine größere Entfernung auch eine größere Umlaufszeit bedingt,

so müssen Algolsterne von langer Periode sehr selten sein, und es wird erklärlich, daß die bisher bekannten Veränderlichen dieser Art fast alle sehr kurze Umlaufzeiten besitzen.

Auch für mehrere der vierten Pickering'schen Klasse angehörende kurzperiodische Veränderliche hat das Spektroskop das Vorhandensein eines dunklen Trabanten nachgewiesen, dessen Umlaufzeit gleich der Lichtperiode des Veränderlichen ist, so z. B. bei η Aquilae, δ Cephei, ζ Geminorum u. a. Trotzdem lassen sich aber hier die beobachteten Erscheinungen nicht wie dort durch Bedeckungen der hellen Körper durch die dunklen erklären, denn es müßte in diesem Falle die Helligkeit des Sterns zwischen zwei Minimis längere Zeit konstant bleiben, was bei den Sternen der vierten Klasse nicht zutrifft. Einen noch direkteren Beweis gegen die Bedeckungstheorie liefert aber die spektroskopische Beobachtung. Bei Systemen, wie sie die Algolsterne darstellen, muß, wenn man nicht ganz unwahrscheinliche Annahmen über die Bahn machen will, zur Zeit des Minimums auch die Bewegung des Sterns im Visionsradius (abgesehen von der translatorischen Bewegung des ganzen Systems) nahe gleich Null sein. Dies ist bei keinem der angeführten Sterne der Fall, vielmehr sind diese beiden Epochen bei η Aquilae und δ Cephei um etwa einen Tag gegeneinander verschoben, bei ζ Geminorum aber sogar um 5 Tage oder genau eine halbe Periode, so daß bei diesem Veränderlichen die Radialgeschwindigkeit ein Minimum ist, wenn die Helligkeit ihr Maximum hat. Wir haben es hier also mit einer Lichtänderung zu tun, welche zwar ohne Zweifel durch den Umlauf eines Trabanten verursacht wird, nicht aber durch ein direktes Dazwischentreten desselben. Eine Erklärung dieses merkwürdigen Verhaltens kann vielleicht in den Gezeiten gefunden werden, welche durch die gegenseitige Anziehung der Sterne in ihren Atmosphären erzeugt werden und wegen der Nähe der Körper gewaltige Dimensionen annehmen können. Dieselben müssen sich in der Weise äußern, daß zur Zeit der Flut die Höhe der Atmosphäre und damit die Absorption derselben stark vergrößert und die Helligkeit des Sterns entsprechend geschwächt wird, während zur Zeit der Ebbe das Entgegengesetzte eintritt. Nun tritt auf der Erde bekanntlich die Flut im allgemeinen keineswegs in dem Moment ein, wo der Mond den Meridian passiert, sondern erst erhebliche Zeit nach demselben. Auf analoge Weise ließe sich also auch bei den Veränderlichen das Nichtzusammenfallen der Minima der Helligkeit und der Radialbewegung erklären.

Auch β Lyrae ist spektroskopisch als Doppelstern erkannt worden, und zwar treten bei ihm die Minima des Lichtes und der Bewegung zu derselben Zeit ein, so daß man an eine einfache Finsterniserscheinung wie

bei den Algolsternen denken könnte, wenn nicht die Form der Lichtkurve dagegen spräche. Da bei β Lyrae, wie wir oben sahen, zwei Minima während einer Periode eintreten, so muß der Begleiter ebenfalls hell sein. Eine vollkommen befriedigende Erklärung aller an diesem Sterne beobachteten Erscheinungen zu geben, ist bisher noch nicht gelungen, und es sollen hier nur kurz die Ansichten mitgeteilt werden, zu denen Myers auf Grund eingehender Untersuchungen über das System gelangt ist, obwohl dieselben auch mancherlei Einwendungen ausgesetzt sind. Nach Myers besteht β Lyrae aus zwei ungleich großen und verschiedenen hellen gasförmigen Körpern, die umeinander rotieren und sich so nahe stehen, daß sie sich fast berühren. Durch ihre gegenseitige Anziehung sind diese Körper in Ellipsoide ausgezogen worden, so daß sie, von der Seite gesehen, sehr nahe die Form einer der Poincaréschen Gleichgewichtsfiguren besitzen. In dieser Lage wird der Stern offenbar im Maximum des Lichtes erscheinen. Bei einer Rotation der Körper um den gemeinsamen Schwerpunkt wird die Helligkeit allmählich abnehmen und ein Minimum erreichen, wenn die beiden Sterne hintereinander stehen. Durch passende Annahmen über die Helligkeits- und Größenverhältnisse läßt sich auf diese Weise in der Tat ein sehr naher Anschluß an die beobachtete Lichtkurve erreichen. Fast genau ebenso liegt die Sache bei U Pegasi, dessen Lichtkurve der von β Lyrae sehr ähnlich ist. Bei diesem Stern kommt Myers durch ähnliche Betrachtungen zu dem Resultat, daß die beiden Körper sich wirklich berühren und so die Figur bilden, welche Poincaré in seinen Untersuchungen über die Gleichgewichtsfiguren als birnförmig bezeichnet hat.

Im ganzen ist gegenwärtig für etwa ein Dutzend der kurzperiodischen Veränderlichen mit Hilfe des Spektroskops ein Begleiter nachgewiesen worden, und es wird daher wohl der Schluß gestattet sein, daß auch bei den meisten der anderen zur 4. Pickering'schen Klasse gehörenden Sterne die Veränderlichkeit durch einen Begleiter verursacht wird. Ob dies in der Art und Weise geschieht, wie bei ζ Geminorum, oder ähnlich wie bei β Lyrae, muß in jedem einzelnen Falle durch das Spektroskop entschieden werden.

Zur Erklärung des Lichtwechsels bei den langperiodischen Veränderlichen sind verschiedene Theorien aufgestellt worden. So nahm Zöllner an, daß sich auf der Oberfläche des Sterns infolge der allmählichen Abkühlung zahlreiche dunklere Stellen gebildet haben, welche dann bei der Rotation des Sterns um seine Achse die Erscheinungen des Lichtwechsels hervorrufen. So annehmbar diese Hypothese auf den ersten Blick erscheint, so würden doch sehr unwahrscheinliche Annahmen erforderlich sein, um mit ihrer Hilfe z. B. die bei den meisten Sternen dieser Klasse

beobachtete schnellere Zunahme und langsamere Abnahme der Helligkeit, sowie die Veränderlichkeit der Periode zu erklären. Klinkerfues suchte den Lichtwechsel durch die oben bereits erwähnte Fluthypothese zu erklären, indem er also bei dem Veränderlichen einen unsichtbaren Begleiter voraussetzte. Die Schwierigkeiten, die sich dieser Ansicht entgegenstellen, bestehen vor allem darin, daß es schwer einzusehen ist, woher in solchem Falle die großen Schwankungen in der Periodendauer rühren sollten. Ferner dürfte man doch, wenn es sich um Doppelsternsysteme handelt, erwarten, daß unter ihnen auch kurzperiodische, durch Verfinsterungen zu erklärende Veränderliche vorhanden wären, während bisher Algolsterne mit Spektren der III. Klasse noch nicht aufgefunden worden sind. Auch einen Zusammenhang der Farbe mit der Periodenlänge kann die Fluttheorie schwer erklären. Nun ist es freilich nicht unbedingt nötig, einen Begleiter zur Erzeugung der Flutwellen vorauszusetzen; dieselben könnten vielmehr auch Eruptionen aus dem Innern ihre Entstehung verdanken, wie wir ja auch bei dem Krakatana-Ausbruche Flutwellen, welche mehrmals die ganze Erde umkreisten, in unserer Atmosphäre beobachtet haben. Daß diese Eruptionen periodisch auftreten, hat nichts Auffallendes, ebensowenig ist es aber auffallend, wenn diese Perioden nicht regelmäßig sind.

Klinkerfues
Fluthypothese

Eine andere Theorie sucht die Veränderlichkeit der Sterne vom Miratypus nach Analogie der an der Sonne beobachteten Vorgänge zu erklären. Wir haben die Erscheinungen der Sonnenflecke, die Ursachen ihrer Entstehung sowie ihrer periodischen Zu- und Abnahme eingehend besprochen. Befände sich die Sonne in der Entfernung der nächsten Sterne, und könnte man ihr Licht hinreichend genau messen, so würde man finden, daß es kleinen Schwankungen von elfjähriger Periode unterliegt, daß sie also ein, wenngleich sehr wenig, veränderlicher Stern ist. Zur Zeit eines Fleckenmaximums würde man ein Minimum des »Sonnensternes«, zur Zeit eines Fleckenminimums ein Maximum der Helligkeit beobachten; wir könnten also die Sonnenfleckenperiode aus der Beobachtung des Lichtwechsels jenes Sternes erkennen. Nun sind zwar die Schwankungen in der Helligkeit der Sonne entsprechend größerer oder geringerer Fleckenzahl so unbedeutend, daß auch unsere genauesten photometrischen Messungen zu ihrer Wahrnehmung nicht ausreichen; es ist aber sehr wohl denkbar, daß die Fleckenbildung, welche sich bei der Sonne selbst zur Zeit des Maximums noch nicht auf den tausendsten Teil der Oberfläche erstreckt, bei den Mirasternen eine ungleich größere Ausdehnung erreicht.

Fleckenmaximum

Zugunsten dieser Annahme spricht die Tatsache, daß die langperiodischen Veränderlichen der dritten Spektralklasse angehören, und daß ferner das Spektrum der Klasse III in gewissen Punkten eine sehr große

Walter
 Ähnlichkeit mit dem der Sonnenflecke bietet. Man darf annehmen, daß der durch weitere Abkühlung bedingte Übergang der Sterne von der zweiten in die dritte Klasse sich durch vermehrte Fleckenbildung kennzeichnet, so daß schließlich die ganze Oberfläche des Sternes von Flecken bedeckt ist. Die Veränderlichkeit wird wesentlich vor diesem letzten Zustande vorhanden sein, entweder dadurch, daß sich die Menge der Flecke periodisch ändert, entsprechend unserer elfjährigen Sonnenfleckenperiode, oder dadurch, daß eine ungleichmäßige Verteilung der Flecke statthat und die Rotation die Helligkeitsänderungen bedingt. Für die unregelmäßigen Veränderlichen ist die erste Erklärung plausibler, für die regelmäßigen aber die zweite, auch ist nicht ausgeschlossen, daß beide Ursachen gemeinsam wirken.

Lockyer
 Endlich mag noch eine Hypothese erwähnt werden, welche von Lockyer aufgestellt worden ist. Nach ihm sind die Mirasterne nicht einzelne Körper, sondern bestehen aus mehreren Schwärmen von Meteoriten, die einander in stark exzentrischen Bahnen umkreisen. In diesen kommen sie sich periodisch so nahe, daß zwischen den einzelnen Teilchen zahlreiche Zusammenstöße stattfinden und auf diese Weise ein starkes Aufleuchten des Sterns verursacht wird. Diese ganze Anschauung, sowie die zur Erklärung der einzelnen Tatsachen weiter noch erforderlichen Annahmen sind so wenig plausibel, daß die Hypothese bisher nicht viele Anhänger gefunden hat.

7. Neue Sterne.

Erster Beob.
 Die Erscheinung, daß bis dahin unbekannte Gestirne plötzlich aus dem Dunkel der Nacht aufflammen, ist nicht gar zu selten, und man hat diese neuen oder temporären Sterne in der vorteleskopischen Zeit stets mit Staunen betrachtet und sie häufig, zumal sie immer auch spurlos dem Auge wieder entschwanden, für Zeugnisse einer »Schöpfung aus dem Nichts« angesehen. In anderen Fällen schienen längst bekannte Sterne plötzlich verschwunden zu sein, und man schloß, mit scheinbar gleichem Recht, auf eine Zerstörung und Vernichtung. Lassen sich nun die »verschwundenen Sterne« in der Regel auf mannigfache Fehler in den früheren Beobachtungen und Aufzeichnungen zurückführen, so sind dagegen die »neuen« vollkommen verbürgte Tatsachen.

Sehen wir von den mehr oder weniger unsicheren Nachrichten alter Annalen ab und beschränken uns auf die durch astronomische Beobachtungen sicher verbürgten Fälle, so werden wir die folgenden 18 Sterne zur Klasse der neuen Sterne rechnen dürfen.

zahl: 18.

Name	AR 1900	Decl. 1900	Jahr des Auftauchens	Name des Entdeckers
1 B Cassiopejae	0 ^h 19 ^m 15 ^s	+ 63° 35.5	1572	Tycho Brahe u. a.
2 P Cygni	20 14 6	+ 37 43.3	1600	Janson
3 Nova Serpentarii	17 24 38	- 21 23.7	1604	Brunowski
4 11 Vulpeculae	19 43 28	+ 27 4.2	1670	Anthelm
5 Nova Ophiuchi	16 53 54	- 12 44.4	1848	Hind
6 T Scorpii	16 11 5	- 22 43.6	1860	Auwers
7 T Coronae	15 55 19	+ 26 12.2	1866	Birmingham
8 Q Cygni	21 37 47	+ 42 23.1	1876	Schmidt
9 S Andromedae	0 37 15	+ 40 43.2	1885	Hartwig
10 V Persei	1 55 6	+ 56 15.0	1887	Fleming
11 T Aurigae	5 25 34	+ 30 22.2	1891	Anderson
12 R Normae	15 22 11	- 50 13.9	1893	Fleming
13 RS Carinae	11 3 54	- 61 23.6	1895	Fleming
14 Z Centauri	13 34 18	- 31 8	1895	Fleming
15 Nova Sagittarii	18 56 13	- 13 18.2	1898	Fleming
16 Nova Aquilae	19 15 16	- 0 19.2	1899	Fleming
17 Nova Persei	3 24 24	+ 43 33.7	1901	Anderson
18 Nova Geminorum	6 37 49	+ 30 2.7	1903	Turner

Erfindungen.

Am 11. November 1572 fand Tycho, als er zufällig seinen Blick nach der Cassiopeja richtete, einen Stern, den er nie zuvor gesehen, und der durch seine Helligkeit (er war heller als Sirius) dem bekannten Sternbild ein ganz verändertes Aussehen gab. Tycho hat den Stern zwar nicht zuerst gesehen, er war vielmehr schon am 6. November von Schuler in Wittenberg bemerkt worden; der dänische Astronom hat ihn aber besonders andauernd und sorgfältig beobachtet und sogar ein Buch über ihn geschrieben. Der Stern nahm in den nächsten Tagen noch an Helligkeit zu, so daß er Ende November der Venus in ihrem höchsten Glanze gleichkam und von guten Augen selbst bei Tage gesehen werden konnte. Im Dezember fing er an abzunehmen, war im Januar gleich Sirius, im April und Mai gleich einem Stern zweiter Größe und verschwand im März 1574 dem bloßen Auge gänzlich, um nicht wieder zu erscheinen. Seine Farbe war erst blendend weiß, dann gelblich, im Frühling 1573 rot, wurde aber nachher wieder weißlich.

*Tycho.
B Cassiopeja*

Im Oktober 1604 erschien ein neuer Stern im Schlangenträger. Von Brunowski am 10. Oktober zuerst gesehen, wurde er von Fabricius, Kepler u. a. aufmerksam beobachtet; letzterer hat eine besondere Schrift über ihn veröffentlicht. Er war schwächer als der Tychonische Stern, übertraf aber doch alle Sterne erster Größe. Anfang 1605 war er noch etwa so hell wie α Orionis, im April gleich einem Stern dritter Größe, und er verschwand Anfang 1606. Lebhaftere Farben scheint er nicht gezeigt zu haben.

Schlangenträger

Vier Jahre früher (1600) wurde von Janson ein Stern im Schwan wahrgenommen, den Kepler 1602 von der dritten Größe fand. Diese erreichte er abermals 1655, nachdem er 1621 verschwunden war. Ein zweites Verschwinden fand um 1660 statt; darauf sah ihn Hevel 1665 wieder, aber nicht so hell, und seit 1677 ist er unverändert als Stern fünfter Größe sichtbar geblieben. Das mehrmalige Aufleuchten in nahe derselben Helligkeit läßt es fraglich erscheinen, ob wir es hier mit einem neuen Stern und nicht nur mit einem Veränderlichen zu tun haben. Dasselbe gilt von dem am 20. Juni 1670 von dem Karthäuser Anthelm gefundenen Stern. Derselbe erschien damals als Stern dritter Größe am Kopf des Fuchses, verschwand im September desselben Jahres, tauchte im März 1671 wieder auf, nach D. Cassini an Helligkeit wechselnd, aber durchschnittlich vierter Größe, und verschwand, nachdem er im März 1672 nochmals kurze Zeit als Stern sechster Größe sichtbar gewesen war, dauernd.

Das 18. Jahrhundert verging ohne eine solche Erscheinung, und erst 1848 tauchte im Ophiuchus wieder ein neuer Stern auf. Als ihn Hind am 27. April entdeckte, war er etwa 6. Größe und von roter Farbe; er nahm noch kurze Zeit etwas zu, dann aber, anfangs ziemlich rasch und regelmäßig, ab; 1850 war er 10., 1856 11. Größe; seit 1867 ist er konstant 12. bis 13. Größe. Einen zweiten fand Auwers am 21. Mai 1860 in dem nebligen Sternhaufen Messier 80 im Skorpion; er erschien als Stern 7. Größe (drei Tage früher war er jedenfalls noch unsichtbar), nahm aber rasch ab, so daß er schon am 16. Juni von dem ihn umgebenden Nebellichte nicht mehr unterschieden werden konnte. Seitdem ist er nicht wieder sichtbar geworden.

Am 12. Mai 1866 flammte plötzlich im Sternbilde der Krone ein Stern 9.5^{ter} Größe der Bonner Durchmusterung zu bedeutender Helligkeit auf. Er wurde nahe gleichzeitig von wenigstens fünf verschiedenen Astronomen in Europa und Amerika als Stern 2. Größe wahrgenommen; die ersten scheinen Birmingham in Tuam (Irland) und Farquhar in Washington gewesen zu sein. Der Stern nahm sehr rasch an Helligkeit ab; schon am 14. Mai war er 3., am 16. Mai 4. Größe; am 18. Mai entschwand er dem bloßen Auge und hatte nach Verlauf eines Monats bereits die 9. Größe erreicht. Er ist dann noch einige Male heller geworden, ohne sich jedoch jemals über die 7. Größe zu erheben, und sank dann allmählich bis zur 15. Größe hinab. Ein besonderes Interesse besitzt der Stern dadurch, daß er die erste Nova ist, an welcher spektroskopische Beobachtungen ausgeführt worden sind.

Der neue Stern im Schwan wurde zuerst von Schmidt am 24. November 1876 als Stern 3. Größe wahrgenommen; er wurde indessen sehr

bald schwächer und verschwand in wenigen Wochen dem unbewaffneten Auge. Die Lichtabnahme ging auch weiterhin ziemlich regelmäßig vor sich; Anfang 1877 war er etwa 8. Größe, 1878 10. bis 11. Größe, und jetzt ist er nur noch in sehr starken Fernrohren sichtbar. In der Durchmusterung kommt der Stern nicht vor; er ist also früher jedenfalls schwächer als 9. oder 9. bis 10. Größe gewesen.

Die Nova Andromedae wurde von Hartwig am 30. August 1885 nahezu in der Mitte des bekannten Andromedanebels entdeckt. Der Stern war anfangs etwa 7. Größe, nahm aber sofort schnell an Helligkeit ab, so daß er schon Mitte Oktober unter die 10. Größe gesunken war und bald gänzlich verschwand.

Die bedeutsamste Erscheinung auf dem Gebiete der temporären Sterne im vorigen Jahrhundert war der neue Stern im Fuhrmann, die *Nova Aurigae*; bedeutsam nicht durch den Glanz seiner Erscheinung (er ist nie ein augenfälliges Objekt geworden), sondern dadurch, daß er genauer und eingehender als alle früheren neuen Sterne mit Hilfe des Spektroskops und des Photometers untersucht und verfolgt worden ist und uns wesentliche Aufschlüsse über die Natur dieser Sterne geliefert hat. Der Stern wurde am 23. Januar 1892 von Anderson zuerst gesehen, aber erst am 31. als Nova erkannt. Pickering vermochte aus den auf der Harvardsternwarte aufgenommenen Photographien nachzuweisen, daß der Stern bis zum 2. November 1891 noch nicht vorhanden oder wenigstens schwächer als 13^m gewesen ist, daß er aber Anfang Dezember bereits 7^m war, dann langsam heller wurde und am 20. Dezember etwa $4^{m.5}$ gewesen ist. Der Stern ist also länger als einen Monat sichtbar gewesen, ohne entdeckt zu werden. Bei seiner Entdeckung war er etwa 5. Größe; er wurde zunächst etwas heller, sank im Laufe des Februar ganz langsam und mit einigen Schwankungen bis zur 6. Größe herab und nahm dann plötzlich ganz schnell und kontinuierlich ab, so daß er bereits Anfang April nur noch 14. Größe war. Im August 1892 leuchtete er plötzlich noch einmal auf, ohne jedoch heller als 9. oder 10. Größe zu werden.

Aus dem Ende des 19. Jahrhunderts sind endlich noch sechs neue Sterne zu erwähnen, welche Mrs. Fleming mit Hilfe der Photographie entdeckt hat. Sie wurden sämtlich an ihrem Spektrum als Novae erkannt; da dies aber gewöhnlich erst lange Zeit nach den Aufnahmen geschah, so war die Erscheinung meistens längst vorüber, und man konnte nachträglich nur noch wenig über den Verlauf derselben feststellen. Der interessanteste von diesen Sternen ist wohl die Nova Sagittarii. Dieselbe war bis zum 27. Oktober 1897 unsichtbar, 1898 März 8 gleich $4^{m.7}$, April 29 gleich $8^{m.4}$ und 1899 März 13 gleich $11^{m.4}$.

Diese Sterne sind, wie bereits erwähnt, mit Hilfe der Photographie

entdeckt worden, und es darf als unzweifelhaft angesehen werden, daß sie der direkten Beobachtung entgangen sein würden. Fünf von ihnen sind in dem kurzen Zeitraume von 6 Jahren gefunden worden; muß man da nicht notwendigerweise zu dem Schlusse kommen, daß neue Sterne keineswegs die seltenen Erscheinungen sind, für die sie bisher gehalten wurden?

Im neuen Jahrhundert sind bisher zwei neue Sterne beobachtet worden, die Nova Persei und die Nova Geminorum. Der zweite, von Turner auf photographischem Wege entdeckt, ist kein hervorragendes Objekt gewesen. Am Tage der Entdeckung (6. März 1903) war er 5^m , nahm aber sehr schnell und bis Ende April ganz gleichmäßig ab. Im Mai schien er zeitweilig wieder etwas zuzunehmen, Mai 19 war er 10^m , August 31 bereits 11^m , Ende Oktober 12^m . Seine Farbe war zunächst rot, dann weiß.

1901. Die Nova Persei dagegen ist unter den neuen Sternen die glänzendste Erscheinung seit Keplers Zeiten. Sie wurde von Anderson am frühen Morgen des 22. Februar 1901 als Stern $2^{m.7}$ entdeckt und muß bis zu dieser Helligkeit mit fabelhafter Geschwindigkeit aufgeflammt sein, denn auf einer von Williams nur 28 Stunden vor der Entdeckung erhaltenen Photographie ist von der Nova noch keine Spur zu sehen, obwohl die Aufnahme Sterne bis zur 12. Größe enthält. Noch merkwürdiger wird aber die Entstehungsgeschichte, wenn wir eine Beobachtung von dem Schüler Borisiak in Kiew als verbürgt ansehen dürfen, wonach der Stern bereits am Abend des 21. vorhanden gewesen ist, und zwar von der Helligkeit $1^{m.5}$. Das erste Aufflammen hätte somit am 21. gegen 7 Uhr abends M.E.Z. stattgefunden. Dann ist er noch einmal etwas schwächer geworden bis ungefähr zur 3. Größe und hat nun stetig zugenommen, bis er am 23. alle Sterne des nördlichen Himmels an Helligkeit übertraf. Aber nur wenige Stunden blieb er so hell und begann dann sofort wieder abzunehmen. Am 25. war er 1^m , am 27. Februar 2^m , am 6. März 3^m und am 18. März 4^m . Vom 18. zum 19. nahm er plötzlich um eine ganze Größenklasse ab, und am 19. wuchs er wieder um fast $1\frac{1}{2}$ Größenklassen an, und damit begann ein andauerndes Schwanken der Helligkeit um nahezu $1\frac{1}{2}$ Größenklassen, anfangs in Perioden von etwa 3, später von etwa 5 Tagen, wobei zugleich die mittlere Helligkeit langsam abnahm. Diese merkwürdigen Schwankungen hielten bis zum Juni an; am 22. Juni scheint das letzte stärkere Aufflammen des Sterns stattgefunden zu haben, wobei er noch einmal die Helligkeit $4^{m.6}$ erreichte. Am 23. war er bereits wieder 6. Größe und wurde nun langsam und ohne sicher nachgewiesene Schwankungen allmählich schwächer. Im Oktober 1901 war er 7^m , im April 1902 9^m , Dez. 1902 10^m , und jetzt ist er noch immer als Stern 11^m bis 12^m sichtbar.

Die Farbe der Nova war zur Zeit der Entdeckung bläulichweiß; mit abnehmender Helligkeit wurde der Stern sehr bald gelb und war Anfang März bereits stark rötlich gefärbt. Als dann die Helligkeitsschwankungen begannen, traten parallel mit ihnen auch regelmäßige Veränderungen der Farbe ein. Jedesmal wenn der Stern schwach war, zeigte er eine mehr oder weniger intensiv rote Färbung; war er dagegen hell, so war die Farbe weißlichgelb oder gelb. Mit den Helligkeitsschwankungen hörte auch der Farbenwechsel auf, und der Stern wurde allmählich ganz weiß. Auch das Spektrum der Nova zeigte in den Monaten März bis Juni in vollkommen entsprechender Weise periodische Veränderungen.

Aber die Nova Persei sollte noch erstaunlichere Überraschungen bringen. Auf einer Photographie vom 23. August 1901 fand Wolf Andeutungen eines die Nova umgebenden Nebels, und eine Aufnahme von Ritchey vom 20. September ließ ausgedehnte Nebelmassen erkennen, welche spiralförmig oder in ungefähr konzentrischen Ringen sich um die Nova herum ausbreiteten. Als nun im November Ritchey und Perrine wiederum photographische Aufnahmen der Nova anfertigten, zeigte sich, daß einzelne, besonders charakteristische Punkte der Nebelmaterie eine sehr merkbare Bewegung von der Nova fort erkennen ließen, und zwar betrug dieselbe in sechs Wochen eine volle Bogenminute. Perrine prüfte daraufhin frühere Aufnahmen der Nova, und es gelang ihm, auf einer solchen vom 29. März zwei der erwähnten Nebelknoten nachzuweisen und festzustellen, daß bereits seit jener Zeit die Bewegung in gleicher Geschwindigkeit stattgefunden hat.

Wenn man die unermessliche Entfernung der Nova (eine Parallaxe war nicht nachweisbar) berücksichtigt, so muß die an dem Nebel beobachtete Bewegung, falls sie als reell aufzufassen wäre, mit einer der Fortpflanzung der Lichtwellen vergleichbaren Geschwindigkeit erfolgt sein. Wir werden weiter unten sehen, daß es nicht erforderlich ist, eine so unwahrscheinliche Annahme zur Erklärung der beobachteten Tatsachen heranzuziehen. —

Die erste Nova, die spektroskopisch untersucht werden konnte, war die im Jahre 1866 in der Krone entdeckte. Die hauptsächlich von Huggins und Miller angestellten Beobachtungen ergaben, daß das Spektrum aus hellen und dunklen Linien auf kontinuierlichem Untergrund zusammengesetzt war. Viel ausführlicher und mit besseren Hilfsmitteln konnte die Nova Cygni von 1876 spektroskopisch untersucht werden. Alle Beobachter erkannten übereinstimmend das gleichzeitige Vorhandensein von hellen und dunklen Linien, und es konnten mit großer Sicherheit die hellen Wasserstofflinien, eine helle Linie λ 5007, die D_3 -Linie (Helium), sowie andere mit den hellen Linien der Wolf- und Rayetschen Sterne

übereinstimmende Linien konstatiert werden. Vogel hat diese Nova sehr lange spektroskopisch verfolgt, und es hat sich hierbei gezeigt, daß zunächst das kontinuierliche Spektrum an Glanz abnahm, so daß die hellen Linien scheinbar an Intensität zunahmen, und daß schließlich bei weiterer Abnahme der Helligkeit auch der hellen Linien die Linie im Grün λ 5007 als die hellste erschien, so daß nach Jahresfrist, als der Stern überhaupt nur noch 11. Größe war, sein Licht monochromatisch erschien, indem das Spektrum nur noch aus dieser einzigen Linie bestand.

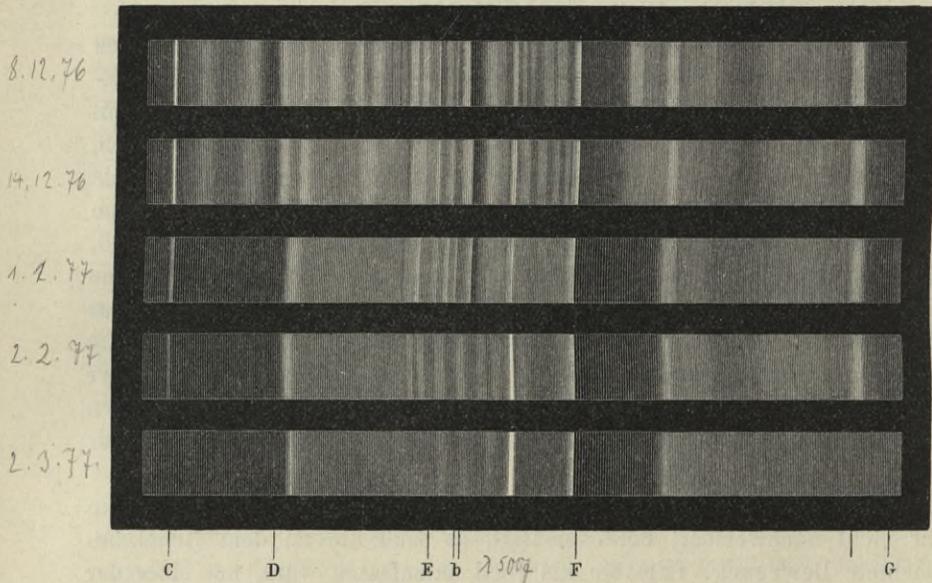


Fig. 181. Spektrum der Nova Cygni nach Vogel. Die Beobachtungsdaten sind: 1876 Dez. 8, Dez. 14; 1877 Jan. 1, Febr. 2, März 2.

Ganz abweichend verhielt sich das Spektrum des im Andromedanebel im August 1885 in der Nähe des Kerns aufleuchtenden Sterns 6. Größe. Es war ganz kontinuierlich, und weder helle noch dunkle Linien konnten in demselben erkannt werden.

Das Spektrum der Nova Aurigae (Januar 1892) gab dagegen Gelegenheit zu sehr eingehenden Untersuchungen, sowohl durch direkte Beobachtung des Spektrums, als besonders auch durch photographische Aufnahmen desselben, durch welche unsere Kenntnis um ein sehr erhebliches Stück weiter gebracht werden konnte. Man nahm zahlreiche helle und dunkle Linien wahr, die ähnlich wie in dem Spektrum der Nova Cygni über das helle kontinuierliche Spektrum verteilt waren und dem Wasser-

stoff, Calcium, Helium, Natrium angehörten, und erkannte, daß an den meisten hellen (Emissions-)Linien an der brechbareren Seite (violett) die Linien desselben Elements auch dunkel, als Absorptionslinien, vorhanden waren. Ein Stück des Spektrums nach einer in Potsdam erhaltenen photographischen Aufnahme ist in der Abbildung (Fig. 182) gegeben. Die Intensität des kontinuierlichen Spektrums nahm im Laufe der Zeit ab, und die hellen Linien traten stärker hervor. In der zweiten Hälfte des März 1892 war das kontinuierliche Spektrum ganz schwach geworden, besonders waren Blau und Violett matt. Die Wasserstofflinie $H\beta$ war die hellste Linie im Spektrum, $H\gamma$ war kaum zu erkennen; im Grün waren mehrere helle Linien von geringer Intensität zu sehen. Als der Stern im Herbst wieder beobachtet werden konnte, hatte das Spektrum eine sehr auffallende Veränderung erlitten; es bestand aus einem sehr schwachen kontinuierlichen Spektrum, in dem vorzugsweise im Grün die Linie λ 5007

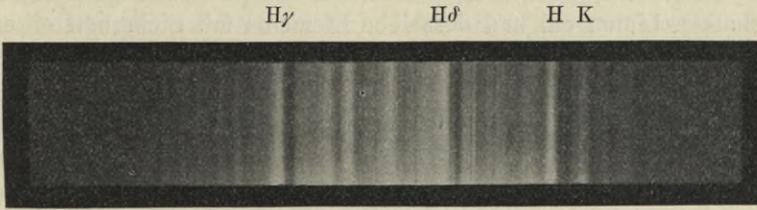


Fig. 182.

hervortrat. Diese Linie und die übrigen hellen Linien zeigten eine fast vollkommene Übereinstimmung mit den Linien des Spektrums der Gasnebel (s. S. 579), nur mit dem Unterschiede, daß sie sehr breit waren, während die Linien in den Nebelspektren schmal sind. Ende 1901 war das Spektrum des Sterns kontinuierlich mit Andeutung heller Linien.

Die Beobachtungen über diesen interessanten Stern sind sehr zahlreich; alle Sternwarten, die mit Hilfsmitteln zur spektroskopischen Untersuchung versehen waren, sind bemüht gewesen, Beobachtungsmaterial herbeizuschaffen, auf das wir jedoch hier nur zum geringsten Teile eingehen können. In der ersten Erscheinung der Nova waren die hellen Linien, namentlich die des Wasserstoffs und des Calciums, so breit, daß sie kaum noch als Linien, sondern als Bänder zu bezeichnen sind. Da, wo sie sich an die entsprechende Absorptionslinie anlehnten, waren sie recht scharf begrenzt, nach dem roten Ende des Spektrums dagegen verwaschen. In ihnen konnten zwei, öfters drei Intensitätsmaxima erkannt werden, von denen sich das hellste dicht an der Absorptionslinie befand. Die Verschiebung dieses Intensitätsmaximums des hellen Bandes gegen die entsprechende Linie des Vergleichsspektrums war nur gering, während

*Ngl. mit
Gasnebel.*

die Mitte der Absorptionslinie oder besser des Absorptionsbandes, denn Emissionslinie und Absorptionslinie waren nahezu von derselben Breite, stark nach Violett verschoben war, einer Bewegung von etwa 800 km in der Sekunde entsprechend. In der Mitte der Absorptionsbänder des Wasserstoffs und des Calciums hielt sich lange Zeit eine schmale helle Linie; zuweilen war auch eine zweite helle Linie in dem dunklen Streifen wahrzunehmen.

Während die erwähnten Intensitätsmaxima zeitweise geringe Lagerveränderungen erkennen ließen, ist eine wesentliche Änderung in dem Abstände der Linien, welche ein Linienpaar bildeten, in den drei Monaten der ersten Erscheinung nicht mit Sicherheit erkannt worden. —

Die in den nächsten Jahren erschienenen neuen Sterne waren lichtschwächer; ihre Spektren zeigten aber, und das ist sehr beachtenswert, eine große Ähnlichkeit mit dem Spektrum der Nova Aurigae in den ersten Monaten nach der Entdeckung und ließen das paarweise Auftreten heller und dunkler Linien ein und desselben Elements mit Sicherheit erkennen. Die dunklen Linien waren ebenfalls an der nach Violett zu gerichteten Seite der hellen gelegen.

Die Hoffnungen, ganz besondere Aufschlüsse über neue Sterne zu erhalten, waren auf das höchste gesteigert, als im Februar 1901 die Entdeckung eines neuen Sterns im Perseus von $2\frac{1}{2}$ ter Größe, der in aufsteigender Helligkeit begriffen sei, bekannt wurde. Es war hier zum ersten Male Gelegenheit gegeben, eine Nova, deren Lichtstärke nicht schon im Abnehmen begriffen war, spektroskopisch zu beobachten. Ganz unerwarteter Weise gaben aber die spektralanalytischen Untersuchungen aus der Zeit der größten Helligkeit nichts, was sogleich zu einem greifbaren Resultate geführt hätte. Das Spektrum war ganz kontinuierlich und erstreckte sich sehr weit ins Violett, zeigte aber weder helle noch dunkle Linien. Mit Apparaten von geringer Zerstreung gelang es, sehr breite, matte Banden aufzufinden, die der Lage nach dem Wasserstoff angehörten, und die eine sehr starke Verschiebung nach Violett hatten. Erst bei der bald eintretenden Lichtabnahme traten die dunklen Absorptionsbanden deutlicher hervor, denen sich nach und nach auch die hellen Banden derselben Elemente, nach der roten Seite des Spektrums zu gelegen, zugesellten, so daß das aus früheren Beobachtungen bekannte Spektrum einer Nova erschien.

Bei der weiteren Lichtabnahme verlor das kontinuierliche Spektrum an Intensität, und später trat ein wesentlich nur aus hellen Linien bestehendes, den Spektren der Nebelflecke ähnliches Spektrum hervor. Im sichtbaren Teil war es die auch bei der Nova Cygni beobachtete Linie des Nebelspektrums im Grün (λ 5007), die allein übrig blieb.

*Bei Lichtabnahme
Lauter, auf
bei Lichtabnahme.*

Die oben beschriebenen starken Lichtschwankungen, die der Stern beim allmählichen Erlöschen zeigte, haben sich auch im Spektrum bemerkbar gemacht, indem das kontinuierliche Spektrum, welches zu den Zeiten des Minimums der Helligkeit des Sterns fast ganz verschwunden war, periodisch mit dem Stern aufleuchtete.

Die im Jahre 1903 in den Zwillingen aufgefundene Nova war zur Zeit der Entdeckung nur 7. bis 8. Größe und befand sich bereits in starker Lichtabnahme, so daß deshalb nur wenige Einzelheiten durch die spektroskopische Beobachtung erkannt werden konnten. Aus Hartmanns Beobachtungen in Potsdam und besonders aus denen der Astronomen auf der Licksternwarte geht hervor, daß das Spektrum dem der anderen spektroskopisch untersuchten neuen Sterne ähnlich gewesen ist.

Die wichtigsten Ergebnisse der spektralanalytischen Untersuchungen an neuen Sternen sind kurz zusammengefaßt die folgenden:

1. Das Spektrum einer Nova ist zur Zeit des größten Glanzes ein kontinuierliches, in welchem bei der allmählichen Lichtabnahme des Sterns Absorptions- und Emissionslinien verschiedener Elemente, namentlich die des Wasserstoffs, Heliums, Calciums und Natriums auftreten. Die meisten Linien eines Elements kommen als Emissionslinien und Absorptionslinien, die dicht nebeneinander gelagert sind, vor, und zwar liegt die dunkle (Absorptions-)Linie von der hellen Linie aus stets nach der violetten Seite des Spektrums hin*).

2. Bei der allmählichen Lichtabnahme neuer Sterne verliert sich das kontinuierliche Spektrum vom Violett anfangend mehr und mehr, und schließlich hat sich in mehreren Fällen ein diskontinuierliches Spektrum herausgebildet, welches in bezug auf die Lage der Linien dem der Nebelflecke gleich ist.

In engem Zusammenhange mit dem wachsenden Erkennen von positiven Tatsachen und der Erweiterung der physikalischen Kenntnisse stehen auch die Theorien über die neuen Sterne. Als man den Gedanken, es handle sich hierbei um Neuerschaffungen, fallen lassen mußte, da sich bei einigen neuen Sternen herausgestellt hatte, daß sie als schwache Sterne bereits vor dem Aufleuchten vorhanden waren, tauchte die Idee eines Weltbrandes auf, dessen Zustandekommen durch den Zusammenstoß

* Bei der Nova Cygni von 1876 ist diese Eigentümlichkeit noch nicht direkt erkannt worden, aber nach den Abbildungen in Fig. 181 unterliegt es keinem Zweifel, daß auch bei dieser Nova Absorptionslinien an der violetten Seite der Emissionslinien gelegen haben. Die Nova Cygni von 1600, von der weiter oben die Rede war, ist noch heute als Stern 5.2^{ter} Größe zu sehen. Der Stern trägt den Namen *P* Cygni und hat ein kontinuierliches Spektrum mit paarweise zusammenstehenden hellen und dunklen Linien, deren Abstand nach den bisherigen Beobachtungen keinen Veränderungen unterworfen ist.

Gegengrimm's
 zweier Weltkörper zu erklären versucht wurde. Abgesehen von der überaus geringen Wahrscheinlichkeit eines direkten, nahezu zentralen Zusammenstoßes zweier kompakter Weltkörper, würde der Effekt eines solchen eine so enorm große Temperatursteigerung sein, daß diese instände wäre, die abgekühlten Körper in die größte Gluthitze zu versetzen. Gerade aber die Mächtigkeit eines solchen Vorganges spricht gegen die Annahme. In diesem Falle könnte nämlich eine so schnelle, in wenigen Monaten vor sich gehende Abkühlung nicht erfolgen, wie sie tatsächlich meist beobachtet worden ist. Die Erregung kann also nur eine oberflächliche sein, und diese könnte allerdings durch den Zusammenstoß eines abgekühlten Weltkörpers mit einem relativ sehr kleinen Körper erfolgen.

Zöllner
 Zu Ende der sechziger Jahre des vorigen Jahrhunderts stellte nun Zöllner auf Grund der von Tycho Brahe mit bloßem Auge ausgeführten und von ihm aufs eingehendste beschriebenen Beobachtung der Licht- und Farbenänderung der Nova von 1572 und der von Zöllner selbst herührenden Sonnentheorie eine Hypothese auf, die auch heute noch in ihren wesentlichsten Punkten von einigen aufrecht erhalten wird.

Leuchtpunkt
 Bei fortschreitender Abkühlung eines Sternes durch Ausstrahlung der Wärme in den Weltenraum werden sich, wie bei der Sonne, Abkühlungsprodukte bilden, deren Ausdehnung im Laufe der Jahrhunderte allmählich anwächst, und die schließlich den ganzen glühenden Körper mit einer Schicht überziehen. Findet nun durch die Bildung chemischer Verbindungen oder durch, entweder periodisch oder in unbestimmten Zeiträumen erfolgende, äußere Störungen ein Zerreißen dieser vollkommenen oder teilweisen Umhüllung statt, so werden mehr oder minder heftige Ausbrüche der inneren glühenden Massen die Folge sein. Je nach der Ausbreitung dieser Glutmassen über mehr oder weniger große Teile der Oberfläche wird der bereits gänzlich erloschene oder nur noch schwach leuchtende Stern plötzlich wieder hell. Durch das Hervorbrechen der heißen Glutmassen werden einige der an der Oberfläche des Gestirns bereits vorhandenen chemischen Verbindungen wieder zersetzt, und diese Zersetzung wird mit einer Licht- und Wärmeentwicklung von statten gehen. Eine Art Verbrennungsprozeß, der gleichzeitig durch die Ausbrüche eingeleitet worden ist, wird zur Erhöhung des Aufleuchtens mit beitragen.

Mit dieser Annahme lassen sich ohne Zwang die meisten der beobachteten Erscheinungen erklären, so das kontinuierliche Spektrum durch den Ausbruch glühender Materie aus dem Innern des Weltkörpers, das Absorptionsspektrum durch die darüberliegende dichte und kühlere Atmosphäre des bereits stark abgekühlten Sterns, das Emissionsspektrum durch die entstandenen Gase der leichter verdampfenden Elemente, die sich viel weiter über die Oberfläche des Körpers verteilen als die flüssigen Massen

und bei der Heftigkeit des Ausbruches höher hinauf geschleudert werden. Selbst das paarweise Auftreten der Linien ein und desselben Stoffes als Emissions- und Absorptionslinien kann, wie wir weiter unten noch besprechen werden, auf enorm hohen Druck, der bei der Gewalt des Ausbruches anzunehmen ist, zurückgeführt werden.

Die oben erwähnten spektrographischen Beobachtungen bei der Nova Aurigae, die das paarweise Auftreten heller und dunkler Linien desselben Stoffes zuerst mit Sicherheit erkennen ließen, führten zunächst zu einer anderen Hypothese. Man nahm an, daß man es nicht nur mit einem Körper, sondern mit zwei Körpern zu tun habe, die bei nahem Vorübergange so erhebliche gegenseitige Störungen auf ihren bereits erloschenen oder nur schwach leuchtenden Oberflächen hervorgerufen hätten, daß sie dadurch zum hellen Aufleuchten gebracht worden wären. Dem einen Körper käme dann das Spektrum mit hellen, dem anderen das mit dunklen Linien zu; die Nebeneinanderlagerung der Linien wäre eine Folge der Bewegung der Körper in verschiedener Richtung.

Die aus dem Abstände der Mitten der Linien nach dem Doppler-Fizeauschen Prinzip abgeleiteten relativen Bewegungen betragen aber 1000 km bis 1200 km in der Sekunde, Geschwindigkeiten, die für kompakte Körper zwar recht auffällig, aber für die kurze Zeit des Vorüberganges noch denkbar erschienen. Als sich aber im Laufe einiger Monate keine Veränderung des Abstandes der Linien zeigte, erschien die Annahme, die erwähnte Eigentümlichkeit des Spektrums mit Hilfe des Dopplerschen Prinzips erklären zu können, mehr und mehr unwahrscheinlich.

Seeliger in München ging nun zunächst von der unbestreitbaren Ansicht aus, daß die Wahrscheinlichkeit des Zusammentreffens eines Weltkörpers mit den im Weltenraume verteilten, weit ausgedehnten kosmischen Nebel- und Staubmassen wesentlich größer sei, als die des Zusammentreffens zweier Weltkörper, und stellte über die Nova Aurigae eine Hypothese auf, die viele Anhänger gefunden hat. Bei dem Eintritt eines dunklen Körpers in die Nebelmasse wird eine Oberflächenerhitzung des Körpers eintreten, welcher das kontinuierliche Spektrum mit den Absorptionslinien seinen Ursprung verdankt. Schon bei der Annäherung des Körpers an die kosmische Wolke werden die leichter beweglichen Teile der letzteren auf den Körper zuströmen, in seiner Atmosphäre bis zur vollständigen Vergasung glühend werden und die Teilchen der Atmosphäre des Sterns ebenfalls ins Glühen versetzen. Infolge der enormen Beschleunigungen, welche die Teilchen der Wolke bei ihrer Strömung gegen den Körper erhalten können, erklärt sich nach Seeliger unter einer bestimmten Annahme über die Richtung der Bewegung des Hauptkörpers gegen die Gesichtslinie die starke relative Verschiebung der hellen Linien jener in starker

3. Doppelstern
Prinzip

4.
Eintritt eines
Körpers in eine
Nebelmasse.

Bewegung befindlichen Gase gegen die Absorptionslinien des in geringerer Bewegung befindlichen Weltkörpers.

Die später gemachte Wahrnehmung, daß es »typisch« für ein Novaspektrum ist, daß die dunklen Linien stets an der violetten Seite der hellen gelegen sind, erfordert eine weitere Ausbildung der Seeligerschen Hypothese, auf die wir jedoch hier nicht näher eingehen wollen, zumal da sie auf weitere hypothetische Annahmen führt.

Eine große Stütze hat die Seeligersche Annahme, daß ein dunkler Körper in eine kosmische Wolke tritt, dadurch erhalten, daß es gelungen ist, mit Hilfe photographischer Aufnahmen Nebelmassen aufzufinden, die die Nova konzentrisch umgeben, und deren Ausdehnung scheinbar mit der Zeit zugenommen hat. Nach Seeligers und Kapteyns Ansicht wird das Licht der hell aufleuchtenden Nova an den ungleich dichten Schichten der kosmischen Wolke, die den Stern umgibt, reflektiert, und es erscheint uns ein schwacher, konzentrisch um den Stern gelagerter Nebel, der sich scheinbar mehr und mehr (mit der Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichts) ausdehnt und seine Gestalt verändert, je nach dem Fortschreiten der Lichtstrahlen und der Form und verschiedenen Dichte der Wolke.

Zahlreiche andere Hypothesen übergehend, wollen wir hier nicht unerwähnt lassen, daß zur Erklärung der typischen Gruppierung der Emissions- und Absorptionslinien in dem Spektrum einer Nova das Doppler-Fizeausche Prinzip nicht unbedingt Anwendung finden muß. Die Untersuchungen von Humphreys und Mohler, von Eder und Wilsing haben gezeigt, daß nicht nur durch Bewegung, sondern auch durch hohen Druck Verschiebungen der Spektrallinien eintreten können. Durch die von Wilsing auf dem Potsdamer Observatorium ausgeführten Untersuchungen über elektrische Funkenentladungen zwischen Metallelektroden unter Wasser sind sogar Spektren erzeugt worden, die ganz analog denen des typischen Novaspektrums sind und nebeneinander gelagerte, helle und dunkle Linien erkennen lassen, bei denen die dunklen Linien an der violetten Seite der hellen gelegen sind. Aber trotz dieser bemerkenswerten äußeren Übereinstimmung stößt man auch hier wieder auf Schwierigkeiten, indem die im Laboratorium durch Druck zu erzielenden Linienverschiebungen sehr gering sind im Vergleich zu den in den Novaspektren beobachteten und man so zur Annahme enorm hoher Drucke, unter welchen die glühenden Gase in der Sternatmosphäre stehen müßten, gedrängt wird. Der Physiker Ebert erklärt nun alle derartigen Erscheinungen als die Folgen anomaler Dispersion (s. Kapitel über die Sonnenhypothesen), und damit wären diese Bedenken gehoben. Es steht jedenfalls fest, daß die besprochenen Eigentümlichkeiten des Novaspektrums sich auf rein physikalische Vorgänge zurückführen lassen.

Eine einigermaßen plausible Erklärung für die Eigentümlichkeit, daß nach dem allmählichen Erlöschen einer Nova und mit ihr des typischen Spektrums derselben ein diskontinuierliches Spektrum auftritt, das große Ähnlichkeit mit dem Spektrum der Nebelflecke zeigt, ist in jüngster Zeit von Halm gegeben worden. Er nimmt an, daß infolge der Gravitationswirkung die Teile der Nebelwolke in nächster Nähe des eingedrungenen Weltkörpers denselben in wirbelartiger Bewegung umkreisen und mit ihm beim Austritt aus der Wolke fortgeführt werden. Ehe wir aber nicht über die Nebelspektren selbst etwas geklärtere Vorstellungen haben — die früheren Ansichten, daß die Nebelspektren den primordialen Zustand eines Weltkörpers dokumentieren, sind nicht mehr aufrecht zu erhalten —, werden wir schwerlich über diese Phase der Spektren neuer Sterne sichere Aufklärung erwarten können.

8. Sternhaufen und Nebelflecke.

Die mehrfachen Sterne bilden dem Anschein nach eine Art von Übergang zu den Sternhaufen, wenn wir zu diesen auch jene Gruppen von Sternen rechnen, die, wie die Plejaden, die Hyaden und die Krippe (Praesepe), auf verhältnismäßig weitem Raume zerstreut, schon dem bloßen Auge auffallen. Zwischen den letzteren und den regelmäßig gestalteten teleskopischen Sternhaufen, die sich nur bei Anwendung der stärksten Fernrohre in ein Gewimmel zahlloser Sternchen auflösen, sind indessen die Beziehungen weit engere; Gebilde der verschiedensten Form, Größe und Sternfülle bilden hier natürliche Übergangsglieder, die dort, auch zwischen fünf- und mehrfachen Sternen und den genannten Sternhaufen größter Zerstreung, fehlen. Andererseits existiert wiederum zwischen den feinsten Sternhaufen und den Nebelflecken wenigstens für das Fernrohr eine bestimmte Grenze nicht, und erst das Spektroskop hat nachgewiesen, daß viele Nebelflecke in der Tat wesentlich andere Erscheinungsformen der Materie sind und mit den Sternhaufen keine Verwandtschaft haben.

Wie bei den Doppelsternen beginnt auch bei den Sternhaufen und Nebeln unsere Kenntnis erst mit Herschel. Zwar wurden die auffallendsten Objekte schon sehr bald nach der Erfindung des Fernrohres bemerkt, so der Andromedanebel von Simon Marius 1612, der Orionnebel von Cysat 1619, und einzelne Astronomen, besonders Messier, der hier eine noch hervorragendere Stellung einnimmt als Chr. Mayer bei den Doppelsternen, hatten nach und nach eine ziemliche Anzahl dieser Gebilde kennen gelehrt. Eine Nachforschung in großem Maßstabe mit Hilfe bedeutender optischer Mittel unternahm aber erst W. Herschel seit dem Jahre 1779. Schon 1784 teilte er der Royal Society ein Verzeichnis von 466 neu ent-

*Unteroff. 11
Nebelflecken
& Nebelflecke*

Doppelst.

Herschel

deckten Sternhaufen und Nebelflecken mit, während Messiers Kataloge in den Schriften der Pariser Akademie (1771 und 1777) nur 103 Objekte enthalten, davon 61 von ihm gefundene; bis 1802 hat Herschel dann noch über 2000 Objekte dieser Art aufgefunden, beschrieben und hauptsächlich an sie seine Betrachtungen über den Bau des Weltalls geknüpft.

Herschel J.
 Was der Vater begonnen, setzte der Sohn John Herschel in fast noch großartigerer Weise fort. Mit dem 20füßigen Reflektor beobachtete er erst (1825 bis 1833) in Slough in England, dann (bis 1838) am Kap der guten Hoffnung und bereicherte namentlich unsere Kenntnis der südlichen Nebel, von denen bis dahin nur wenige von Lacaille, Dunlop u. a. gefunden worden waren. Die Resultate seiner Arbeiten legte er in drei großen Katalogen nieder, von denen der erste 2307, der zweite 1708 Objekte enthält und der dritte sämtliche 5097 bis dahin beobachtete Nebel und Sternhaufen in einem General Catalogue (G.C.) zusammenfaßt. Seit Herschels Zeiten ist die Erforschung der Nebelflecke und der Sternhaufen durch Entdeckung neuer und genauere Beobachtung bekannter eifrig gepflegt worden. Der größte Teil ist freilich nur lichtstarken Teleskopen zugänglich, und verhältnismäßig wenige gestatten eine genaue Ortsbestimmung; etwa 15 bis 20 mögen einem guten Auge bei uns sichtbar sein*). Was indessen schon schwächere Mittel zu leisten vermögen, hat d'Arrest mit seiner ersten Messungsreihe an einem Fernrohre von nur 117 mm Öffnung gezeigt. Es kommt jedoch, wie bereits früher gezeigt ist, für die Beobachtung derartiger Flächengebilde wesentlich auf ein großes Öffnungsverhältnis, weniger auf eine große Öffnung selbst an.

Galton
 Durch die Einführung der Photographie in dieses Gebiet hat für die Erkenntnis der Nebel eine völlig neue Epoche begonnen. Objekte, die früher nur mit den größten Instrumenten sichtbar waren, lassen sich mit kleinen Spiegelteleskopen leicht photographieren, und diese Bilder haben einen Reichtum an Detail enthüllt, wie man ihn bis dahin nicht ahnen konnte. Weiterhin hat sich gezeigt, daß das Vorkommen der Nebel am Himmel ein sehr viel häufigeres ist, als man bisher dachte, so daß sie nicht zu den seltenen Objekten gehören. Man kann beinahe sagen, daß erst durch Einführung der Photographie ein genaueres Studium der Nebel ermöglicht worden ist.

Die Entscheidung, ob ein beobachtetes Objekt ein wirklicher Nebel oder ein Sternhaufen ist, läßt sich mit Hilfe des Fernrohres allein nicht sicher fällen; denn wenn auch, wie wir schon erwähnten, viele der Objekte, die in schwächeren Fernrohren als kleine schwache Nebel erschei-

*) Heis hat mit seinem ungewöhnlich scharfen Auge 19 Sternhaufen und 7 Nebel wahrnehmen können.

nen, durch lichtstärkere Instrumente in dichtgedrängte Sternhaufen aufgelöst werden, so gibt es doch mächtige helle Nebel, die auch mit dem stärksten Teleskop kaum eine Spur von Auflösbarkeit verraten, z. B. der Andromedanebel. In vielen Fällen, wo das Objekt nicht zu schwach ist, kann die Spektralanalyse Aufklärung bringen, und im ganzen wird man nach den Ergebnissen derselben annehmen können, daß sehr viele nebelartige Objekte, selbst wenn sie auch in den lichtstärksten Teleskopen dieses Aussehen nicht verlieren, doch Sternhaufen sind (Andromedanebel).

Während die Gebilde, die man nach dem rein teleskopischen Anblick als Sternhaufen bezeichnet, nur in mehr oder weniger gedrängte zerfallen und unter ersteren besonders die kugelförmigen Sternhaufen bemerkenswert erscheinen, teilte Herschel (1802) die Nebel in fünf Klassen*): in helle, schwache, sehr schwache, planetarische und sehr große Nebel. In den drei ersten sowie in der letzten Klasse kommen aber wieder die verschiedensten Formen vor: elliptische, spiralige, regelmäßige und unregelmäßige, ebenso die verschiedensten Grade der Größe und der Verdichtung, vom nur wenige Sekunden großen, blassesten, gleichmäßigen Nebelschimmer bis zum Nebelstern oder bis zu den unregelmäßigen Ansammlungen nebliger Materie, die sich über viele Quadratgrade erstrecken. Bei den Nebeln der letzten Klasse zumal scheint die Natur ihre ganze Schöpfungskraft aufboten zu haben, um die unendlichste Verschiedenartigkeit der Formen hervorzubringen. Daß wir es hier mit Erscheinungen und Zuständen der Materie zu tun haben, die von denen grundverschieden sind, welche wir in den Sternen treffen, leuchtet auf den ersten Blick ein.

Die Herschelsche Einteilung ist also in hohem Grade unlogisch und wohl lediglich dem Bedürfnis des Beobachters entsprungen, rasch kurze Bezeichnungen für das Gesehene zu haben. Eine natürlichere Einteilung wäre schon die, regelmäßige und unregelmäßige Nebel und unter ersteren elliptische, planetarische, spiralige und ringförmige zu unterscheiden; denn helle und schwache, große und kleine Nebel finden sich in allen diesen Gruppen. Sehr lichtstarke Fernrohre haben jedoch bei vielen elliptischen und einzelnen ringförmigen Nebeln deutlich die spiralige Struktur gezeigt; überhaupt kann die Einteilung der Nebel nach ihrem teleskopischen Aussehen immer nur einen relativen Wert haben, sie ändert sich, streng genommen, von Fernrohr zu Fernrohr. Die Mangelhaftigkeit aller bisherigen Einteilungen ist aber besonders durch die völlig neuen Erkenntnisse klar geworden, welche die Photographie in den letzten Jahren auf diesem Gebiete gebracht hat. Es wird somit späteren Zeiten

*) Die Bezeichnung nach diesen Klassen wird auch jetzt noch bisweilen gebraucht; H II 531 bedeutet den (schwachen) Nebel 531 der zweiten Klasse von W. Herschel. In der Abhandlung von 1811 unterscheidet Herschel noch weit mehr Klassen.

*Kernspind. kurz
Spektralanalyse*

*Einteilung
nicht notwendig*

Herschel 5 Kl.

unlog. findend.

vorbehalten werden müssen, rationellere Einteilungen nach den photographischen Ergebnissen vorzunehmen.

Hinsichtlich ihrer Verteilung am Himmel verhalten sich die Nebelflecke, wenn wir sie nur nach dem teleskopischen Aussehen beurteilen, umgekehrt wie die Sternhaufen. Während letztere wie die teleskopischen Sterne um so zahlreicher werden, je näher man der Milchstraße kommt, sind die Nebel dort am seltensten; diese erreichen am nördlichen Himmel ein Maximum der Häufigkeit vielmehr in der Nähe des Poles der Milchstraße, welcher nach den Untersuchungen von Houzeau und Gould im Sternbilde Coma Berenices liegt und etwa die Koordinaten hat

$$\alpha = 12^{\text{h}} 45^{\text{m}}, \delta = +27^{\circ} 26'.$$

Figur 183 zeigt die Verteilung der Nebel und Sternhaufen des großen Herschelschen General Catalogue und der nördlichen Sterne der Bonner Durchmusterung. Besser noch ist das höchst interessante Verhalten der Nebel aus folgender Tabelle zu ersehen, in deren erster Kolumne die galaktische Breite*), in deren zweiter die dieser entsprechende prozentuale Anzahl der Nebel gegeben ist.

+ 90° bis + 80°	100	+ 30° bis + 20°	15
+ 80 » + 70	72	+ 20 » + 10	9
+ 70 » + 60	55	+ 10 » + 0	3
+ 60 » + 50	40	+ 0 » - 10	4
+ 50 » + 40	35	- 10 » - 20	10
+ 40 » + 30	25		

Für die südliche Halbkugel ist die Kenntnis der Nebel und Sternhaufen zur Zeit noch eine weit unvollkommenere, als für die nördliche; daher sind in obiger Tabelle die entsprechenden Zahlen fortgelassen worden. Erwähnt sei eine ganz besondere Anhäufung von Nebeln und Sternhaufen am südlichen Himmel, welche die merkwürdigen sogenannten Magellanschen oder Kapwolken (Nubecula major und minor) bilden. Die Untersuchungen haben ferner ergeben, daß in Beziehung auf Verteilung helle und schwache Nebel keinen Unterschied zeigen, daß sich dagegen die planetarischen Nebel wie die Sternhaufen im allgemeinen zu verhalten scheinen, d. h. sie befinden sich meist in der Milchstraße oder ganz in der Nähe derselben. Die kugelförmigen Sternhaufen dagegen finden sich gleichmäßig über den ganzen Himmel verteilt.

Sternhaufen. Die Bestimmung der Lage der einzelnen Sterne in den Sternhaufen findet in derselben Weise statt, wie die der Fixsterne, und

*) Tritt an Stelle des Äquators eine durch die Milchstraße gehende Ebene, an Stelle des Himmelspols der Pol der Milchstraße, so entspricht der Deklination im ersten System die »galaktische Breite« im zweiten.

bietet, für die weiteren Sternhaufen wenigstens, keinerlei Schwierigkeiten. Fast immer mißt man nämlich die relativen Koordinaten der einzelnen Sterne des Haufens gegen einen oder mehrere ihrer Lage nach bekannte, meist helle Sterne im Haufen oder in seiner Nachbarschaft und gibt in den Verzeichnissen Rektaszensions- und Deklinationsdifferenzen der Sternhaufensterne gegen diese Anschlußsterne. Fadenmikrometer, sowie auch das Heliometer sind die geeignetsten Meßapparate für diese Zwecke. Von den bereits zahlreich vorliegenden Messungen von Sternhaufen sei nur die Besselsche Plejadenuntersuchung (1841) erwähnt, die vorbildlich für alle derartigen Arbeiten geworden ist. Wenn nun auch, wie schon erwähnt, eine derartige Untersuchung prinzipielle Schwierigkeiten nicht bietet,

Vollkommen.

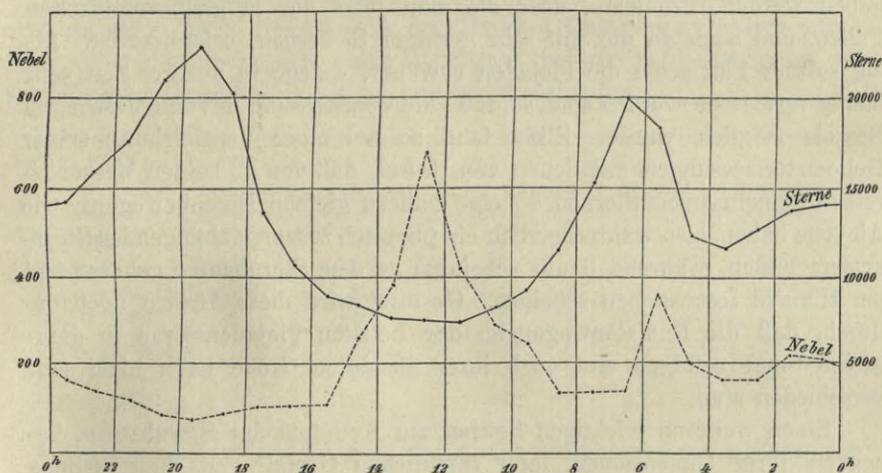


Fig. 183.

so kann man sich doch denken, daß sie mühevoll und langwierig ist, wenn der Sternhaufen reich ist, ja daß sie sogar unmöglich wird, wenn es sich um Objekte wie die äußerst engen und sternreichen Kugelsternhaufen handelt. In solchen Fällen ist die Photographie von unschätzbarem Werte geworden, welche es ermöglicht, an einem Abend in wenigen Stunden den ganzen Sternhaufen, wie dicht er auch ist, auf der Platte zu fixieren, so daß die Ausmessung dann zu beliebiger Zeit und unter bequemen und günstigen Verhältnissen erfolgen kann. Es werden weiterhin solche Objekte, die für die direkte Beobachtung mit dem Fernrohr zu schwach sind, der Ausmessung dadurch zugänglich, daß man durch Verlängerung der Belichtungszeit doch noch gute Photographien von ihnen erhalten kann. Da sich nun aus fast allen Untersuchungen ergeben hat, daß die Genauigkeit der Positionen, welche mit Hilfe photographischer

der Photographie.

Aufnahmen erhalten worden sind, zum mindesten der mit dem Mikrometer oder dem Heliometer erreichten gleichkommt, so hat man in letzter Zeit verständigerweise direkte Ausmessungen von Sternhaufen am Fernrohre ganz aufgegeben. In dieser Richtung sind namentlich die Arbeiten Goulds bahnbrechend gewesen, welcher nicht weniger als 62 Sternhaufen insbesondere des südlichen Himmels photographisch aufgenommen und dann ausgemessen hat.

*Über die
Fotografie
Plejaden
beweg.*

Es ist zu hoffen, daß derartige Untersuchungen in Verbindung mit solchen einer späteren Zeit Aufschluß über die Konstitution der Sternhaufen, über die Zusammengehörigkeit ihrer einzelnen Sterne zu einem einzigen System, sowie über die Bewegungsvorgänge in diesen Systemen geben werden, Probleme, über die man jetzt nur in ganz vereinzelt Fällen, und auch da nur mit sehr geringer Sicherheit, orientiert ist. Als ein solcher Fall seien die Plejaden erwähnt, welche in neuerer Zeit sehr häufig vermessen worden sind, so daß eine Vergleichung mit den Messungen Bessels möglich wurde. Elkin fand so bei einer Vergleichung seiner Heliometermessungen mit denen von Bessel, daß von 52 beiden Messungsreihen gemeinsamen Sternen 45 eine nahezu gleiche Eigenbewegung wie Aleyone haben, also wahrscheinlich ein physisch zusammenhängendes Sternsystem bilden, während 6 nur scheinbar zu dem Sternhaufen gehören und am Himmel festzustehen scheinen. Gestützt wird diese Ansicht noch dadurch, daß die Radialbewegungen der hellsten Plejadensterne in demselben Sinne erfolgen und auch ihrer absoluten Größe nach nicht sehr verschieden sind.

Parallaxenbest.

Einen weiteren wichtigen Beitrag zur Kenntnis der Sternhaufen, besonders ihrer Dimensionen, ihrer räumlichen Gestalt und ihrer Stellung im Weltsystem würden Parallaxenbestimmungen zahlreicher, verschieden heller Sterne in Sternhaufen bringen, und so sind Versuche, die in neuester Zeit Kapteyn und seine Schüler in dieser Beziehung machen, als sehr wertvoll zu bezeichnen. Vorläufig freilich sind diese Untersuchungen noch zu vereinzelt, bedürfen auch zur Kontrolle noch einer Wiederholung, da ja Parallaxenbestimmungen zu den schwierigsten Aufgaben der praktischen Astronomie gehören, so daß man zur Zeit noch nicht genügend sicheres Material hat. Immerhin folgt aber schon aus der Kapteynschen Untersuchung über die Sternhaufen h und χ Persei, daß diese zweifellos unserem Sternsystem angehören und nicht ein eigenes, von unserem unendlich weit entferntes Sternsystem bilden, was man früher für viele Sternhaufen als wahrscheinlich annahm. Wie man hieraus sieht, ist man zur Zeit bei der Beantwortung der Frage, ob die Sterne eines Haufens ein durch die Gravitation verbundenes System sind, noch immer ausschließlich auf Vermutungen angewiesen, die allerdings vielfach einen hohen Grad

*h & Persei
impe. System*

von Wahrscheinlichkeit haben. So wird man es z. B. wohl nicht für Zufall halten, daß auf einem Raum von wenigen Bogenminuten Tausende von Sternen eng beieinander stehen, während die ganze Umgebung sternarm ist, welche Fälle gerade häufig vorkommen.

Auch über die physische Beschaffenheit der meisten schwachen und engen Sternhaufen weiß man nichts; man kann vielfach nicht einmal bestimmt sagen, ob es Sternhaufen oder Nebel sind, weil sie zu schwach sind, als daß auch nur das Spektrum des Gesamthaufens untersucht werden könnte. Selbst über das Spektrum des bekannten Andromedanebels ist nichts weiter bekannt, als daß er nicht das sonst bei Nebeln gewöhnlich vorkommende Gasspektrum zeigt.

Über die Spektren der helleren Sterne einiger weiter Sternhaufen ist man dagegen durch die Arbeiten des Harvard Observatory besser orientiert; folgende Tabelle gibt einen Überblick über die Zahl der Sterne der verschiedenen Spektralklassen in einigen Sternhaufen.

Name	Zahl der Sterne der			
	I. Klasse	I.—II. Klasse	II. Klasse	III. Klasse
Plejaden	59	14	18	—
Praesepe	28	41	20	1
Sternhaufen in der Carina	55	2	7	—
N.G.C. 3523	190	2	12	—
Coma Berenices	18	52	45	2
N.G.C. 6405	68	4	17	2
N.G.C. 6475	269	34	41	—

Aus diesen Zahlen sieht man, daß einige Sternhaufen mehr Sterne der II. Klasse als der I. haben, daß es aber bei anderen umgekehrt ist, so daß man keinerlei allgemeine Schlüsse über die Zusammensetzung der Sternhaufen ziehen kann.

Der Erwähnung wert ist es aber, daß man unter den einzelnen Sternen derselben Klasse in einem Sternhaufen oft eine große Verwandtschaft der Spektren findet; beispielsweise sind die Spektren der hellen Plejadensterne sämtlich sehr verwaschen und zeigen die Absorptionslinien des Heliums, gleichen sich somit sehr.

Ebenso schlecht wie mit der Spektroskopie, ist es auch mit der Photometrie der Sternhaufen bestellt, da man photometrische Untersuchungen gleichfalls nur für einige wenige, weite Sternhaufen, wie die Plejaden, Praesepe, die Perseussternhaufen, ausgeführt hat, für alle übrigen sich aber mit den alten Angaben begnügen muß, die auf recht rohen und von dem benutzten Fernrohr abhängigen Schätzungen beruhen. Aber auch hier scheint die Einführung der Photographie Besserung zu schaffen. Mit ihrer

*Phys. Befragt
fest.
Nur bekannt*

*Verwandtschaft der
Spektren der hellen
Plejadensterne
sind*

Hilfe hat nämlich Baily auf dem Observatorium zu Arequipa, einer Zweigstation des Harvard-Observatoriums, eine interessante photometrische Entdeckung an Sternhaufen gemacht, indem er fand, daß mehrere der kugelförmigen Sternhaufen eine ganz überraschend große Zahl von veränderlichen Sternen enthalten. In 23 Sternhaufen, welche daraufhin untersucht wurden, entdeckte er unter 19000 Sternen nicht weniger als 509 Veränderliche. Bei weitem die größte Zahl lieferte der Haufen Messier 3, welcher unter 900 Sternen 132 Veränderliche, also auf je 7 Sterne einen enthielt; dann folgten ω Centauri und Messier 5 mit 125 bzw. 85 Variablen unter 3000 bzw. 900 Sternen. Im großen Sternhaufen im Herkules (Messier 13) dagegen fanden sich unter 1000 Sternen, die geprüft wurden, nur 2 Veränderliche.

Bei ω Centauri ist es möglich gewesen, für 95 Veränderliche die Perioden und Lichtkurven mit ziemlicher Genauigkeit zu bestimmen. Dabei hat sich das bemerkenswerte Resultat ergeben, daß bei fast allen diesen Sternen die Periodenlänge kleiner als 24 Stunden ist. Nur bei 5 Sternen ist sie größer als 1 Tag, nämlich $1\frac{1}{3}$, 15, 29, 297 und 484 Tage. Bei 26 Sternen ist die Periode kürzer als 10 Stunden bis herab zu 7 Stunden. Die Differenz zwischen der Maximal- und der Minimalhelligkeit schwankt bei den einzelnen Sternen zwischen 0.5 und 4.6 Größenklassen. Nach der Form der Lichtkurven lassen sich diese Variablen in drei verschiedene Klassen einteilen. Die Sterne der ersten Klasse verweilen fast während der Hälfte der Periode im Minimum, steigen dann sehr schnell zum Maximum an und nehmen beträchtlich langsamer wieder ab. Der Betrag der Helligkeitsänderung ist meist größer als eine Größenklasse, und die Periode liegt zwischen 12 und 15 Stunden. Bei der zweiten Klasse geht die Zunahme wesentlich langsamer vor sich als bei der ersten Klasse, und die Abnahme dauert fast bis zum Beginn des Wiederanwachsens. Die Amplitude beträgt gewöhnlich noch nicht eine Größenklasse, und die Periode liegt zwischen 15 und 20 Stunden. In der dritten Klasse ist die Dauer der Zunahme nahe ebenso groß, als die der Abnahme, in einzelnen Fällen sogar etwas größer; die Helligkeitsschwankungen betragen meist wenig mehr als eine halbe Größenklasse, und die Periode umfaßt 8 bis 10 Stunden.

Die in den anderen Sternhaufen gefundenen Veränderlichen haben, soweit sie bisher näher untersucht worden sind, durchweg ähnliche Verhältnisse erkennen lassen, nur scheint bei ihnen, was die Form der Lichtkurve anbelangt, die erste der obigen drei Klassen bei weitem zu überwiegen.

Eine ausreichende Erklärung für diese hochinteressanten Erscheinungen vermag man gegenwärtig noch nicht zu geben. Einer Erklärung durch Bedeckungen, ähnlich wie bei den Algolsternen, widerspricht die

Photographie

Maynard nicht
veränderliche Sterne
in den Haufen

ω Centauri

Lichtkurven mit
etw. als 24 h.
(-7 h)

3 h.

I. Glatte Min.
steigend, Max.
lang abnehm.

II. Langes Min.
Zunahme lang.
15-20 h

III. Zunahme fast
gl. Abnahme.
8-10 h.

Form der Lichtkurve entschieden. Auch die Annahme von rotierenden, ungleich leuchtenden oder unregelmäßig gestalteten Körpern ist im Hinblick auf die große Anzahl gleichartiger Veränderlicher wenig wahrscheinlich.

Auch in einigen Nebelflecken, dem Orionnebel und den Magellanschen Wolken, hat man neuerdings zahlreiche Veränderliche entdeckt, doch sind dieselben hinsichtlich der Art ihres Lichtwechsels bisher noch nicht näher studiert worden.

Nebelflecke. Dem äußeren Aussehen nach sehr wenig verschieden von den engen, unauflösbaren Sternhaufen sind die eigentlichen Nebelflecke, und in früherer Zeit konnte man nicht entscheiden, welcher Natur ein Objekt sei, wenn es sich bei der Betrachtung mit großen Fernrohren nicht mehr in einzelne Sterne auflösen ließ, obwohl gerade zwischen diesen beiden Gattungen von Himmelskörpern ein fundamentaler Unterschied vorhanden ist. Erst in neuerer Zeit hat man in der Spektralanalyse ein Mittel erhalten, welches es ermöglicht, wenigstens für eine große Zahl solcher Objekte diese Scheidung vornehmen zu können. Das Spektrum der eigentlichen Nebel besteht nämlich aus einzelnen hellen Linien, weicht also in typischer Form von den Spektren der meisten Himmelskörper ab, die kontinuierliche Spektren mit Absorptionslinien haben. Man nennt daher jetzt geradezu nur ein Objekt, welches jenes Linienspektrum zeigt, einen Nebel, während Objekte mit kontinuierlichem Spektrum sowohl unauflösbare Sternhaufen, als auch mit reflektiertem Lichte leuchtende kosmische Staubwolken (z. B. die Nebel um die Nova Persei) sein können. Obwohl das Auftreten isolierter heller Linien an sich schon zeigt, daß man es mit keiner Sternansammlung zu tun hat, sind es doch insbesondere zwei jener Linien, die man bisher außer in einigen neuen Sternen eben nur in den Nebeln gefunden hat; es sind dies die zwei im grünen Teile des Spektrums gelegenen Linien $\lambda 5007$ und $\lambda 4959$, welche als charakteristisch für diese Himmelskörper einfach *Nebellinien* genannt werden. Sie sind, für die optische Beobachtung wenigstens, meist die hellsten Linien des Nebelspektrums. Über ihren Ursprung ist man noch in völliger Unkenntnis; es läßt sich nur sagen, daß wohl beide Linien ein und demselben Element angehören werden, da sie in allen Nebeln dasselbe Intensitätsverhältnis haben, indem die weniger brechbare etwas über doppelt so hell als die zweite erscheint. Neben diesen ist fast immer noch die Wasserstofflinie $H\beta$ sichtbar, aber das Verhältnis der Intensität dieser Linie zu der der beiden oben erwähnten ist nicht für alle Nebel dasselbe, ja es gibt im Orionnebel Stellen, wo die Nebellinien relativ heller sind, während es an anderen die Wasserstofflinie ist.

Sehr interessante Resultate hat Mitchell auf dem Yerkes-Observatorium erhalten. Photographiert man nämlich das Spektrum eines Nebels,

Nebelflecke

Kannengraben

*Spektr. und
Linienspektr.*

das aus isolierten hellen Linien besteht, mit einem spaltlosen Spektrographen (Objektivprisma oder -gitter), so erhält man statt der Spektrallinien (der Abbilder des Spaltes) einzelne Bilder des ganzen Nebels und zwar in dem monochromatischen Lichte der einzelnen Wellenlängen. Mitchell wendete dieses Verfahren auf den Orionnebel an, und es zeigte sich dabei, daß die Gestalt des Nebels und die Lichtverteilung in den einzelnen Teilen desselben in dem Lichte der verschiedenen Wellenlängen recht verschieden waren. Das Bild im Lichte der Linie λ 3727 hatte die größte Ausdehnung. Die schwachen, außen liegenden Teile des Nebels zeigten im Lichte dieser Wellenlänge eine erheblich größere Intensität und viel weitere Ausdehnung, als im Lichte der Linie $H\beta$. Die Huygenssche Region erschien im Lichte von λ 3727 ebenso intensiv als in dem von $H\beta$, aber im Lichte der Nebellinie λ 5007 stärker als in diesen beiden, während die außerhalb liegenden Teile im $H\beta$ -Lichte stärker als in dem der Nebellinien sind. Die Untersuchung zeigte somit, daß der Orionnebel aus einem Gasgemisch besteht, daß aber an verschiedenen Stellen des Nebels entweder die Mischung oder der Leuchtprozeß sehr verschieden ist.

Neuere photographische Aufnahmen haben im Spektrum der Nebelflecke über 70, teils recht starke Linien auffinden lassen, zu denen die Wasserstofflinien und die Linien des Heliums gehören, auch hat man in manchen Nebeln neben jenen isolierten hellen Linien Spuren eines kontinuierlichen Spektrums konstatiert. Aus allen diesen Beobachtungen folgt, daß die Nebel als außerordentlich ausgedehnte Gasmassen aufzufassen sind, die sich im Zustande sehr großer Verdünnung und vielleicht sehr niedriger Temperatur befinden. Daß trotz solcher niedriger Temperatur ein Leuchten der Gase stattfinden kann, haben neuere physikalische Versuche unzweideutig gezeigt, wenngleich hierbei die Aufklärung noch mancher unklarer und dunkler Punkte der Zukunft überlassen bleiben muß. Es mag noch bemerkt werden, daß speziell die planetarischen und die großen unregelmäßigen Nebel, wie der des Orion, zu diesen Gasnebeln gehören.

Da die Nebel schwache und obendrein meist sehr unregelmäßig und unbestimmt gestaltete Objekte sind, ist die Bestimmung ihrer Lage am Himmel und ihrer Dimensionen eine schwierige und auch undankbare Aufgabe. Es kann nämlich hierbei im allgemeinen infolge eben dieser Beschaffenheit keine große Genauigkeit erlangt werden, auch hat das benutzte Fernrohr und die subjektive Auffassung des Beobachters einen so großen Einfluß auf diese Beobachtungen, wie sonst kaum irgendwo bei astronomischen Messungen. Man braucht nur die verschiedenen Zeichnungen ein und desselben Nebels zu betrachten, welche von verschiedenen Beobachtern an verschiedenen Instrumenten ausgeführt sind (Fig. 184,

185, 186), um dies deutlich zu sehen. Immerhin hat man eine ganze Anzahl von Verzeichnissen der Nebelflecke, welche es ermöglichen, diese Objekte am Himmel aufzufinden. Gegenwärtig ist der »New General Catalogue of Nebulae and Clusters« von Dreyer (abgekürzt mit N.G.C. bezeichnet) der Hauptkatalog, obwohl er infolge der vielen Neuentdeckungen auch nicht mehr vollständig ist*).

Da einesteils, wie wir soeben sahen, die Positionsbestimmung für die meisten Nebel eine unsichere ist, andererseits diejenigen, welche sich wirklich genau beobachten lassen, erst seit viel zu kurzer Zeit mit der erreichbaren Schärfe gemessen worden sind, so ist bis jetzt keine der jedenfalls kleinen Eigenbewegungen dieser Gebilde bekannt. Man würde daher über den Bewegungszustand der Nebel völlig in Unkenntnis sein,

Legenbrun...
Nova.



Fig. 184. Spiralnebel in den Jagdhunden nach J. Herschel.



Fig. 185. Spiralnebel in den Jagdhunden nach H. C. Vogel.

wenn nicht auch hier die Spektralanalyse es ermöglicht hätte, wenigstens die Bewegungen in der Richtung der Gesichtslinie zu bestimmen. Die ersten genauen (visuellen) Messungen dieser Art rühren von Keeler her; später sind solche, auch zum Teil auf spektrographischem Wege, auf dem Observatorium zu Potsdam und auf der Licksternwarte gemacht worden. Die in folgender Tabelle enthaltenen Werte der Radialgeschwindigkeiten der Nebel zeigen, daß die Größenordnung der Bewegungen sich nicht von der der Sterne unterscheidet, den Nebeln also hiernach keine besondere Stellung im Sternsystem zukommt.

*) Dieser Katalog ist in den Memoirs of the Royal Astronomical Society Vol. 49 und 50 erschienen.

Bezeichnung	Geschw. rel. zur Sonne	Bezeichnung	Geschw. rel. zur Sonne
G.C. 826	- 10 km	G.C. 4628	- 50 km
G.C. 2102	+ 6 >	G.C. 4964	- 7 >
G.C. 4234	- 34 >	G.C. 5851	- 51 >
G.C. 4373	- 66 >	G.C. 6891	+ 41 >
G.C. 4390	- 11 >	N.G.C. 6790	+ 48 >
G.C. 4510	- 17 >	N.G.C. 7027	+ 5 >
G.C. 4514	- 5 >	Orionnebel	+ 17 >

Aber die spektrographischen Untersuchungen haben auch noch weitere, für die inneren mechanischen Zustände interessante Ergebnisse gebracht; so konnten Vogel und Eberhard nachweisen, daß in den verschiedenen Teilen des Orionnebels die Radialgeschwindigkeit nicht die gleiche ist, und auch in einigen planetarischen Nebeln ergaben sich nach Hartmann Andeutungen von rotatorischen Bewegungen. Es würde aus diesen Beobachtungen folgen, daß die Nebel sowohl ihre Gestalt, als auch ihre Lage ändern müssen, aber die Änderungen sind so gering, daß das Bild dieser zum Teil enorm ausgedehnten Objekte erst nach unermesslichen Zeiträumen merkbar umgestaltet sein kann. In der Tat haben sich auch alle bisher angeblich beobachteten Gestaltsänderungen als Täuschungen erwiesen.



Fig. 186. Spiralnebel in den Jagdhunden nach Rosse.

Über die Entfernung der Nebel von der Sonne und über ihre räumliche Ausdehnung weiß man so gut wie nichts, da sich diese Objekte, wie schon vorher erwähnt, im allgemeinen nicht zu exakten Messungen eignen, also Parallaxenbestimmungen an ihnen nicht ausführbar sind. Nur an einigen wenigen, regelmäßig gestalteten planetarischen Nebeln hat man dies versucht. So hat Wilsing den sehr kleinen und symmetrisch geformten Nebel G.C. 4964 und den von Webb entdeckten auf Parallaxen hin untersucht, indessen solche nicht finden können. Newkirk hat dagegen für die Parallaxe des Zentralsternes im Ringnebel in der Leier den Betrag von $0''.10$ gefunden, und dieser Wert scheint verbürgt zu sein.

*früher & räumlich
ausdehnen*

Die sich jedem sofort aufdrängende und häufig behandelte Frage, ob die Nebel unserem Sternsystem angehören, läßt sich aus dem nur so spärlich vorliegenden Material natürlich nicht beantworten. Die Ansicht aber, daß die meisten Nebel sich innerhalb unseres Sternsystems befinden, ist in den letzten Jahren immer wahrscheinlicher geworden. Durch die Photographie sind nicht wenige Nebel aufgefunden worden, deren physische Verbindung mit darin befindlichen oder mit benachbarten Sternen auf den ersten Blick klar ist; es kann hier von einem zufälligen Zusammentreffen nicht mehr die Rede sein. Hierhin gehören z. B. die Nebel in den Plejaden, die sich zum Teil mit einem förmlichen Stiele an helle Sterne ansetzen. Ebenso verhält es sich mit dem Orionnebel. Hier ist sogar ein Zusammenhang der Sterne mit der Nebelmasse als völlig sicher anzusehen, da sie nicht nur ein ähnlich zusammengesetztes Spektrum, sondern auch eine fast ganz gleiche Radialgeschwindigkeit besitzen.

Die Welt der Nebel bietet scheinbar in den doppelten und mehrfachen Nebeln ein Analogon zur Welt der Sterne. Unter den 5079 Objekten des J. Herschelschen General Catalogue sind 229 doppelte, 49 dreifache, 30 vierfache und sogar ein neunfacher Nebel angegeben, also relativ noch mehr vielfache Nebel als Doppelsterne unter den einfachen Sternen. In den meisten Fällen sind elliptische Nebel der ersten Herschelschen Klassen miteinander verbunden; ob aber diese Verbindung eine mehr als zufällige und der Verbindung einfacher Sterne in den physischen Doppelsternen vergleichbar sei, läßt sich mit völliger Bestimmtheit noch nicht sagen. Nach den Photographien scheint es sogar, als ob die meisten dieser »vielfachen« Nebel nichts weiter als stärkere Kondensationen in einem großen Nebelgebilde sind, so daß man also diese Objekte streng genommen gar nicht mehr mit vielfachen Sternen vergleichen kann.

Noch mehr Dunkel herrscht über die veränderlichen Nebel. Vollkommen verbürgt scheint hier nur ein Fall zu sein. Im Oktober 1852 entdeckte Hind im Stier nahe dem variablen Stern γ Tauri ($AR = 4^h 16^m 1$, $\delta = + 19^\circ 17'$ für 1900) einen kleinen Nebel (N.G.C. 1555) mit zentraler Verdichtung, den auch Chacornac 1854, sowie Auwers 1858 sahen. Dieser Nebel war 1861, als ihn Auwers, Schönfeld und d'Arrest, letzterer mit einem weit lichtstärkeren Fernrohr, suchten, vollständig verschwunden, und ebenso wenig konnten ihn im Januar 1862 Leverrier, Chacornac und Secchi finden; dagegen wurde er wieder Ende März 1862 in Pulkowa, wengleich als sehr schwach, wahrgenommen. Seit 1868 ist das Objekt auch in Pulkowa nicht mehr gesehen worden. Erst nach vielen Jahren haben Burnham und Barnard sich wieder mit diesem interessanten Nebel beschäftigt. Er war 1890 und 1895 im großen Lickrefraktor deutlich sichtbar. Ende 1895 dagegen konnte ihn Barnard nicht mehr sehen, aber

Mahlung im All.

große Nebel.

Veränderl. N.

Ende 1899 hat Keeler ihn mit dem Crossleyreflektor photographiert, und er konnte auch Anfang 1900 wieder als äußerst schwaches Objekt mit dem großen Lickrefraktor gesehen werden.

Unmittelbar neben diesem Hindschen Nebel befindet sich ein zweiter (N.G.C. 1554), der auch Helligkeitsänderungen erlitten hat. Er wurde 1868 von O. Struve aufgefunden und von ihm und d'Arrest beobachtet. 1877 hat ihn Tempel noch gesehen, dagegen am Ende desselben Jahres nicht mehr. In neuerer Zeit ist er weder optisch noch photographisch wiedergefunden worden.

Zwei andere Nebel verraten nach Winnecke starke Anzeichen einer periodischen Variabilität. Der erste (N.G.C. 955) steht im Walfisch, $AR = 2^h 25^m 3$, $\delta = -1^\circ 33'$ für 1900. Von den beiden Herschel wurde er ziemlich hell gesehen, dagegen von d'Arrest 1856 als sehr schwach bezeichnet; Schönfeld sah ihn 1861 nicht sicher, Vogel 1865 gar nicht; 1868 sah ihn Schönfeld wieder deutlich, und 1877 fand ihn Winnecke wieder recht hell; 1887 war er ein leidlich helles Objekt. Der zweite Nebel (N.G.C. 3666) steht in der Nähe von ι Leonis ($AR = 11^h 19^m 2$, $\delta = +11^\circ 54'$ für 1900); der ältere Herschel nennt ihn sehr hell, John Herschel dagegen 45 Jahre später sehr schwach und schwach; ebenso d'Arrest 1863 in Kopenhagen. Dagegen fand ihn Winnecke 1856 in Berlin sowie 1878 und 1879 in Straßburg wieder ziemlich hell; 1887 ist er nur mit größter Schwierigkeit sichtbar gewesen. Diese Wahrnehmungen lassen sich in der Tat schwer mit der Annahme der Unveränderlichkeit vereinigen. Wie man sich aber eine solche Veränderlichkeit erklären soll, das ist zur Zeit noch ganz ungewiß. Wir sahen ja allerdings bei der Besprechung der Nova Persei, daß dunkle kosmische Wolken, wenn sie von dem Lichte eines kurz aufluchtenden Sternes getroffen werden, leuchtend werden können und dann den Eindruck von neu erschienenen Nebeln machen, bis sie bald darauf wieder verschwinden. Im Falle des Hindschen und des Struveschen Nebels könnte man Ähnliches vermuten, da der Variable T Tauri in nächster Nähe dieser Nebel steht; für die Winneckeschen Nebel ist diese Erklärung aber sicher nicht zutreffend. Jedenfalls ist aber auch das Material der Beobachtungen noch viel zu spärlich, als daß man schon jetzt nach einer Erklärung der veränderlichen Nebel mit Erfolg suchen könnte.

Im folgenden sollen nun einige der schönsten und bekanntesten Sternhaufen und Nebel kurz besprochen werden; wir gehen dabei von den hellsten aus und werden von jeder der Hauptkategorien wenigstens ein charakteristisches Beispiel anführen.

Als Extrem der Sternhaufen größter Zerstreuung können wir die allbekanntesten Plejaden oder das »Siebengestirn« im Stier betrachten. Dem

Plejaden

kurzsichtigen Auge erscheinen sie als stark granuliert Nebelmasse; das normale Auge nimmt sechs, ein äußerst scharfes dagegen neun bis elf Sterne von der 3. bis zur 7. Größe einzeln wahr. Die Figur 187 enthält die Sterne bis zur 10. Größe, die in einem Fernrohr von 8 cm Öffnung

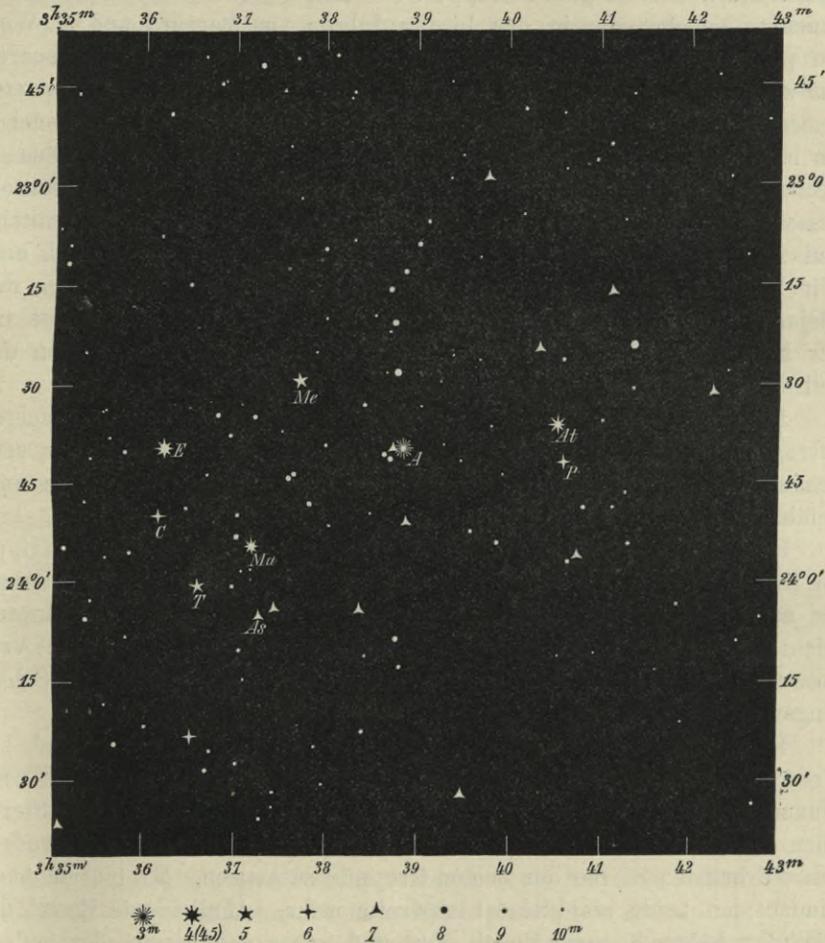


Fig. 187. Die Plejaden.

C = Celaeno, E = Electra, T = Taygeta, M = Maja, As = Asterope, Me = Merope, A = Alcyone, At = Atlas, P = Plejone. — Stellungen für 1855.

gut sichtbar sind. Ein Fernrohr von 12 cm Öffnung zeigt dagegen auf demselben Raume schon etwa 230 Sterne bis zur 12. Größe. Von dem hellen Sterne Merope erstreckt sich nach Süden ein zuerst (1859) von Tempel gesehener, sehr bleicher und unregelmäßig geformter Nebel, der

für Kometensucher von 10 cm bis 15 cm Öffnung ein gutes Prüfungsobjekt bildet. Manche halten ihn, aber wohl mit Unrecht, für veränderlich. Andere, zum Teil recht helle neblige Massen, auch in Verbindung mit hellen Sternen der Gruppe, z. B. mit Maja und Alcyone, fand man neuerdings. Auch um die ganze Gruppe herum sind schwache, aber sehr ausgedehnte Nebelmassen in den letzten Jahren von Barnard und M. Wolf auf photographischem Wege nachgewiesen worden. Die Plejadensterne hat zuerst Bessel auf das Genaueste mit dem Königsberger Heliometer gemessen. Von dieser Zeit an sind sie dasjenige Objekt geworden, welches am häufigsten untersucht wurde. So liegen mehr oder minder vollständige Beobachtungsreihen von C. Wolf, Elkin, Pritchard, Gould, Jacoby, Turner, Olsson, Battermann, Ambronn, Becker und Peter vor. Eine einheitliche und zusammenfassende Bearbeitung dieser Reihen steht aber noch aus. Wir haben bereits oben gesehen, daß von den 52 hellsten Sternen der Plejaden 46 ein physisch zusammenhängendes System bilden. Die Spektren der helleren Sterne gehören fast alle der I. Klasse an, in denen der hellsten sind die Heliumlinien nachweisbar.

Auch photometrisch gehören die Plejaden zu den bestuntersuchten Sterngruppen. Es sind hier insbesondere die optisch ausgeführten, sehr genauen Messungen von Müller und Kempf und die photographisch ausgeführten von Charlier und von Schwarzschild zu nennen.

Eine zweite bekannte, aber weniger reiche Sterngruppe, die Krippe im Krebs oder die Praesepe, ist in mondloser Nacht dem bloßen Auge als neblige Lichtmasse sichtbar. Die Sterne sind aber hier zu schwach (nicht heller als 7. Größe), um einzeln wahrgenommen zu werden. Vermessen ist diese Gruppe von Winnecke, Schur, Hall, Gould und Schlesinger, photometrisch untersucht von Schwarzschild.

Einen prachtvollen Anblick, schon in kleinen Fernrohren und bei Vergrößerungen von 20mal bis 50mal, gewähren die beiden kaum 1° voneinander entfernten Sternhaufen η und ζ Persei: Hunderte von Sternen drängen sich hier auf engem Raume zwischen helleren und besonders um die hellsten Sterne der beiden Gruppen zusammen. Mit bloßem Auge nimmt man beide als kleine Lichtflecke wahr. Ähnlich wie Bessel die Plejaden haben Krüger, Vogel, Pihl und Schur den einen oder andern Perseushaufen gemessen, und Schwarzschild hat wiederum die Helligkeitsverhältnisse festgelegt.

Weit kleiner, aber trotzdem noch dichter besät als diese und dabei schon einer regelmäßig »kugeligen« Form sich stark nähernd, ist der Sternhaufen zwischen ζ und η Herculis (Fig. 188); die Anzahl der Sterne läßt sich nur nach Tausenden schätzen, und gegen die Mitte zu sind nur in den größten Instrumenten die flimmernden Pünktchen deutlich

Praesepe
(Krebs)

Persei

Herculis

voneinander zu trennen. Photographische Aufnahmen dieses interessanten Objektes von Palmer auf dem Lickobservatorium weisen in diesem kleinen Fleckchen (4' Durchmesser) des Himmels über 5000 Sterne auf. Diese Aufnahmen sowohl, als auch die mit dem Yerkesrefraktor und optische Beobachtungen mit diesen großen Instrumenten zeigen, daß neblige Massen nicht vorhanden sind, wie man früher glaubte, sondern daß nur die enorme Zahl schwacher, sehr naher Sternchen den Eindruck eines nebligen Untergrundes hervorbringt. Aufnahmen und Vermessungen dieses wegen seiner



Fig. 188. Sternhaufen im Hercules.

großen Enge schwierigen Haufens sind zweimal (von Scheiner und Ludendorff) auf dem Potsdamer Observatorium gemacht worden.

Fast noch reichere Sternhaufen als die nördliche Hemisphäre enthält die südliche; als Beispiele führen wir die schon dem bloßen Auge sichtbaren Haufen ω Tucani und ω Centauri auf. Ersterer ist nach der Mitte zu einer 30" Durchmesser haltenden Lichtmasse verdichtet; den letzteren nennt J. Herschel den »weitaus reichsten und größten Sternhaufen des Himmels. Die Sterne sind buchstäblich unzählbar, und da ihr Gesamtlcht dem bloßen Auge nur den Eindruck eines Sternes 5^{ter} oder 4^{1/2}^{ter} Größe macht, so kann man sich vorstellen, von welcher Kleinheit

Centauri

jeder einzelne Stern ist.« Hervorragend schöne Photographien dieser zwei und einer großen Zahl anderer Kugelsternhaufen rühren von den Beobachtern des Harvardobservatoriums her und sind in den Annalen dieser Sternwarte veröffentlicht. Wie bereits erwähnt, hat die Entdeckung sehr merkwürdiger Variabler in diesen Kugelsternhaufen das allgemeine Interesse auf sie gelenkt.

Die Beschreibung der Nebel beginnen wir mit dem mächtigen Orionnebel, (Fig. 189), der durch Glanz, Größe und Gestalt, sowie durch die Mannigfaltigkeit der in ihm stehenden Sterne wohl das wundervollste Objekt des ganzen Himmels ist, welches von jeher mehr als alle anderen die Aufmerksamkeit der Astronomen auf sich gezogen hat. Er steht unterhalb der drei hellen Sterne im Gürtel des Orion und umgibt einen der merkwürdigsten vielfachen Sterne, das sogenannte Trapez (ϑ_1 Orionis).

Die erste ausführlichere Beschreibung hat Huygens 1659 in seinem »Systema Saturnium« gegeben. Seit jener Zeit ist er von zahlreichen Beobachtern, Messier, den beiden Herschel, Struve, Liapunoff, W. C. und G. P. Bond, Rosse, Secchi, Scheiner u. a. studiert und viele Sterne in ihm sind verzeichnet und gemessen worden; die detailreichste Darstellung des Ganzen rührt von Lord Rosse her. Sein größtes Spiegelteleskop hat jedenfalls, wie bei den übrigen Nebeln, so auch beim Orionnebel noch neblige Materie gezeigt, wo schwächere Instrumente nichts mehr erkennen lassen; doch ist zu bemerken, daß die Zeichnungen Rosses nicht frei von phantastischen Übertreibungen sind, welche vielfach das ganze Bild des Nebels unkenntlich machen. Auch die Leistungen geringerer Instrumente sind auf diesem Gebiete namentlich in topographischer Hinsicht nicht zu unterschätzen, und speziell beim Orionnebel verdanken wir ihnen höchst Bedeutendes. So hat Bond eine herrliche Zeichnung des Nebels geliefert, die heute noch geschätzt wird, nachdem man durch Photographien natürlich eine weit genauere Einsicht in den Bau dieses Nebels gewonnen hat. Die Ausdehnung des eigentlichen Nebels oder genauer der verschiedenen nebligen Massen, deren weitaus hellste ϑ_1 Orionis umgibt, beträgt etwa $\frac{1}{2}^\circ$ im Quadrat. Er steht mit den übrigen Nebelmassen, die das ganze Sternbild des Orion durchlaufen, in Verbindung. Die Aufnahmen mit großen Instrumenten, wie die hier gegebene, mit dem 80 cm-Refraktor des Potsdamer Observatoriums hergestellte, lassen in dem hellen mittleren Teil ein äußerst reiches Detail erkennen, aber irgendwelche regelmäßige Struktur ist nicht vorhanden, es bildet vielmehr dieser Teil eine völlig chaotische Masse.

Es mag hier noch auf eine schon von W. Herschel gefundene Eigentümlichkeit des Orionnebels und gewisser großer Nebel hingewiesen werden, welcher in letzter Zeit von M. Wolf eine besondere Wichtigkeit

Nebel.

Orion



Fig. 189. Orionnebel nach einer Aufnahme am großen Refraktor des Potsdamer Observatoriums.



Fig. 190. Andromedanebel nach einer Aufnahme von J. Roberts.

beigemessen wird. Die nähere Umgebung des Orionnebels ist nämlich sehr sternarm, und die wenigen dort vorhandenen Sterne sind alle ziemlich hell, während im Nebel selbst die normale Sterndichte vorhanden ist. Ganz besonders ausgesprochen ist diese Sternleere nach der Südostrichtung hin. Ähnliche Verhältnisse haben sich beim Amerikanebel, beim Trifidnebel und anderen gefunden, dagegen nicht beim Andromedanebel und den Spiralnebeln überhaupt. Diese immerhin bemerkenswerte Tatsache dürfte nach Seeliger sehr einfach durch das Vorhandensein dunkler kosmischer Wolken ihre Erklärung finden, während die Erklärung Wolfs, daß die betreffenden Nebel sich vorwärts bewegen, dabei alles ihnen in den Weg kommende vernichten und somit eine Sternwüste hinter sich lassen, zwar nicht eines gewissen phantastischen Reizes entbehrt, aber durchaus unmöglich scheint.

Der große Andromedanebel (Fig. 190) ist einer der regelmäßigsten Nebel, die es gibt, wenigstens für nicht sehr starke Fernrohre. Dem bloßen Auge ist er fast noch besser sichtbar als der Orionnebel, weil hellere Sterne in seiner nächsten Umgebung fehlen. Marius, der ihn 1612 zuerst beschrieb*), vergleicht sein Licht sehr gut mit dem einer Kerze, welche durch dünnes Horn scheint. Wohl niemals sind die Ansichten über die wahre Gestalt eines himmlischen Objekts so geändert worden, wie bei diesem Nebel durch die Photographie. Übereinstimmende Aufnahmen des Nebels von verschiedenen Beobachtern, besonders von Roberts und den Lickastronomen, zeigen, daß die Lichtabnahme des Nebels nach den Rändern hin keineswegs eine gleichförmige ist, sondern daß der Kern von mächtigen elliptischen Ringen umgeben ist, die auf den ersten Anblick eine große Ähnlichkeit mit dem Saturnsystem zeigen. Bei genauerer Betrachtung scheint es dagegen, daß nicht getrennte, konzentrische Ringe vorhanden sind, sondern daß der Nebel ein mächtiger Spiralnebel, ähnlich dem gleich zu beschreibenden in den Jagdhunden ist, nur mit dem Unterschiede, daß man fast gegen die Kante des Systems blickt. Seine physische Beschaffenheit bietet mehr Zweifel als die des Orionnebels; während man nämlich gerade seiner Struktur wegen mit Sicherheit auf einen Gasnebel schließen möchte, ist das Spektrum, wie es scheint, ein kontinuierliches ohne Andeutung heller Linien. Andererseits ist die Auflösung auch in den stärksten Teleskopen bisher noch nicht gelungen. Über die im Jahre 1885 in der Nähe der Mitte erschienene Nova ist bereits berichtet worden. Die Streitfrage, ob diese Nova in physischem Zusammenhange mit dem Nebel stand oder nicht, ist nicht entschieden worden.

Andromeda

Perseus

*) Die Araber des Mittelalters kannten ihn jedenfalls auch schon.

Ein anderes, sehr bekanntes und noch regelmäßiger als der Andromedanebel gebildetes Objekt ist der Ringnebel in der Leier, etwa in der Mitte zwischen den Sternen β und γ Lyrae. In kleinen Fernrohren sieht er wie ein kleiner elliptischer Ring von etwa 1' Durchmesser aus, größere zeigen aber, daß auch innerhalb des Ringes neblige Materie ist; die Achsen der Ringellipse verhalten sich etwa wie 4 zu 3. Nach Huggins, Vogel und besonders nach neuen Spektralphotographien ist das Spektrum als rein gasförmig gefunden worden. Fig. 191 zeigt den Nebel nach einer Photographie von Keeler. Sie weicht von den Zeichnungen früherer Beobachter in mancher Beziehung ab, da die Form des Nebels von diesen

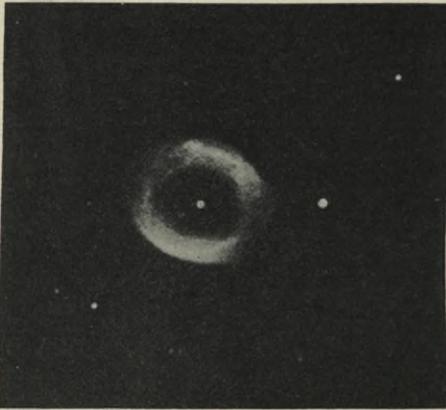


Fig. 191. Ringnebel in der Leier.

meist viel zu regelmäßig und symmetrisch angegeben worden ist. Nach der Photographie ist die äußere Begrenzung eine mehr ovale als elliptische; das spitzere Ende liegt in nordöstlicher Richtung. Die Struktur des Ringes ist sehr kompliziert; man hat den Eindruck, als ob er aus einer Anzahl schmalen, heller Ringe zusammengesetzt sei. Um das nördliche Ende der kleinen Achse des Ringes sind diese heller. Das Innere des Ringes ist von drei dunklen und zwei hellen Streifen etwa in der Richtung der großen Achse durchzogen. Der Zentralstern, den man optisch nur mit den größten Instrumenten sehen kann (Größe 15.4), ist photographisch bedeutend heller. Auf obiger Photographie ist noch ein zweiter Stern im Innern des Ringes sichtbar. Das Spektrum des Zentralsterns scheint nach den neuesten Aufnahmen mit dem Spektrographen des Crossleyreflektors ein kontinuierliches mit hellen Linien zu sein, so daß er nicht bloß als Nebelkondensation zu betrachten ist.

Von Ringnebeln kennen wir außer dem in der Leier noch eine ganze Anzahl; ebenso sind Spiralnebel besonders von Lord Rosse sehr häufig gefunden worden. Keeler gibt sogar an, daß die meisten bisher mit dem Crossleyreflektor aufgenommenen Objekte Spiralnebel seien, indem sehr häufig bekannte Nebel auf den Aufnahmen eine vorher nicht gesehene spiralförmige Struktur zeigen, fast alle neugefundenen Nebel aber Spiralnebel seien, so daß diese Form als die normale für kompakte, isoliert stehende Nebelmassen anzusehen sei. Das prächtigste Beispiel dieser Art bietet wohl

der Nebel in den Jagdhunden, etwa 4° südwestlich von Benetnasch, dem äußersten Schwanzstern (η) des Großen Bären. Verschiedene Darstellungen dieses Nebels geben die Figuren 184 bis 186, von denen erstere den genannten Nebel zeigt, wie ihn J. Herschel mit seinem 20füßigen Teleskop von 46 cm Öffnung, Fig. 185, wie ihn Vogel mit dem Leipziger Refraktor von 20 cm, Fig. 186 dagegen, wie ihn Rosse mit seinem 54 füßigen



Fig. 192. Spiralnebel in den Jagdhunden. (Vogel)

Teleskop von 183 cm Öffnung sah. Wie man sieht, tritt die spiralische Struktur in Vogels Darstellung weit deutlicher hervor, als in J. Herschels mit einem lichtstärkeren Teleskop entworfenem Bilde. Nach Rosse ist der Doppelring, den Herschel als ein Miniaturbild der Milchstraße bezeichnet hatte, aufgelöst in zahlreiche, spiralgewundene Arme, die von dem knotenartigen Zentrum ausgehen, und deren äußerster bis zu dem zweiten, kleineren Nebel reicht. Fig. 192 ist die Wiedergabe einer photographischen

Aufnahme des Nebels mit dem Crossleyreflektor des Lickobservatoriums. Diese Aufnahme, die erheblich mehr Detail als die früheren Zeichnungen aufweist, lehrt besser als alle Worte die außerordentliche Überlegenheit der Photographie über das direkte Sehen gerade auf dem Gebiete der Nebelflecke. Gleichzeitig sieht man, wie phantastisch und von der Wirklichkeit abweichend viele Zeichnungen sind.

Hans H. H. H.
 Sehr nahe den Ringnebeln, wenigstens der äußeren Erscheinung nach, stehen die planetarischen Nebel, meist für kleinere Fernrohre sehr regelmäßige und fast gleichmäßig, in der Regel bläulichgrün leuchtende, kleine Scheibchen von mitunter nur wenigen Sekunden Durchmesser, die bei schwachen Vergrößerungen ganz wie Sterne erscheinen*). Die merkwürdigsten, meist der Milchstraße nahe stehenden, finden sich südlich vom Äquator in mäßigen Breiten, doch gibt es auch nicht wenige und zwar besonders schöne am nördlichen Himmel, so z. B. einen im Drachen (N.G.C. 6543). Die Zeichnungen, welche Vogel am großen Wiener Refraktor von planetarischen Nebeln erhalten hat, und noch viel besser die photographischen Aufnahmen lehren, daß die kleinen Scheiben der planetarischen Nebel keineswegs so gleichmäßig sind. Es treten vielmehr recht komplizierte Formen der Ring-, ja sogar der Spiralnebel hervor, und nur die Kleinheit der Objekte hat hier der besseren Erkenntnis im Wege gestanden. Die Photographie hat gleichzeitig die Existenz von Kernen ergeben, die optisch gar nicht oder nur äußerst schwierig zu erkennen sind. Dadurch wird die Ähnlichkeit der planetarischen Nebel mit dem typischen Ringnebel in der Leier eine ganz ausgesprochene. Die Zahl der planetarischen Nebel ist bereits sehr groß. Da immer wieder neue gefunden werden, dürften sie viel häufiger vorhanden sein, als man bisher annahm. Besonders die Aufnahmen mit Objektivprismen, welche Pickering machen läßt, lassen diese Nebel durch ihr charakteristisches Linienspektrum leicht erkennen und tragen zu ihrer Auffindung viel bei.

Nebelsternen
 Wir kommen jetzt zu den sogenannten Nebelsternen oder Sternnebeln, einfachen Sternen, die von einer Nebelhülle umgeben sind. Die Form der letzteren ist sehr verschieden; bei dem hellen dreifachen Sterne ι Orionis ist sie z. B. ein großer, 3' im Durchmesser haltender Ring; der Stern 2.3^{ter} Größe ϵ Orionis steht in einer sehr ausgedehnten Nebelatmosphäre. Das Spektroskop zeigt, daß die Nebelsterne ein doppeltes Spektrum haben: das bekannte Gasspektrum der Nebel mit den hellen Linien

Spektr.
 *) Einen der hellsten, aber kleinsten, von nur 4" Durchmesser, hat 1879 Webb in England im Schwan gefunden (N.G.C. 7027); er kommt in der Bonner Durchmusterung als Stern 8.5^{ter} Größe vor.



Fig. 193. Trifid-Nebel.

Nach Aufnahmen mit dem Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte.



Fig. 194. Nebel im Schwan.

Nach Aufnahmen mit dem Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte.

und ein vom Kern ausgehendes kontinuierliches Spektrum. Unsere Kenntnisse sind hier noch gänzlich ungenügend, und man muß erst weitere photographische und vor allem spektrographische Untersuchungen abwarten.

Von den großen, mehr oder weniger unregelmäßig gestalteten Nebeln wollen wir noch einige der hellsten und merkwürdigsten aufführen. Einer der interessantesten ist der sogenannte »Dumbbell«-Nebel im Fuchs (N.G.C. 6853). In mittleren Fernrohren, bis zu etwa 25 cm Öffnung, erscheint er als Ellipse, deren Achsen im Verhältnis von 3 zu 4 stehen. Die Nebelmaterie verdichtet sich symmetrisch gegen die Enden der kleinen Achse und breitet sich dort zugleich nach beiden Seiten aus, so daß dieser hellste Teil das Aussehen einer kurzen Doppelkeule oder einer Hantel gewinnt. Diese einfache und fast symmetrische Form, wie sie J. Herschel beschrieb, gibt nur ein ungefähres Bild des Nebels. Die Photographie läßt ein ungleich reicheres Detail erkennen, auch zeigt sie eine viel weniger regelmäßige Gestalt, die sich, ohne daß man eine Abbildung vor sich hat, nur schwer beschreiben läßt. Das Spektrum zeigt nach Vogel nur die bekannten Nebellinien.

Als ein weiteres Beispiel der wunderbaren in der Nebelwelt vorkommenden Formen geben wir noch die Abbildung des (Fig. 193) Trifid-Nebels (N.G.C. 6514) im Schützen, sowie die (Fig. 194) des Cirruswolken gleichen Nebels (N.G.C. 6992) im Schwan nach den bisher unübertroffenen Aufnahmen des Lickobservatoriums.

J. Herschel wies zuerst darauf hin, daß diese großen unregelmäßigen Nebel hauptsächlich in vier großen Nebelgebenden, sämtlich der Milchstraße nahe, vorkommen: im Orion, Schiff Argo, dem Schützen und Schwan, und auch die bis in die letzte Zeit gemachten photographischen Aufnahmen bestätigen dies.

Der Übergang von diesen Nebeln zu den sehr ausgedehnten Stellen des Himmels, die wie mit milchigem Nebel überzogen sind, ist ein vollkommen allmählicher. Solche meist außerordentlich zarte, sich kaum abhebende und oft viele Quadratgrade bedeckende Nebelschimmer haben die Photographien der letzten Jahre vielfach aus den Tiefen des Himmels hervorgeholt, aber zahlreiche waren auch schon W. Herschel bekannt. Vielleicht kommt ihnen eine besonders wichtige Rolle in der Entwicklung des Universums zu. Sie würden nämlich gewissermaßen die in der Entwicklung am wenigsten vorgeschrittene Materie darstellen, wenn man überhaupt annehmen darf, daß alle diese so verschiedenen Gebilde, vom unregelmäßigsten und blassesten Nebelschimmer bis zu den glänzenden, einfach und symmetrisch gebauten planetarischen und Ringnebeln, wesentlich Bildungen einer Art seien, und daß ihre so mannigfache Gestalt uns in der Tat die verschiedensten Entwicklungsstufen, welche die im

Universum verbreitete und in leuchtendem gasförmigem Zustande befindliche Materie infolge der in ihr wirkenden Kräfte annehmen kann, zu gleicher Zeit vor die Augen führt. Wir wollen indessen nur kurz be-

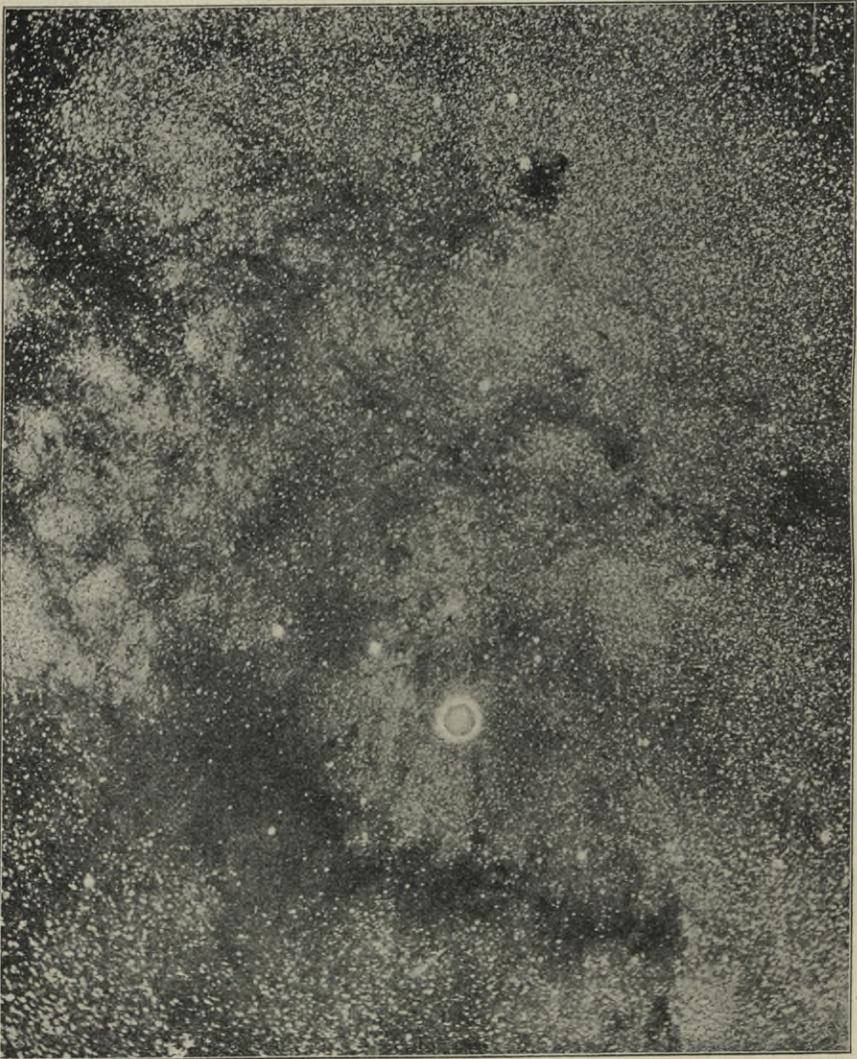


Fig. 195. Milchstraße bei ρ Ophiuchi.

merken, daß die Ansicht W. Herschels, der zuerst in den Nebeln das Rohmaterial sah, aus welchem Sonnen und Systeme von Sonnen sich bilden, jetzt nicht mehr allgemein geteilt wird.

Die großen Fortschritte in der photographischen Untersuchung der Gestalten der ausgedehnten Nebelflecke und der Milchstraße (Fig. 195) verdankt man besonders Barnard, der zuerst die Anwendung gewöhnlicher photographischer Objektive mit großem Gesichtsfeld zu diesem Zwecke einführte. Ihm folgte M. Wolf nach, der auf diesem Wege schon sehr beachtenswerte Resultate erzielt hat. Das photographische Studium kleiner Nebel mit Spiegelteleskopen ist besonders von Roberts und in letzter Zeit von Keeler und den Astronomen des Lick- und des Yerkesobservatoriums gefördert worden. Auch die Harvardsternwarte hat durch die Auffindung speziell der planetarischen Nebel und durch die Untersuchung interessanter Nebelflecke und Sternhaufen sehr Verdienstvolles geleistet. Gerade in der Photographie der Nebel dürften Amateure, die kleine parallaktische, mit einem Uhrwerk versehene Fernrohre besitzen, in sehr nützlicher Weise mitarbeiten können, da die keineswegs schwierigen Aufnahmen mit den kleinen photographischen Objektiven des Handels eine Menge interessanter und wertvoller Beiträge zu liefern imstande sind.

Im Anhang findet sich, außer den hier genannten, noch eine Anzahl heller oder sonst merkwürdiger Nebel und Sternhaufen nach ihren Positionen am Himmel und mit kurzen Beschreibungen zusammengestellt.

Kapitel II.

Der Bau des Universums.

Nachdem wir im vorhergehenden Kapitel die einzelnen Teile des Weltalls betrachtet haben, welche uns das Fernrohr offenbart, wollen wir jetzt untersuchen, welches Licht die teleskopischen Entdeckungen auf die Struktur des Universums als eines Ganzen werfen. Selbstverständlich treten wir damit auf einen im allgemeinen weniger sicheren Boden als bisher; denn wir befinden uns hier den Grenzen positiven Wissens näher als sonst, und viele unserer Schlüsse müssen mehr oder weniger Hypothesen sein, die durch nachfolgende Entdeckungen bestätigt oder umgestoßen werden können. Wir werden indessen alle bloßen Vermutungen zu vermeiden trachten und keinen Schluß anführen, der nicht irgendwie in der Beobachtung begründet ist.

Die erste und wichtigste Frage, mit der wir uns beschäftigen wollen, betrifft die Verteilung der Sterne im Raume. Wir wissen aus direkter Beobachtung, wie die Sterne, von unserem Sonnensystem aus gesehen, an der Sphäre verteilt erscheinen, kennen also die Richtung, in der sie sich

befinden. Aber dies gibt uns noch keinen Aufschluß über ihre Lage im Raume; denn um diese zu bestimmen, müßten wir auch die Entfernung jedes Sternes kennen, während wir durch Messung ihrer Parallaxen doch nur die Entfernungen von verhältnismäßig wenigen annähernd ermittelt haben. Wir müssen uns demnach, um über die Raumverteilung des ganzen Sternheeres oder auch nur einzelner Klassen von Sternen etwas zu erfahren, mit mehr oder weniger plausiblen Hypothesen begnügen, die sich auf die Tatsachen der Beobachtung, auf die Helligkeiten und Bewegungen der Sterne und auf ihre Lage an der Sphäre stützen. Wären die Himmelskörper alle von gleicher wirklicher Größe und strahlten sie das Licht in gleicher Weise aus, so könnten wir ihre Entfernung nach ihrer scheinbaren Größe ziemlich gut schätzen; aber das ist bekanntlich nicht der Fall. Gleichwohl dürfen wir wohl annehmen, daß die Verschiedenheit der absoluten Größen erheblich geringer als die der scheinbaren ist, so daß ein auf die letzteren gegründetes Urteil immerhin besser ist, als gar keins. Es waren solche Erwägungen, welche den Anschauungen der ersten Beobachter zugrunde lagen.

Über die scheinbare Verteilung der Sterne sind wir zwar besser unterrichtet als über ihre Entfernungen, aber unsere Kenntnisse auf diesem Gebiete sind doch noch immer lückenhaft und gestatten nur beschränkte Folgerungen auf die Verteilung im Raume. Noch unsicherer aber ist der Schluß von den scheinbaren Bewegungen auf die Entfernungen, und überdies kennen wir auch die Bewegungen, wie wir früher sahen, weit unvollständiger als die Helligkeiten der Sterne oder als ihre Positionen.

1. Ansichten der Forscher vor Herschel.

Vor der Erfindung des Fernrohres waren einigermaßen richtige Vorstellungen über die Struktur des Sternsystems kaum möglich. Wir haben gesehen, wie tief der Glaube an ein sphärisches Universum im Geiste der Menschen wurzelte; war doch selbst Kopernikus ganz davon erfüllt und hielt vermutlich die Sonne für den Mittelpunkt dieser Sphäre. Diese Idee mußte zunächst verschwinden, ehe ein Schritt zur richtigen Auffassung des Universums möglich war, und die Sonne mußte lediglich als ein Stern unter den unzähligen Sternen, die dasselbe ausmachen, erkannt werden. Die Ansicht von der Möglichkeit, daß die Sonne keine besondere Stellung im Universum einnehme, scheint sich zuerst Kepler aufgedrängt zu haben, doch hinderte ihn eine ungenaue Schätzung der relativen Helligkeit der Sterne an ihrer unbedingten Annahme. Er folgerte, daß, wenn die Sonne ein Stern wäre unter einer großen Anzahl gleichmäßig im Raume verteilter Fixsterne von gleicher Helligkeit, es deren nicht mehr als zwölf geben könnte, welche sich in der geringsten Entfernung

*Frank, Gering
Parallaxen
Kometen*

Kepler

von uns befänden. Wir würden dann eine andere, größere Zahl von Sternen in der doppelten, eine weitere in der dreifachen Entfernung haben usw., und da sie um so schwächer erscheinen, je weiter sie von uns abstehen, so würden wir bald an eine Grenze kommen, über die hinaus keine Sterne mehr zu sehen sind.

In Wirklichkeit sehen wir nun aber zahlreiche Sterne von gleicher Größe dicht beieinander, wie im Gürtel des Orion, während die Gesamtzahl der sichtbaren Sterne nach Tausenden zu rechnen ist. Kepler schließt daraus, daß die Entfernungen der einzelnen Sterne voneinander viel kleiner seien als ihre Entfernungen von unserer Sonne, so daß die letztere nahe dem Mittelpunkte einer verhältnismäßig leeren Region sich befinde.

Hätte er gewußt, daß das Licht von hundert Sternen sechster Größe erst dem eines Sternes erster Größe gleichkommt, so würde er einen anderen Schluß gezogen haben. Eine ganz einfache Berechnung hätte ihm gezeigt, daß, wenn bei gleichförmiger Verteilung der Sterne im Raume zwölf Sterne in der Entfernung Eins ständen, in der doppelten Entfernung die vierfache, in der dreifachen Entfernung die neunfache Zahl stehen müßte usw. Die 1200 Sterne in der zehnfachen Entfernung würden, gleiche Helligkeit aller Sterne vorausgesetzt, nach der Berechnung Sterne sechster Größe sein, eine Zahl, die dem Ergebnisse der tatsächlichen Zählung nahe genug kommt, um zu zeigen, daß die Hypothese einer gleichförmigen Verteilung mit den Beobachtungen ungefähr im Einklang steht. Es ist wahr, daß, wo mehrere helle Sterne zusammenstehen, ihr gegenseitiger Abstand wahrscheinlich kleiner als ihre Entfernung von der Sonne sein wird; aber solche Anhäufungen bilden doch eine Ausnahme und deuten nicht auf ein allgemeines Zusammengedrängtsein aller Sterne, wie Kepler anzunehmen schien. Doch muß, um ihm Gerechtigkeit widerfahren zu lassen, betont werden, daß er seine Anschauung nicht als wohlbegründete Theorie hinstellte, sondern als bloße Vermutung in einer Frage, deren sichere Beantwortung unmöglich sei. Die Milchstraße hielt Kepler für einen ungeheuren, mit Sternen erfüllten Ring, in dessen Mitte ungefähr unsere Sonne stehe.

Ansichten von Kant. Diejenigen, welche Kant nur als spekulativen Philosophen kennen, werden überrascht sein, zu erfahren, daß er, obwohl kein Astronom von Fach, doch der Urheber einer Theorie des Sternsystems ist, die mit einigen Abänderungen fast allgemein bis auf den heutigen Tag beibehalten worden ist. Er wußte, daß die das Himmelsgewölbe umspannende Milchstraße durch das kombinierte Licht unzähliger kleiner Sterne entsteht, und schloß daraus, daß das Sternsystem sich in der Richtung der Milchstraße viel weiter als in anderer Richtung ausdehnt, mit anderen Worten, daß die Sterne sich in einer verhältnismäßig

Milchstr. Plan.
Hypoth.

dünnen, flachen Schicht befinden, deren Mittelpunkte unsere Sonne ziemlich nahe ist. Wir betrachten diese Art linsenförmiger Schicht längs der Schneide, d. h. also in der Richtung der Milchstraße, und sehen daher eine ungeheure Anzahl von Sternen, während in der senkrechten Richtung (nach den Polen der Milchstraße) nur wenige sichtbar sind*).

Aufh. d. Planeten
u. Sonnen
System.

Diese dünne Schicht brachte Kant auf die Idee einer gewissen Ähnlichkeit mit dem Sonnensystem. Wegen der nur geringen Neigung ihrer Bahnen sind die Planeten in einer flachen Schicht ausgebreitet, und wir haben uns statt der wenigen existierenden eine große Anzahl Planeten, die sich in Bahnen mäßiger Neigung um die Sonne bewegen, zu denken, um uns im kleinen eine Vorstellung des Sternsystems zu machen, wie Kant es sich konstruierte. Wäre der Ring der kleinen, zwischen Mars und Jupiter befindlichen Planeten damals bekannt gewesen, so würde er scheinbar einen schlagenden Beweis für Kants Anschauung geliefert haben, indem er eine noch größere Übereinstimmung des Planetensystems mit dem vermuteten Sternsystem gezeigt haben würde. Der Schluß, daß zwei dem Anschein nach so ähnliche Systeme sich auch in der Struktur gleichen, wäre scheinbar wohl begründet gewesen.

Revolution

Kant ging aber noch weiter. Er nahm für die Fixsterne eine Revolution um einen gemeinsamen Mittelpunkt an, welche der Bewegung der Planeten um die Sonne entsprechen würde. Die Eigenbewegungen der Sterne waren damals noch fast gänzlich unbekannt, und es wurde daher, scheinbar mit Recht, der Einwurf erhoben, die Sterne seien Jahrhunderte hindurch in derselben Stellung am Himmel geblieben, und von einer Bewegung um einen Mittelpunkt könne deshalb nicht die Rede sein. Kants Antwort darauf war, die Umlaufszeit sei so lang und die Bewegung so langsam, daß die letztere auf Grund des damals vorhandenen unvollkommenen Beobachtungsmaterials nicht bemerkbar sei. Künftige Generationen würden, wie er nicht zweifle, durch Vergleichung ihrer Beobachtungen mit denen ihrer Vorgänger finden, daß die Sterne tatsächlich eine Bewegung haben.

Einfluß der Geistes
mäßigkeit.

Diese Mutmaßung Kants ist vollauf bestätigt worden, aber die Bewegungen sind nicht der Art, wie er sie sich dachte. Nach seiner Theorie müßten sich alle Sterne in Bahnen bewegen, die der Richtung der Milchstraße beinahe parallel laufen, gerade so, wie im Planetensystem alle Planeten nahe der Ekliptik die Sonne umkreisen. Aber die wirklich

*) Die erste Anregung zu seiner Theorie, die er in der »Allgemeinen Naturgeschichte und Theorie des Himmels« (Königsberg 1755) darlegte, hat Kant zum Teil durch Th. Wright empfangen, der in seiner Schrift: »Theory of the Universe« (London 1750) zuerst auf die Beziehungen der Sterne zu der Milchstraße als gleichsam einer Grundebene hingewiesen zu haben scheint.

beobachteten Sternbewegungen zeigen, wie wir gesehen haben, eine derartige Gesetzmäßigkeit nicht.

Die Kantsche Theorie nimmt an, das eben beschriebene System umfasse die ungeheure Sternenmasse der Milchstraße mit Einschluß aller Sterne, die uns mittels des Teleskops einzeln sichtbar werden. Kant will aber damit nicht sagen, daß dieses riesige System das ganze materielle Weltall ausmache. In den Nebelflecken sah er andere, ähnliche Systeme in so unabsehbaren Entfernungen, daß das vereinte Licht ihrer Millionen Sonnen sie auch in den mächtigsten Teleskopen nur als schwache Wolke erscheinen lasse.

Das Lambertsche System. Einige Jahre nach Kant entwickelte Lambert in seinen »Kosmologischen Briefen« ein ähnliches, aber weiter ausgearbeitetes System. Er dachte sich das Universum nach Systemen verschiedener Art angeordnet. Das kleinste und einfachste System, das wir kennen, besteht aus einem Planeten, dessen Satelliten um ihn als ihren Mittelpunkt kreisen. Das nächst größere ist ein Sonnensystem, in welchem eine Anzahl kleinerer Systeme um ihre Sonne kreisen. Jeder einzelne Stern, den wir sehen, ist eine Sonne und hat sein Gefolge von Planeten, die sich um ihn bewegen, so daß es ebenso viele Sonnensysteme als Sterne gibt. Diese Systeme sind jedoch nicht aufs Geratewohl im Raume zerstreut, sondern zu größeren Gruppen vereinigt, welche uns als Sternhaufen erscheinen. Eine Unzahl solcher Sternhaufen bildet unsere Milchstraße und das Universum, soweit wir es mit unseren Instrumenten zu durchforschen vermögen. Es kann auch noch größere Systeme geben, deren jedes aus Milchstraßen besteht, und so weiter ins Unendliche, aber sie entgehen unserer Wahrnehmung, da ihre Entfernungen ungeheuer groß sind. Jedes der kleineren Systeme hat seinen Zentralkörper, dessen Masse weit größer ist, als die der ihn umkreisenden zusammengenommen. Diese bekannte Eigentümlichkeit übertrug Lambert auch auf die anderen Systeme. Wie die Planeten größer sind als ihre Trabanten und wiederum die Sonne größer ist als ihre Planeten, so nahm Lambert für jeden Sternhaufen einen großen Körper als Mittelpunkt an, um welchen sich die verschiedenen Sonnensysteme bewegen, und welcher, weil er uns unsichtbar ist, nach seiner Meinung undurchsichtig und dunkel sein mußte. Alle Systeme, vom kleinsten bis zum größten, sollten durch das eine allgemeine Gesetz der Schwere zusammengehalten werden.

So geistreich auch diese Ideen Lamberts erscheinen, so müssen wir ihnen doch jede wissenschaftliche Berechtigung absprechen, da wir nicht das geringste Anzeichen für die Existenz solcher dunkler Zentralkörper haben.

Systemen
1. Pl. + Sat.

2. S. + Plan.

3. Sternhaufen

Systeme

2. Untersuchungen Herschels und seiner Nachfolger.

Herschel
 W. Herschel war der erste, der den Bau des Sternsystems durch eine lange Reihe von Beobachtungen erforschte, bei deren Ausführung er ein bestimmtes Ziel im Auge hatte. Seine Methode war die der »Stern-eichungen« (star-gauges), worunter das einfache Abzählen aller mit einem lichtstarken Teleskop in einem bestimmten Teile des Himmels sichtbaren Sterne zu verstehen ist. Er benutzte hierzu ein Teleskop von 46 cm Öffnung, welches 160mal vergrößerte und ein Gesichtsfeld von einem viertel Grad Durchmesser hatte. Jede Zählung oder Eichung umfaßte also Sterne, die in einem etwa dem vierten Teile der Mondscheibe gleichkommenden Raume sichtbar waren. Aus der Zahl der Sterne in irgend einem solchen Gesichtsfeld schloß er auf die relative Entfernung, die das Auge durchmaß, indem er eine gleichförmige Verteilung der Sterne durch den ganzen, vom Gesichtskegel umschlossenen Raum annahm. Wenn nämlich ein Beobachter durch ein Fernrohr nach dem Himmel blickt, so schließt sein Gesichtsfeld einen Raum ein, welcher sich nach allen Seiten beständig und um so mehr erweitert, je größer die Entfernung wird, und der mit der Geometrie vertraute Leser sieht sofort, daß dieser Raum einen Kegel bildet, dessen Spitze im Brennpunkte des Teleskops und dessen Basis in der äußersten Entfernung liegt, welche das Teleskop erreicht. Der Rauminhalt dieses Kegels wird dem Kubus der Entfernung, auf die er sich erstreckt, proportional sein; wenn z. B. das Teleskop zweimal so weit dringt, wird der Gesichtskegel nicht allein zweimal so lang sein, sondern, da seine Basis nach jeder Richtung hin auch zweimal so groß ist, im ganzen den achtfachen Inhalt haben und also, nach Herschels Hypothese, achtmal soviel Sterne enthalten. Fand demnach Herschel in einer Region achtmal soviel Sterne, als in einer anderen, so schloß er, daß das Sternsystem sich in der Richtung der ersten Region doppelt so weit erstrecke.

Alle mit seinem Teleskop sichtbaren Sterne zu zählen, war begreiflicherweise für Herschel unausführbar; er hätte sein Instrument Hunderttausende von Malen einstellen und jedesmal alle sichtbaren Sterne zählen müssen. Seine Beobachtungen erstreckten sich daher nur auf einen weiten Streifen, der sich mehr als halbwegs über das Himmelsgewölbe hinzog und die Milchstraße in einem rechten Winkel schnitt. Innerhalb dieses Streifens zählte er die Sterne in 3400 Gesichtsfeldern. Indem er die Durchschnittszahlen der Sterne verschiedener Regionen mit Rücksicht auf deren Lage zur Milchstraße miteinander verglich, fand er, daß die Sterne an den Polen der Milchstraße am wenigsten zahlreich waren, und daß ihre Zahl mit der Annäherung an die Milchstraße immer mehr zunahm. Einen Begriff von dem Grade dieser Vermehrung mag nachstehende Tabelle

I
 Gesicht. Kegel
 maß. Method.
 v. Herschel

Gesichtskegel
 um 1/4 Grad
 nach Herschel

Rezipienten

geben, welche für sechs Zonen die durchschnittliche Anzahl der Sterne in einem Gesichtsfelde des Teleskops angibt:

I. Zone: 90°—75°	von der Milchstraße	$\frac{4}{5}$	Sterne pro Feld	6
II. Zone: 75°—60°	» » »	$\frac{5}{8}$	» » »	7
III. Zone: 60°—45°	» » »	$\frac{8}{14}$	» » »	9
IV. Zone: 45°—30°	» » »	$\frac{14}{24}$	» » »	13
V. Zone: 30°—15°	» » »	$\frac{24}{53}$	» » »	26
VI. Zone: 15°—0°	» » »	$\frac{53}{59}$	» » »	59

Eine ähnliche Zählung machte John Herschel für die entsprechende Region auf der anderen, südlichen Seite der Milchstraße, und zwar mit demselben Teleskop und derselben Vergrößerung; ihr Resultat war folgendes:

I. Zone	6	Sterne pro Feld
II. Zone	7	» » »
III. Zone	9	» » »
IV. Zone	13	» » »
V. Zone	26	» » »
VI. Zone	59	» » »

Die angegebenen Zahlen sind nur Mittelwerte und geben keinen vollständigen Begriff von der zum Teil sehr ungleichen Verteilung der Sterne in gewissen Himmelsgegenden. Manchmal war kein einziger Stern im Gesichtsfelde, während zu anderen Zeiten mehrere Hunderte von Sternen darin sichtbar waren. In dem Gürtel der Milchstraße selbst beträgt die Zahl der Sterne mehr als das Doppelte der Durchschnittszahl der sechsten Zone, welche nicht allein diesen, sondern einen Raum von je 15° zu beiden Seiten dieses Gürtels umfaßt. An vielen Stellen der Milchstraße häufen sich aber die Sterne so, daß es Herschel nicht selten ganz unmöglich war, alle die kleinsten Sternchen einzeln wahrzunehmen; auch noch stärkere Fernrohre versagten dort. Andererseits freilich kommen gerade in der Milchstraße, die überhaupt eine sehr verwickelte Struktur besitzt, Stellen vor (z. B. im Schwan und in den sogenannten »Kohlensäcken« der südlichen Hemisphäre), die ganz frei von Sternen erscheinen, während in unmittelbarer Nähe sich die größte Fülle findet.

Von der Hypothese einer gleichförmigen Verteilung der Sterne im Raume ausgehend, schloß Herschel aus seinen früheren Untersuchungen, daß das Sternsystem im allgemeinen die von Kant angenommene Form habe, und zwar, daß es sich fünfmal so weit in der Richtung der Milchstraße als senkrecht zu ihr ausdehne. Er modifizierte später diese Ansicht insofern, als er eine Art riesiger Spalte annahm, die sich vom Rande bis etwa halbwegs zur Mitte des Systems erstreckte (Fig. 196). Diese Spalte sollte der Teilung der Milchstraße entsprechen, die im Sternbilde

Reflex

des Schwans anfängt und, durch den Adler, die Schlange, den Skorpion hindurchgehend, bis weit in die südliche Hemisphäre reicht. Eine Schätzung

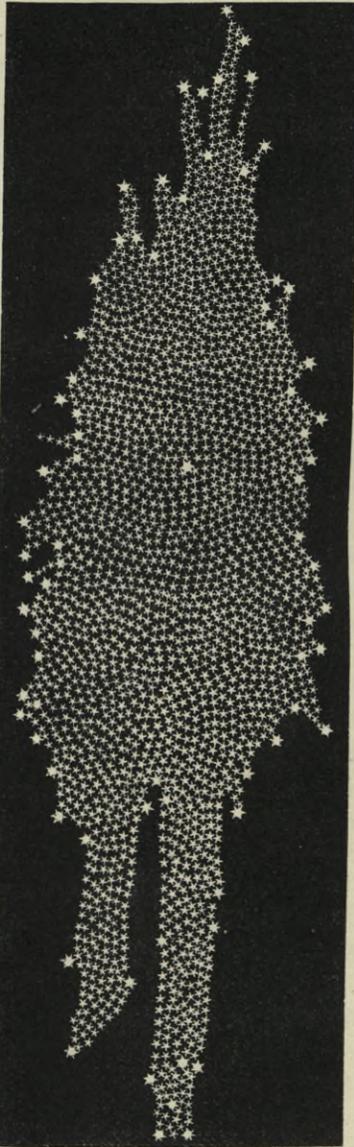


Fig. 196. Anordnung des Sternsystems nach W. Herschel.

der Entfernung nach der Anordnung und scheinbaren Größe der Sterne führte Herschel dazu, die mittlere Dicke der Sternschicht auf 155 Einheiten, den Durchmesser auf 850 Einheiten zu schätzen, wobei er unter einer Einheit die durchschnittliche Entfernung eines Sternes erster Größe verstand. Die Sonne steht nach Herschels Ansicht ungefähr in der Mitte der Längsachse des ganzen Komplexes.

Die hier dargestellten älteren Anschauungen Herschels gründeten sich, wie erwähnt, auf die Hypothese, die Sterne seien im Raume gleichmäßig verteilt, so daß ihre Anzahl in jeder beliebigen Richtung einen Maßstab für ihre Entfernung in dieser Richtung liefere. Weitere Untersuchungen zeigten aber Herschel, daß diese Voraussetzung und damit seine Schlüsse wesentlich modifiziert werden müßten. Zwar hatte er auch schon früher eine physische Verbindung, also ein wirkliches Dichterstehen der Sterne in den zerstreuten Sterngruppen wie den dicht gedrängten Sternhaufen anerkennen müssen; indessen waren dies seiner Ansicht nach mehr partielle Erscheinungen und standen mit unserem Sternsystem, welches aus gehöriger Entfernung als Sternhaufen sich darstellen würde, in keinem Zusammenhange.

Als aber Herschel weitere Fortschritte in seinen Untersuchungen über die Natur der Himmelskörper machte, begannen sich auch seine Anschauungen über den Bau der Milchstraße und unseres Sternsystems zu ändern. Die Abzählungen der Sterne durch Eichungen und die Hypothese der

gleichen Raumverteilung der Sterne schien ihm kein verlässliches Mittel

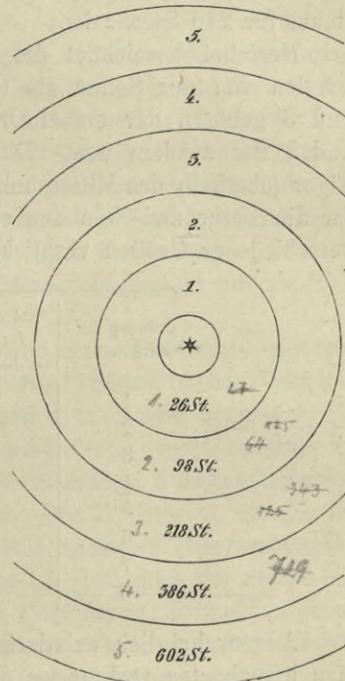
II.

*Wann muß
gleichmäßig?*

mehr, über ihren relativen Abstand und die Entfernung, bis zu der unsere Teleskope dringen, etwas zu erfahren; er gelangte vielmehr immer mehr zu der Überzeugung, daß die relativen Entfernungen der Sterne richtiger und sicherer auf photometrischem Wege, also durch Vergleichung der Helligkeiten der Sterne, ermittelt werden könnten.

Wären alle Sterne von derselben wirklichen Größe oder Leuchtkraft, so daß die Unterschiede ihrer scheinbaren Größe nur der größeren oder geringeren Entfernung von uns zuzuschreiben wären, so würde diese Methode die Bestimmung der Entfernung jedes einzelnen Sternes ermöglichen. Wir wissen aber, daß dies durchaus nicht der Fall ist, und können deshalb diese Methode auch nicht auf irgend einen einzelnen Stern anwenden, eine Tatsache, deren Herschel sich selbst klar bewußt war. Es folgt daraus jedoch nicht, daß wir uns nicht auf diese Art einen Begriff von den relativen Entfernungen ganzer Sternklassen machen können. Obgleich z. B. ein einzelner Stern fünfter Größe uns viel näher sein kann als ein anderer der vierten Größe, so können wir doch nicht zweifeln, daß die mittlere Entfernung aller Sterne der fünften Größe größer ist als die der vierten, und zwar in einem Verhältnisse, welches eine erträglich genaue numerische Schätzung zuläßt. Herschel versuchte es, eine solche Schätzung zu machen, und verfuhr dabei nach folgendem Plane.

Wir denken uns den Teil des Welt- raumes, welcher die 6000 dem bloßen Auge sichtbaren Sterne enthält, in 6000 gleiche Teile geteilt. Weiter nehmen wir an, um die Sonne als Mittelpunkt sei eine Kugel gelegt, deren Rauminhalt gleich einem dieser Teile ist. Der Halbmesser derselben, den wir als Einheit der Entfernung wählen, wird vermutlich nicht viel von der Entfernung des nächsten Fixsternes abweichen. Wir lassen dann eine Reihe größerer Kugeln folgen, mit den Halbmessern 3, 5, 7, 9 usw. um unsere Sonne als Mittelpunkt beschrieben. Da der Rauminhalt dieser Sphären proportional dem Kubus ihrer Durchmesser ist, so wird die erste auf die Einheitssphäre folgende Sphäre $3^3 = 27$ mal das Volumen der ersteren haben und daher groß genug sein, um 27 Sterne



*Grundlage
Gell. z. H. d.
Brenn.*

*Nichts genau,
da wir alle
Brenn gleich
groß & voll;
jedoch alle
giltig.*

Fig. 197.

zu enthalten; die zweite wird 125mal die Einheitssphäre enthalten und daher 125 Sterne zählen, und so bei den folgenden Sphären weiter. Fig. 197 gibt einen Schnitt durch einen Teil dieser Sphären bis zu der mit dem Radius 11. In dem Zwischenraume zwischen zwei aufeinander folgenden Sphären ist in der Figur (unterhalb des Mittelpunktes) die Anzahl von Sternen angegeben, welche in dem betreffenden Zwischenraume seiner Größe nach enthalten sein kann; z. B. hat die Kugel mit dem Radius 5 Raum für 125 Sterne, die Kugel mit dem Radius 7 für 343 Sterne, so daß in dem Zwischenraum zwischen diesen beiden Kugeln Raum für 218 Sterne ist.

Herschel bezeichnet die verschiedenen Entfernungen dieser Kugelschalen von der Sonne als Ordnungen; die Sterne zwischen Sphäre 1 und 3 gehören der ersten Ordnung der Entfernung an, die zwischen 3 und 5 der zweiten usw. Diese Ordnungszahlen sind gleichfalls in der Figur (oberhalb des Mittelpunktes) angegeben. Indem Herschel den Raum für die Sterne zwischen den einzelnen Sphären mit der Anzahl der Sterne verschiedener Größen verglich, fand er folgendes Resultat:

Ordnung der Entfernung	Zahl der Sterne, für welche Raum ist.	Größe	Zahl der Sterne dieser Größe.
1	26	1	17
2	98	2	57
3	218	3	206
4	386	4	454
5	602	5	1161
6	866	6	6103
7	1178	7	6146
8	1538		

*Ordnung nicht richtig
Größenklasse*

Augenscheinlich existiert hiernach keine Übereinstimmung zwischen den berechneten Ordnungen der Entfernung und den nach der gebräuchlichen Skala geschätzten Größen. Dies kam aber, wie Herschel fand, daher, daß die Größen, wie sie gewöhnlich geschätzt werden, einer von der seinigen ganz verschiedenen Skala der Entfernungen entsprechen. Während nach seiner Skala die verschiedenen Entfernungen nach arithmetischer Progression zunahm, findet die Zunahme bei den Größenklassen nach geometrischer Progression statt. Folglich entsprechen die Sterne sechster Größe der achten, neunten oder zehnten Ordnung der Entfernung, d. h. wir müssen einen Stern erster Größe in die achtfache, neunfache oder zehnfache Entfernung setzen, damit er als Stern sechster Größe erscheint.

Ein Versuch, nach diesem System die Ausdehnung der Milchstraße

zu messen, belehrte Herschel, daß diese mit seinem 20füßigen Teleskop nicht zu ergründen sei. Dieses Instrument mußte nach seiner Rechnung bis zur 900sten Ordnung der Entfernung dringen, d. h. bis zu Sternen, die 900mal weiter entfernt waren, als das Mittel der Sterne erster Größe. Mit seinem 40füßigen Teleskop scheint er keine sehr ausgedehnten Untersuchungen gemacht zu haben; er schloß aber, daß es ihn hinsichtlich der Ausdehnung der Milchstraße in derselben Ungewißheit lassen würde, wie das erstere Instrument. Dieser unermüdliche Forscher, dem weiter in die Geheimnisse der Schöpfung einzudringen vergönnt war als irgend einem anderen vor ihm, scheint von seiner Arbeit ausgeruht zu haben, ohne über die Grenzen des Sternsystems irgend welche andere, bestimmtere Theorie zu hinterlassen, als daß sie sich zum mindesten in der Richtung der Milchstraße weit über den Bereich seines Teleskops erstreckten. Wenn die kleinsten, in Herschels Teleskop sichtbaren Sterne durchschnittlich dieselbe wirkliche Leuchtkraft haben wie die helleren, so wäre dieser Schluß wohl begründet. Da wir aber nicht wissen können, ob die geringe Helligkeit jener Sterne ihrer weiten Entfernung oder ihrer geringen Größe zuzuschreiben ist, so kann Herschels Ansicht nur als Hypothese betrachtet werden.

Nach Herschel beschäftigte sich W. Struve besonders eingehend mit Untersuchungen über die Verteilung der Sterne. Seine in den »Etudes d'Astronomie Stellaire« niedergelegten Resultate stützen sich hauptsächlich auf die Zahl der Sterne verschiedener Größenklassen, welche Bessel in seinen ersten Zonen, 15° zu beiden Seiten des Äquators, beobachtet hatte. Mit diesen verband er Herschels Eichungen. Die Hypothese, auf die er seine Theorie gründete, war der in Herschels späteren Untersuchungen angewandten insoweit ähnlich, als auch ihm die Helligkeit der Sterne im allgemeinen den Maßstab für ihre relative Entfernung lieferte. Indem er eine Anzahl konzentrischer Sphären um die Sonne als Mittelpunkt gelegt dachte, deren aufeinanderfolgende Zwischenräume den Sternen der verschiedenen Größenklassen entsprachen, fand er, daß die Sterne um so mehr in und nahe der Milchstraße zusammengedrängt erscheinen, je weiter sie von uns entfernt sind. Es ergab sich, daß, wenn er nur die Sterne bis zur fünften Größe nahm, diese in der Milchstraße nicht dichter stehen, als in anderen Teilen des Himmels. Die Sterne sechster Größe sind in dieser Region schon etwas dichter, die siebenter noch dichter usw., und die Ungleichheit der Verteilung nimmt beständig zu, je stärker das angewandte Fernrohr ist.

Hieraus schloß Struve, daß man annehmen könne, das Sternsystem bestehe aus Sternschichten von verschiedener Dichte, die alle der Milchstraße parallel laufen. In und um die Hauptebene oder mittlere Schicht,

Leichtart.

Struve

Grundlag

welche er sich wie ein weites, schmales Band von Sternen ausgespannt dachte, sind die Sterne am dichtesten. Nahe dem Mittelpunkte dieser Sternschicht befindet sich unsere Sonne. Gehen wir aus dieser Schicht hinaus, so wird die Zahl der Sterne auf jeder Seite immer kleiner, ohne daß wir jedoch eine bestimmte Grenze erreichen. Ebenso wie die Atmosphäre mit wachsender Entfernung von der Erdoberfläche beständig dünner wird, ohne daß wir deshalb sagen können, wo sie aufhört, ebenso verhält es sich nach Struves Ansicht mit dem Sternsystem, wenn wir uns von der Ebene der Milchstraße in senkrechter Richtung entfernen. Struve gibt in der folgenden Tabelle die Dichtigkeit der Sterne zu beiden Seiten der Hauptebene an, wobei er als Einheit der Entfernung die äußerste Grenze annimmt, die Herschel mit seinem 20füßigen Teleskop erreichte.

Entfernung von der Hauptebene	Dichtigkeit
In der Hauptebene	1.000
0.05 von der Hauptebene	0.486
0.10 > > >	0.333
0.20 > > >	0.239
0.40 > > >	0.130
0.60 > > >	0.055
0.80 > > >	0.014

Danach wäre also schon für die Entfernung $\frac{1}{20}$ von der Hauptebene, der Milchstraße, die Dichtigkeit der Sterne weniger als die Hälfte von der in der Milchstraße selbst; für die Entfernung 0.8 wäre dieselbe nur wenig mehr als ein Hundertstel.

Diese Anhäufung der Sterne in der Gegend der Hauptebene und das rasche Abnehmen ihrer Anzahl nach beiden Seiten hin drücken nur die durchschnittliche Verteilung dieser Körper aus. Es ist sehr wahrscheinlich — und spätere Untersuchungen bestätigen dies —, daß selbst in der Hauptebene die Sterne in manchen Regionen dichter stehen als in anderen, und daß ebenso beim Verlassen der Ebene die Abnahme der Sterndichte in den einzelnen Regionen in ganz verschiedenem Maße vor sich geht. Daß im allgemeinen eine allmähliche Abnahme stattfindet, ist nicht zu leugnen; aber gegen Struves Versuch, bestimmte Zahlenwerte zu ermitteln, muß der ernstliche Einwurf erhoben werden, daß er, wie Herschel, die Unterschiede zwischen den scheinbaren Größen der Sterne lediglich aus ihren verschiedenen Entfernungen ableitete, also gleiche absolute Helligkeit voraussetzte. Nach den neueren Anschauungen ist diese Hypothese nicht zulässig.

Im Verlaufe seiner Untersuchungen wurde Struve zu der Annahme geführt, daß im Weltraume eine Absorption des Lichtes stattfindet. Schon

Erwartung.

Olbers hatte diese Idee ausgesprochen; er meinte, daß, wenn keine Absorption vorhanden wäre, bei Annahme einer unendlichen Anzahl von Sternen im unendlichen Raume das ganze Himmelsgewölbe mit Sternen besetzt und daher leuchtend erscheinen müßte, während dies bekanntlich nicht der Fall ist und die Beobachtung auch mit den lichtstärksten Fernrohren nicht wenige Gegenden des Himmels fast absolut sternfrei und ganz dunkel zeigt. Nun ist zwar die Voraussetzung der Existenz einer unendlichen Menge von leuchtender Materie keineswegs notwendig, und Absorption brauchte aus diesem Grunde nicht angenommen zu werden; die Möglichkeit ihrer Existenz läßt sich aber doch nicht bestreiten, und sie wurde, wie wir eben erwähnten, von W. Struve verteidigt. Dieser fand nämlich, in naher Übereinstimmung mit W. Herschel, die Entfernung der schwächsten Sterne 6. Größe elfmal größer als die Durchschnittsentfernung der Sterne 1. Größe und berechnete hieraus die raumdurchdringende Kraft des 20füßigen Herschelschen Teleskops zu 664 solcher Entfernungen. Aus der wirklichen Zählung der Sterne aber ergab sich dieselbe nur 228mal so groß, und Struve glaubte diese Abweichung der Rechnung von der Beobachtung nur dadurch erklären zu können, daß die Helligkeit der Sterne im Weltraume nicht einfach im quadratischen Verhältnisse der Entfernung, sondern in einem stärkeren abnehme, daß also ein Teil des Lichtes eine Absorption oder Extinktion erfahre. Er versuchte sogar, ähnlich wie schon Olbers, die Stärke dieser Absorption zu bestimmen, und fand sie für die mittlere Distanz der Sterne 1. Größe zu $\frac{1}{107}$ ihrer Helligkeit. Gegen diese Hypothese einer Lichtabsorption läßt sich indessen anführen, daß die Voraussetzung der gleichen Sternhäufigkeit in gleichen Räumen, welche diesen Untersuchungen Struves zugrunde liegt, durchaus nicht bewiesen ist, besonders nicht für die schwächeren teleskopischen Sterne, die hier hauptsächlich in Betracht kommen. Nähme die Häufigkeit der Sterne mit ihrer wachsenden Entfernung ab, so würden wir zu demselben Ergebnis gelangen.

Die scheinbare Verteilung der Sterne bis etwa zur neunten oder zehnten Größe herab kennen wir jetzt, seit Vollendung der großartigen Bonner Durchmusterung für den nördlichen Himmel und für den südlichen bis -23° Deklination, sowie seit Vollendung der photographischen Kap-Durchmusterung, weit genauer als zu Herschels oder Struves Zeit, und die Basis für Hypothesen über die Anordnung der Sterne im Raume ist hierdurch nicht unerheblich sicherer geworden.

Schon Argelander selbst hat auf Grund der Bonner Durchmusterung Untersuchungen über die Verteilung der Sterne in bezug auf die Milchstraße angestellt. Für die Sternfülle, d. h. für die Anzahl der Sterne 1^{ter} bis 9.5^{ter} Größe innerhalb eines Quadratgrades, fand er folgende Durchschnittswerte:

Gegend	Fälle
Die fünf sternärmsten Gegenden . .	6.8
Am Nordpol der Milchstraße	8.5
30° vom Nordpol der Milchstraße . .	9.1
50° » » » »	10.9
70° » » » »	16.4
In der Milchstraße	29.3
105° vom Nordpol der Milchstraße . .	19.8
125° » » » »	11.2
140° » » » »	9.3

Hieraus sieht man zunächst, daß zwar die Sternfülle vom Pol der Milchstraße nach dieser selbst hin sehr rasch anwächst, daß aber die Gegend um den Pol selbst (22 Quadratgrade umfassend) nicht die sternärmste ist; vielmehr gibt es verschiedene Gegenden — und eine davon liegt nur etwa 20° von der Milchstraße selbst, an den Hörnern des Stieres —, die noch weniger Sterne als die Polgegend enthalten. Ferner beweisen die Zählungen Argelanders, daß die Verteilung der Sterne in gleichem Abstände von der Milchstraße, aber nach verschiedenen Richtungen hin (in verschiedenen Längen) keine gleichförmige ist. In jeder Zone parallel der Milchstraße und am auffallendsten in dieser selbst scheint eine ziemlich regelmäßige Ab- und Zunahme der durchschnittlich für sie geltenden Sternfülle stattzufinden, und Argelander kommt danach zu dem Schlusse, daß die Sterne etwa bis zur 10. Größe in auf der Milchstraße ungefähr senkrechten Schichten verteilt stehen, die in dieser selbst bei weitem am dichtesten sind und nach beiden Seiten hin ziemlich rasch dünner werden. Die Ansicht W. Herschels, daß sich unter den Sternen eine starke Tendenz zur Bildung von Gruppen und Partialsystemen bemerkbar mache, wird durch diese Untersuchungen Argelanders bekräftigt und hat auch in späteren Arbeiten anderer Astronomen weitere Bestätigung erfahren.

Gould.
 Zu bemerkenswerten Ergebnissen über die scheinbare Verteilung besonders der helleren Sterne und über die Position unseres Sonnensystems im Sternsysteme ist Gould gelangt. Er verband seine eigenen Zählungen, die sich auf die Sterne bis zur Größe 7.0 von + 10° Dekl. bis zum Südpol erstrecken, mit denen von Heis und der Durchmusterung, und die Folgerungen, die er aus ihnen ableitet, sind in der Hauptsache die nachstehenden: Es gibt am Himmel einen Gürtel von hellen Sternen, dessen Mittellinie wenig von einem größten Kreise abweicht, der gegen die Milchstraße etwa 19° geneigt ist und sie in der Cassiopeja und im südlichen Kreuz schneidet. Die Sterne, die heller als 4. Größe sind,

gruppieren sich symmetrischer gegen diese Mittellinie als gegen die Milchstraße, und sie sind in jeder Gegend des Himmels um so häufiger, je geringer ihre Entfernung von der Mittellinie ist. Die bekannte Vermehrung der schwachen Sterne nach der Milchstraße hin findet in einem Verhältnis statt, welches mit abnehmender Helligkeit rapid wächst; für die hellen Sterne ist eine Zunahme kaum merklich. Diese und andere Tatsachen deuten die Existenz eines relativ kleinen, ziemlich flachen Sternhaufens an, der aus etwa 400 Sternen 1. bis 7. Größe besteht, und in welchem exzentrisch, aber nicht weit von der Ebene der Milchstraße, unser Sonnensystem liegt. Für das Phänomen der Milchstraße glaubt Gould eine Erklärung durch die Annahme zu finden, daß nicht nur ein einzelner Milchstraßenring existiert, sondern mehrere, die sich zum Teil übereinander lagern.

*W. Seeliger
München
A. - 7. Gr.*

3. Untersuchungen neuerer Forscher.

Die Untersuchungen Seeligers. In sehr eingehender Weise hat Seeliger in München die Sternverteilung unter Zugrundelegung der Bonner Durchmusterung untersucht, und zwar hat er nicht nur die nördliche, sondern auch die südliche Durchmusterung dazu verwandt. Er faßt die Sterne der nördlichen Durchmusterung ihrer Helligkeit nach in 7 Klassen zusammen:

1. Klasse	Größe	1.0 bis	6.5	
2. >	>	6.6 >	7.0	} 0,5.
3. >	>	7.1 >	7.5	
4. >	>	7.6 >	8.0	
5. >	>	8.1 >	8.5	
6. >	>	8.6 >	9.0	
7. >	>	9.1 >	9.5	

und fügt bei den Sternen der südlichen Durchmusterung noch die 8. Klasse (Größe 9.6 bis 10.0) hinzu; so erhält er die folgende Zahl der Sterne in diesen Klassen:

Klasse	Nördl. Durchm.	Südl. Durchm.
1	4 120	1 265
2	3 887	1 276
3	6 054	1 828
4	11 168	3 516
5	22 898	7 601
6	52 852	18 633
7	213 973	55 565
8		43 896
Summe	314 952	133 580

Seeliger teilte nun den Himmel in 9 Zonen von je 20° Breite ein, und zwar vom Pole der Milchstraße an gerechnet, so daß die 5. Zone die Milchstraße selbst enthält. In diesen Zonen wurde für jede der oben

erwähnten Helligkeitsklassen die Sterndichtigkeit ermittelt, wobei dieselbe für die Milchstraße selbst gleich 1 angenommen wurde. Hiernach ergaben sich für die nördliche und die südliche Durchmusterung folgende zwei Tafeln:

Nördliche Durchmusterung.

Klasse	1	2	3	4	5	6	7
Zone 1	0.55	0.43	0.52	0.40	0.42	0.38	0.32
2	0.57	0.44	0.50	0.42	0.44	0.40	0.34
3	0.64	0.54	0.60	0.51	0.51	0.48	0.43
4	0.79	0.69	0.76	0.73	0.72	0.73	0.66
<u>5</u>	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00
6	0.91	0.79	0.84	0.77	0.80	0.79	0.76
7	0.57	0.43	0.47	0.48	0.52	0.53	0.45
8	0.43	0.32	0.35	0.37	0.46	0.53	0.39

Südliche Durchmusterung.

Klasse	1	2	3	4	5	6	7	8
Zone 2	0.78	0.81	0.61	0.68	0.50	0.44	0.41	0.48
3	0.70	0.78	0.69	0.68	0.57	0.49	0.46	0.46
4	0.85	0.97	0.83	0.89	0.79	0.63	0.63	0.84
<u>5</u>	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00
6	1.14	1.02	0.81	1.01	0.90	0.78	0.79	0.72
7	0.93	0.76	0.72	0.74	0.69	0.55	0.53	0.63
8	0.79	0.78	0.55	0.60	0.57	0.45	0.42	0.53
9	0.78	0.70	0.58	0.67	0.54	0.44	0.39	0.53

Die nördliche Durchmusterung enthält keine Sterne aus der Zone 9, die südliche keine aus der Zone 1; daher fehlen diese Zonen in den betreffenden Tabellen. Die angegebenen Zahlen zeigen in deutlichster Weise die Zunahme der Sterndichte nach der Milchstraße hin; diese Zunahme ist für die Sterne der Klasse 1 geringer als für die schwächeren Sterne.

Die wichtigsten Gesetze, die Seeliger aus dem Studium der Verteilung der in den Bonner Durchmusterungen enthaltenen Sterne ableitet, nachdem er die Größenangaben der Durchmusterungen auf eine gleichmäßige photometrische Skala reduziert hat, sind die folgenden:

- 1) Die Anzahl der Sterne bis zur 9. Größe nimmt beträchtlich langsamer mit der Sterngröße zu, als es die Annahme gleicher räumlicher Verteilung und Leuchtkraft erfordert.
- 2) Die Zahl der Sterne nimmt mit der Sterngröße um so stärker zu, je näher der Milchstraße die betrachtete Himmelsgegend ist.

ergabnit.

Während das erste dieser Gesetze auch für die mit freiem Auge sichtbaren Sterne gilt, ist dies für das zweite Gesetz nicht mehr der Fall.

Zu seinen weiteren Untersuchungen über die Verteilung der Sterne hat Seeliger außer den Bonner Durchmusterungen noch die »Eichungen« der beiden Herschel und die Abzählungen von Celoria herangezogen, welche letztere sich auf die Sterne bis zur 11.5^{ten} Größe zwischen 0° und $+6^{\circ}$ Deklination erstrecken. Die von Celoria abgezählten Sterne verhalten sich in bezug auf ihre Anordnung zur Milchstraße sehr nahe ebenso wie die Durchmusterungssterne. Wesentlich anders steht es dagegen mit den von den beiden Herschel gezählten Sternen, deren schwächste etwa die 13. bis 14. Größe haben. Sie drängen sich nach der Milchstraße hin viel stärker zusammen, als es die Durchmusterungssterne tun. Während die Herschel in den Seeligerschen Zonen 1 und 9 nur 30 mal bis 40 mal so viel Sterne gezählt haben, als in der Durchmusterung enthalten sind, übertrifft in der Milchstraße die von ihnen angegebene Sternzahl die der Durchmusterung um das 274fache.

Es ist nun von Interesse zu erfahren, auf welche Weise aus derartigen Resultaten Schlüsse auf den Bau unseres Weltsystems gezogen werden können. Auf eine Bitte des Herausgebers dieser Auflage hatte Herr Prof. von Seeliger die Freundlichkeit, seine Methode zur Verwertung der Abzählungsergebnisse sowie seine Ansichten über die Anordnung des Universums in allgemeinverständlicher Weise auseinanderzusetzen. Er schreibt darüber wie folgt:

»Zu jenen wichtigen Problemen der Stellarastronomie, zu deren erfolgreicher Behandlung Anhaltspunkte gegeben sind, gehört die Frage nach der räumlichen Verteilung der Fixsterne. Erst wenn es gelungen sein wird, in dieser Richtung besser begründete Vorstellungen zu gewinnen, wird man zu den höheren und höchsten Aufgaben übergehen können, welche die Fixsternwelt als ein fortlaufenden Veränderungen unterworfenen dynamisches System zu betrachten haben.

»Schon eine oberflächliche Betrachtung des Fixsternhimmels zeigt, daß die Verteilung der Sterne jedenfalls sehr weit von der Homogenität entfernt ist. Der verzweigte, vielgestaltige Verlauf der Milchstraße, die in der Hauptsache gewiß nichts anderes ist, als eine Anhäufung von Sternen, zeigt dies ebenso unzweideutig, wie die Tatsache, daß die Anzahl der Sterne auf einer beliebig gewählten Flächeneinheit des Himmels, z. B. auf einem Quadratgrad, in der augenfälligsten Weise vom Orte abhängt. Die räumliche Verteilung der Fixsterne wird also jedenfalls auch in deutlichster Weise sich von Ort zu Ort ändern. Die Untersuchung dieser verwickelten Verhältnisse im einzelnen wird der Zukunft vorbehalten werden

müssen, da die jetzt verfügbaren Beobachtungsergebnisse für eine solche noch keine genügend sichere Grundlage geben. Man wird sich deshalb zunächst darauf beschränken müssen, an Stelle des wirklichen ein vereinfachtes Bild von der räumlichen Verteilung der Fixsterne zu studieren, ein Bild nämlich, welches den mittleren Verhältnissen entspricht, und welches als »typisches« bezeichnet werden soll. In welcher Richtung man diese Vereinfachung mit begründeter Aussicht auf Erfolg anzustreben hat, dafür sind Direktiven in der unzweideutigsten Weise gegeben. In erster, roher Annäherung verläuft die Milchstraße nämlich, trotz aller Abweichungen im einzelnen, am Himmel längs einer Symmetrieebene, und in gleicher Weise zeigt der Sternreichtum in erster Annäherung nur eine Abhängigkeit von dieser Ebene. Wir werden also zur Konstruktion des typischen Bildes anzunehmen haben, daß der Sternreichtum nur von der galaktischen Breite abhängt. Die Sterne werden also einen Rotationskörper, dessen Äquatorebene in der Milchstraße liegt, mit einer Dichtigkeit erfüllen, die sich nur mit der Entfernung von uns und mit der galaktischen Breite ändert. Der Mittelpunkt dieses Rotationskörpers fällt mit unserem Standpunkte zusammen. Wie sich die Sache auch sonst verhalten möge, wir werden nicht zweifelhaft sein können, daß dieses typische Bild geeignet ist, als erste, rohe Annäherung an die tatsächlichen Verhältnisse zu gelten.

»Die scheinbare typische Verteilung der Sterne wird dann durch die Anzahl der Sterne auf einem bestimmten Areal, z. B. auf einem Quadratgrade, und zwar von den hellsten herab bis zu solchen von einer bestimmten Größenklasse n gegeben sein, wenn man die Mittelzahlen für gleiche galaktische Breiten bildet. Diese Anzahlen A_n werden also von n und der galaktischen Breite abhängen. Mit einiger Zuverlässigkeit können wir gegenwärtig die A_n nur bis $n = 9.0$ angeben, wozu die beiden Bonner Durchmusterungen und ihre Fortsetzungen das nötige Material liefern. Darüber hinaus sind wir nur auf einzelne Stichproben angewiesen, die allerdings mit Hilfe der Photographie in verhältnismäßig kurzer Zeit in befriedigender Weise vervollständigt werden können. Aber es drängt sich nun doch die Frage auf, ob man etwas über die räumliche Verteilung der Sterne aussagen kann, wenn man die A_n in angemessenem Umfange, also bis zu den schwächsten Sternen herab, angeben könnte. Außerordentlich einfach läge die Sache, wenn alle Sterne dieselbe Leuchtkraft hätten. Denn da die scheinbare Helligkeit eines Sterns im direkten Verhältnis zum Quadrat seiner Entfernung abnimmt, so würde sich die Entfernung eines jeden Sterns aus seiner Helligkeit berechnen lassen, und die Dichtigkeit D der Sternverteilung, d. h. die Anzahl der in einer Raumeinheit enthaltenen Sterne, wäre einfach

der Anzahl der Sterne von der entsprechenden Helligkeit gleich. Früher hat man unbedenklich diese Annahme gemacht, auch wohl sogar die Dichtigkeit D als eine Konstante angesehen, und hierauf sind die mannigfachen Fehlschlüsse zurückzuführen, die in der Stellarastronomie so große Verwirrung angerichtet haben. In Wirklichkeit sind die Leuchtkräfte i der Sterne keineswegs als gleich anzusehen. Man denke sich alle Sterne in gleicher Entfernung von uns aufgestellt, etwa in einer solchen, welche der Parallaxe $0''.2$ entspricht, und welche kurz »Siriusweite« genannt werden soll. Die so entstehende scheinbare Helligkeit eines Sterns nennen wir dann seine absolute Leuchtkraft i . Ordnet man dann die Sterne nach der Größe i , so wird der Prozentsatz aller Sterne, deren i zwischen zwei sehr nahegelegenen Werten i und $i + \Delta i$ liegt, durch $\varphi(i) \cdot \Delta i$ bezeichnet. Die »Häufigkeitsfunktion« $\varphi(i)$ charakterisiert offenbar die tatsächliche Verschiedenheit der Sterne in bezug auf ihre Leuchtkraft. Von der Funktion $\varphi(i)$ weiß man zunächst nur das eine, daß sie endliche Werte für alle Werte von i von 0 bis zu einem gewissen Maximalwert annehmen kann. Wenn man sich aber nicht in wenig befriedigende Allgemeinheiten verlieren will, wird man es zunächst mit einer an sich recht plausiblen und möglichst einfachen Annahme versuchen und ihren weiteren Erfolg abwarten. Diese Annahme besteht darin, daß $\varphi(i)$ im ganzen stellaren Raum, insofern das typische Bild allein in Betracht gezogen wird, unverändert bleibt. Dann hängen offenbar die Sternzahlen A_n nur von D und $\varphi(i)$ ab, und es tritt die Frage hervor, ob etwa aus den beobachteten A_n eine Bestimmung der Funktionen $\varphi(i)$ und D möglich ist. Offenbar würde eine solche Bestimmung einen nennenswerten Fortschritt in der Stellarastronomie bedeuten. Die Sache verhält sich nun in der Tat so, daß eine Trennung der beiden Funktionen $\varphi(i)$ und D theoretisch möglich und ihre Bestimmung in gewissem Sinne aus den Abzählungsergebnissen A_n durchführbar ist.

»Einfacher wäre es freilich, wenn man die Kenntnis von $\varphi(i)$ direkt anderswoher entnehmen könnte. Man verfügt gegenwärtig über etwa 100 direkt gemessene Parallaxenwerte. Aus diesen kann man offenbar leicht die den einzelnen Sternen zugehörigen Leuchtkräfte i ableiten und also auch den Verlauf von $\varphi(i)$ in einem gewissen Umfange bestimmen. Die zur Parallaxenbestimmung herangezogenen Sterne sind aber nicht durch Zufall aus der großen Anzahl aller Sterne gewählt worden, vielmehr hat man solche ausgewählt, welche von vornherein einen größeren, also leichter meßbaren, Parallaxenwert erwarten ließen. Es sind dies zum großen Teile helle Sterne, und schwache Sterne fehlen der Liste fast ganz. Der auf diese Weise gewonnene Verlauf von $\varphi(i)$ wird deshalb nur für große i einigermaßen zuverlässig sein, während für andere

Werte von i der wirkliche Verlauf von $\varphi(i)$ ein durchaus anderer sein kann, als aus den gemessenen Parallaxen hervorgeht. Andererseits läßt sich auch auf diese Weise ein wertvolles Resultat mit einiger Sicherheit feststellen. Es zeigt sich nämlich, immer unter der Voraussetzung der Unabhängigkeit der Funktion $\varphi(i)$ vom Ort, daß Sterne, deren Leuchtkraft mehr als etwa 1000mal so groß ist als die unserer Sonne, nicht mehr vorkommen. Für kleinere i steigt dagegen die Funktion $\varphi(i)$ ziemlich steil an. Dieses sind aber gerade die Voraussetzungen, unter denen die oben erwähnte Trennung von D und $\varphi(i)$ möglich ist.

»Nehmen wir an, daß die Sterne einen endlich begrenzten Raum erfüllen, so sieht man sofort, daß an der äußersten Grenze dieses Raumes kein Stern eine größere scheinbare Helligkeit zeigen kann, als jener maximale Wert von i zuläßt. Den angedeuteten Feststellungen entspricht etwa, daß die hellsten Sterne in einer Siriusweite die Größe — 4.5 haben; dann werden die hellsten Sterne in einer Entfernung von 2000 bzw. 5000 Siriusweiten von der Größe 12 bzw. 14 sein. Danach wird also die Anzahl A_n bis zu $n = 12$ bzw. 14 eine andere Abhängigkeit von n aufweisen, als für schwächere Sterne, und in dieser verschiedenen Abhängigkeit der beiden Funktionen D und $\varphi(i)$ beruht, wie hier nicht näher auseinandergesetzt werden kann, die Möglichkeit ihrer Trennung. Im allgemeinen ist diese freilich nicht in eindeutiger Weise ausführbar, und die praktische Verwertung des Verfahrens ist schwierig. Trotzdem wird aber eine Erweiterung der Kenntnis über den Verlauf von A_n eine tiefere Einsicht in die räumliche Verteilung der Sterne nach sich ziehen. Deshalb sind solche Arbeiten, welche eine nur auf die schwachen und schwächsten Sterne ausgedehnte Kenntnis der Sternzahlen A_n herbeischaffen, vom größten Interesse. Sie stellen sich als eine Erweiterung der schon von W. Herschel begonnenen »Sterneichungen« dar, da sie auf eine Abzählung der im Gesichtsfeld eines Fernrohrs sichtbaren Sterne und zwar der hellsten Sterne bis zu jenen von der Größe n hinauskommen. Hier wird nun, wie in so vielen Fällen, die Anwendung der Photographie von großem Nutzen sein, da sie eine Festlegung der schwächsten Größenklassen n , welche noch mitgezählt werden sollen, durch die Wahl der Expositionszeit treffen läßt. Definitive Resultate solcher im Gange befindlichen Arbeiten liegen noch nicht vor.

»Was an brauchbarem Material bis jetzt verwendbar ist, scheint nun mit ziemlicher Sicherheit zu bestätigen, was man schon früher, besonders nach den Sterneichungen der beiden Herschel vermutete, ohne freilich den betreffenden Betrachtungen eine strengere Begründung zu geben. Danach hat man sich unser Sternsystem als einen großen Haufen von 50 oder mehr Millionen Sternen vorzustellen, dessen Dimensionen gar

nicht so ungeheuer groß zu sein brauchen und wohl nirgends einige Tausend Siriusweiten überschreiten. Die Ausdehnung dieses Systems ist in der Richtung der Milchstraße am größten, und die Dichtigkeit hat in der Milchstraße ebenfalls die größten Werte.

»Wenn sich auch diese Vorstellungen noch nicht streng und zahlenmäßig beweisen lassen, so kann man doch andererseits mit Sicherheit behaupten, daß keine astronomische Erscheinung im Widerspruch mit ihnen steht. In jedem Falle sind es die einfachsten und faßbarsten, die sich denken lassen, und verdienen schon deshalb bis auf weiteres den Vorzug vor anderen.

»W. Struve und andere haben im Gegenteil eine Ausdehnung der leuchtenden Weltkörper bis in ungemessene Weiten angenommen und die feststehende Tatsache der damit nicht vereinbaren geringen Erleuchtung des Himmelsgrundes durch eine Absorption, die das Licht im Weltraum erleiden soll, zu erklären gesucht. Abgesehen davon, daß die Begründung dieser Ansicht als ungenügend und zum Teil sogar als verfehlt angesehen werden muß, scheint sie gewissen Beobachtungsergebnissen nicht zu entsprechen, jedenfalls sind aus ihr Konsequenzen gezogen worden, die sich nicht ziehen lassen. Das Vorkommen von Absorptionen ist dabei durchaus nicht zu leugnen, nur wird man sie nicht als eine neue rätselhafte Eigenschaft des Vermittlers der Lichtbewegung, des sogenannten Äthers, aufzufassen haben, vielmehr wird man dabei an Wirkungen der unzweifelhaft vorhandenen dunklen Weltkörper und ausgedehnter dunkler Wolken kosmischen Staubes zu denken haben, welche die Aussicht schon innerhalb des endlichen Sternsystems hemmen, vornehmlich aber die Möglichkeit nehmen, etwa weit außerhalb gelegene leuchtende Gebilde, deren Existenz nicht geleugnet zu werden braucht, wahrnehmen zu können. Diesen Standpunkt konsequent verfolgend, müssen wir auch alle Nebel und Sternhaufen, die wir am Himmel sehen, als innerhalb des Fixsternsystems liegend betrachten. Viele Tatsachen, wie die Abhängigkeit der Häufigkeit dieser Gebilde von der Lage zur Milchstraße, der Zusammenhang der Nebel mit den in ihrer Nähe stehenden oder in ihnen zu stehen scheinenden Sternen, sprechen für die ausgesprochene Ansicht, und bisher ist keine Tatsache bemerkt worden, die dazu zwänge, in einigen der genannten Gebilde etwa Weltsysteme zu erblicken, die als unserem Sternsystem koordiniert angesehen werden müssen.«

München, 1904 Dezember.

H. von Seeliger.

Untersuchungen von Stratonoff und Downing. Auch der russische Astronom Stratonoff in Taschkent hat über die Verteilung der Sterne der Bonner Durchmusterungen ausführliche Arbeiten veröffentlicht,

die sich zum Teil auf die Seeligerschen Untersuchungen stützen. Um auch die Verteilung der Sterne der südlichen Halbkugel über die Grenzen der Bonner Durchmusterung hinaus zu studieren, hat Stratonoff die Kap-Durchmusterung benutzt. Er teilt die Sterne ihrer Helligkeit nach in neun Klassen ein. Die Klasse I umfaßt die Sterne bis zur Größe 6.0, Klasse II die Sterne der Größen 6.1 bis 6.5, Klasse III die der Größen 6.6 bis 7.0, usw. Die Klasse IX (Sterne der Größe 9.6 und schwächere) kommt nur für die Kap-Durchmusterung in Betracht.

Für die Sterne der nördlichen Hemisphäre findet Stratonoff, daß die Linien der Maximaldichte der einzelnen Klassen nicht genau mit der Zentrallinie der Milchstraße zusammenfallen. Auch fallen die sternärmsten Gegenden für die Klassen I bis VI nicht mit dem Nordpol der Milchstraße zusammen, ebensowenig wie die an Durchmusterungsternen reichsten Stellen mit den hellsten Partien der Milchstraße. Die Bifurkation der letzteren verrät sich nicht in der Verteilung der Durchmusterungsterne. Aus allen diesen Tatsachen geht hervor, daß die Sterne der Durchmusterung wesentlich anders verteilt sind als die schwächeren, und daß der Schimmer der Milchstraße nicht durch die Durchmusterungsterne, sondern durch schwächere hervorgerufen wird. Eine sehr beträchtliche Zahl der ersteren von etwa der 5. Größe an gehören zu einer großen Kondensation, deren ¹ Mitte im Sternbilde des Schwans liegt. Eine zweite Kondensation, deren ² Mitte im Fuhrmann liegt, und die an die erste angrenzt, umfaßt Sterne der Größen 6.5 bis 8.5, und eine dritte Kondensation, welche die Gegend ³ der Zwillinge, des kleinen und des großen Hundes und des Einhornes einnimmt, Sterne der Größe 7.6 und schwächere.

Die Verteilung der Sterne auf der südlichen Halbkugel ist komplizierter als die auf der nördlichen. Bei Klasse I bestätigt sich das Vorhandensein des Gouldschen Gürtels von hellen Sternen. Die Klassen II und III zeigen nur eine schwache Zunahme der Sternzahl nach der Milchstraße hin, und auch auf der Südhalbkugel fallen die Linien der Maximaldichte nicht mit der Zentrallinie der Milchstraße zusammen; in ähnlicher Weise wie auf der nördlichen Hemisphäre weicht auch hier die Verteilung der Sterne der Durchmusterung von der der schwächeren Sterne, welche die Milchstraße bilden, ab. Die Kondensationen von Sternen, welche Stratonoff auf der Südhalbkugel konstatiert hat, wollen wir nicht im einzelnen aufzählen.

Stratonoff zieht aus seinen Untersuchungen über die Verteilung der Sterne, welche in den beiden Bonner Durchmusterungen und in der Kap-Durchmusterung enthalten sind, folgende Schlüsse:

»Die Milchstraße ist eine Anhäufung von stellaren Wolken, die sich mit ihren Rändern berühren.

»Die Sonne bildet einen Teil einer großen Wolke*), welche hauptsächlich am Nordhimmel gelegen ist. Dieselbe hat in der Nähe der Sonne eine Ausdehnung, die ungefähr zweimal so groß ist als die mittlere Entfernung der Sterne 9.5^{ter} Größe von der Sonne. Im Norden ist diese Wolke zwischen Lyra und Cassiopeja gelegen und erstreckt sich bis zu den schwächsten Sternen der Bonner Durchmusterung. Nach Süden dehnt sie sich nur sehr wenig aus, nicht weiter als bis zur mittleren Entfernung der Sterne 6^{ter} bis 6.5^{ter} Größe. Dies wird zunächst durch die Tatsache bestätigt, daß man nur bei den hellsten Sternen ihre Fortsetzung nach Süden beobachtet, und dann dadurch, daß kein sehr klares Gesetz die Verteilung der Sterne der Klassen II und III beherrscht.«

Die Sonne würde also hiernach an dem einen Ende dieser Wolke von Sternen liegen. Die übrigen stellaren Wolken, die Stratonoff in der Verteilung der Durchmusterungssterne konstatiert hat, umgeben uns nach seiner Meinung »nicht in einem Ringe, sondern in einem Bogen, der sich vom Adler oder dem Sobieskischen Schilde durch die Südhemisphäre hindurch bis zur Cassiopeja erstreckt«.

Es sei hier noch erwähnt, daß Stratonoff auch die Verteilung der Sterne nach den verschiedenen Spektralklassen gesondert untersucht hat. Das Ergebnis war, daß die Sterne der I. Spektralklasse ein Maximum der Häufigkeit in der Milchstraße zeigen, während dies für die der II. Spektralklasse nicht mehr zutrifft. Dasselbe Resultat haben auch andere Forscher vor Stratonoff gefunden.

Eine gute Übersicht über die Verteilung der Sterne der Kap-Durchmusterung gewährt eine von Downing aufgestellte Tabelle. Dieser hat für verschiedene Zonen die Sterndichte, d. h. die durchschnittliche Anzahl von Sternen innerhalb eines Quadratgrades, berechnet; er fand dafür folgende Werte:

Galaktische Breite	Größe	Bis 6.2	6.3	6.8	7.3	7.8	8.3	8.8
		bis 6.7	bis 6.7	bis 7.2	bis 7.7	bis 8.2	bis 8.7	bis 9.2
- 90° bis - 70°		0.04	0.05	0.13	0.24	0.62	0.92	1.49
- 70 » - 50		0.05	0.06	0.12	0.27	0.63	1.02	2.11
- 50 » - 30		0.05	0.06	0.14	0.29	0.66	1.22	2.98
- 30 » - 10		0.08	0.06	0.18	0.35	0.88	1.87	5.12
- 10 » + 10		0.10	0.07	0.18	0.49	1.35	3.03	9.23
+ 10 » + 30		0.07	0.05	0.15	0.35	0.89	1.73	4.34
+ 30 » + 43.5		0.03	0.02	0.14	0.28	0.68	1.39	2.86

Diese Tabelle zeigt deutlich die Existenz des Ringes von hellen Sternen um die Milchstraße, auf die Gould und andere hingewiesen haben.

*) Der ersten der drei oben aufgezählten Kondensationen des Nordhimmels.

Obwohl die Downingsche Klasseneinteilung etwas anders ist, als die von Stratonoff, so zeigt die Tabelle doch die von letzterem hervorgehobene Tatsache, daß seine Klassen II und III eine viel schwächere Zunahme nach der Milchstraße hin aufweisen als die übrigen.

Die Untersuchungen von Easton. Der holländische Astronom Easton hat den Verlauf und die Helligkeit der verschiedenen Teile der Milchstraße zum Gegenstande eingehender Studien gemacht. Er weist darauf hin, daß die Sonne wahrscheinlich nicht in der Mitte des Milchstraßensystems steht, da die Milchstraße im Sternbilde des Adlers sehr viel heller erscheint als in dem des Einhornes, welches dem Adler gerade gegenüberliegt. Man darf daraus wohl schließen, daß die Sonne demjenigen Teile der Milchstraße, welcher Schwan und Adler durchzieht, beträchtlich näher ist als dem diametral gegenüberliegenden. Die genauere Untersuchung der Erscheinungen, die die Milchstraße bietet, führt nun Easton zu der Ansicht, daß dieselbe eine spiralgige Struktur habe, also aus sehr großer Entfernung gesehen als Spiralnebel

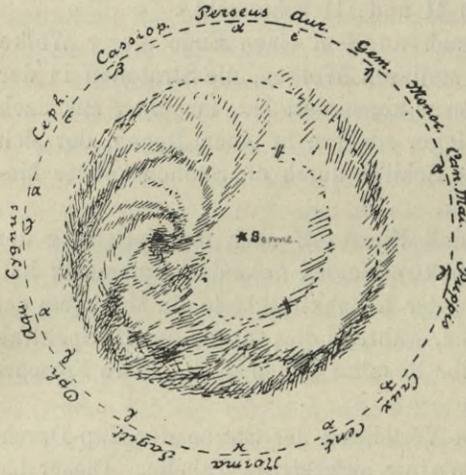


Fig. 198.

erscheinen würde. Wenn man annimmt, daß die verschiedenen Zweige der Spirale nicht genau in einer Ebene liegen, und daß der Punkt, von dem sie ausgehen, von der Sonne aus gesehen, im Schwan liegt, so vermag die Eastonsche Hypothese in der Tat die Erscheinungen recht befriedigend darzustellen. Fig. 198 gibt eine schematische Darstellung des Baues der Milchstraße nach Easton; S bezeichnet die Stellung der Sonne.

Keeler hat, wie wir früher gesehen haben, gefunden, daß die Spiralnebel äußerst häufig am Himmel vorkommen. Sie würden, wenn Eastons Anschauungen richtig sind, wahrscheinlich ferne Milchstraßensysteme sein und nicht zu unserem System gehören. Es läßt sich aber noch nicht sagen, ob diese Vermutung richtig ist, da über die Verteilung der Spiralnebel am Himmel aus Mangel an Material noch keine Untersuchungen haben angestellt werden können.

Die Untersuchungen von Kapteyn. Von anderen Gesichtspunkten als die bisher genannten Forscher geht Kapteyn bei seinen Untersuchungen über die Beschaffenheit des Universums aus. Er hat auf dem Gelehrtenkongreß in St. Louis 1904 über seine Methoden und Resultate einen Vortrag gehalten, von dem er dem Herausgeber dieser Auflage auf dessen Bitte eine handschriftliche Kopie zu übersenden die Freundlichkeit hatte. Leider kann der Vortrag seines großen Umfangs wegen nicht ganz, sondern nur im Auszug gegeben werden.

Wenn wir zu einer vollständigen Erkenntnis des Universums gelangen wollen, so ist es erforderlich, für jeden Stern seine Lage im Raume, seine Geschwindigkeit, seine Masse und seine Leuchtkraft zu bestimmen. Dies ist zur Zeit ganz unmöglich und dürfte es wohl auch noch für lange Zeit bleiben. Immerhin aber dürfen wir schon jetzt hoffen, einen Einblick in den allgemeinen Plan des Weltsystems zu erlangen. Wir werden z. B. zwar nicht die Entfernung jedes einzelnen Sternes einer bestimmten Größenklasse, wohl aber die mittlere Entfernung aller Sterne dieser Größenklasse schon jetzt angenähert bestimmen und vielleicht auch schon einigen Aufschluß darüber gewinnen können, wie häufig bestimmte Abweichungen der Entfernungen der einzelnen Sterne von diesem Mittelwerte sind. Gerade die Kenntnis der Entfernungen ist von besonderer Wichtigkeit; sie ist aber nur in exzeptionellen Fällen erreichbar, da die uns zur Messung der Entfernungen zur Verfügung stehende Basis — der Durchmesser der Erdbahn — zu klein ist. Es bietet sich uns nun allerdings eine größere Basis dar, die durch die Fortbewegung der Sonne im Weltraume geschaffen wird. Wir können aber diese Basis nicht benutzen, um die Entfernungen einzelner Sterne zu bestimmen, da wir nicht wissen, welcher Teil der beobachteten Eigenbewegung der parallaktischen Verschiebung und welcher der wirklichen Bewegung (motus peculiaris) des Sternes zuzuschreiben ist. Für die Gesamtheit einer großen Anzahl von Sternen aber werden diese beiden Größen trennbar, wenn wir die Hypothese machen, daß die motus peculiare kein Gesetz befolgen, d. h. keine Richtung bevorzugen. Diese Hypothese wollen wir als unsere Fundamental-Hypothese bezeichnen. Ist sie erfüllt, so können wir für jede große Gruppe von Sternen die mittlere parallaktische Verschiebung frei von den motus peculiare erhalten, da letztere sich im Mittel aufheben werden. Aus der mittleren parallaktischen Verschiebung können wir dann, da wir die Geschwindigkeit der Sonne im Raume und die Richtung ihrer Bewegung kennen, die mittlere Entfernung der Gruppe von Sternen berechnen. Diese Methode läßt sich aber, da sie die Richtigkeit der Fundamental-Hypothese voraussetzt, nur auf solche Gruppen von Sternen anwenden, in denen die Eigenbewegungen keine besondere Richtung

Kapteyn

fundament.
K. Ritz. br.
angegen.

bevorzugen und auch keine besondere Gesetzmäßigkeit verraten. Man wird daher die Methode anwenden können auf die Gesamtheit der Sterne einer bestimmten, z. B. der fünften Größenklasse, für die wir demnach aus den Eigenbewegungen die mittlere Entfernung bestimmen können. Durch direkte Parallaxenbestimmungen kennen wir nun außerdem die Parallaxen einer Anzahl von Sternen fünfter Größe, deren Eigenbewegung größer als 1" ist, ferner solcher, deren Eigenbewegung 0.5 bis 1" ist, usw. Mit Hilfe dieses Materials wird es gelingen, die mittlere Parallaxe der Sterne fünfter Größe für jeden bestimmten Wert der Eigenbewegung genähert zu bestimmen. Derartige Rechnungen hat Kapteyn für die Sterne bis zur neunten Größe ausgeführt. Wir haben seine Ergebnisse bereits in Form einer Tabelle auf S. 214 gegeben. Die aus dieser Tabelle für einen Stern von bestimmter Größe und Eigenbewegung entnommene Parallaxe soll seine »theoretische Parallaxe« genannt werden; im allgemeinen wird die wirkliche Parallaxe von der theoretischen verschieden sein. Es wäre von großer Wichtigkeit, zu ermitteln, wie häufig bestimmte Abweichungen der wirklichen von der theoretischen Parallaxe vorkommen, wie viele Sterne also z. B. eine Parallaxe haben, die doppelt so groß ist als ihre theoretische Parallaxe, usw. Um dieses Häufigkeitsgesetz mit einiger Strenge ableiten zu können, ist aber die Kenntnis einer großen Zahl von wirklich gemessenen Parallaxen erforderlich. Immerhin kann man aber unter Benutzung der bisher bestimmten Parallaxen und unter Einführung einiger plausibler Bedingungen schon jetzt provisorisch ein solches Gesetz aufstellen. Wenn wir dasselbe als richtig ansehen, so werden wir jedenfalls eine bessere Annäherung an die Wahrheit erhalten, als wenn wir für jeden Stern seine theoretische Parallaxe annehmen.

Wir können nun auf Grund dieses provisorischen Gesetzes die Häufigkeit des Vorkommens bestimmter Entfernungen leicht ermitteln, wie ein Beispiel sogleich zeigen wird: Von den Bradleyschen Sternen 6. Größe haben $9\frac{3}{4}\%$ eine hundertjährige Eigenbewegung von 4" bis 5". Die Gesamtzahl aller Sterne 6. Größe ist 4730; von diesen werden also 461 eine hundertjährige Eigenbewegung von 4" bis 5" haben. Die theoretische Parallaxe solcher Sterne beträgt 0".0102. Das Häufigkeitsgesetz ergibt nun für die wirklichen Parallaxen folgende Verteilung:

Größ. Paralle

Abw. u. d. m. d.

	Parallaxe	Zahl der Sterne
I	Größer als 0".0631	1
II	0".0398 bis 0".0631	3
III	0.0251 > 0.0398	16
IV	0.0158 > 0.0251	54
V	0.0100 > 0.0158	104
VI	0.0063 > 0.0100	127
VII	0.0040 > 0.0063	96
VIII	0.0025 > 0.0040	45
IX	0.0016 > 0.0025	13
X	0.0010 > 0.0016	2
XI	0.0000 > 0.0010	0
		461

*1 Größenklasse
hinzukommen*

Parall.-Verf: 1: 1,585.

Wir haben den Raum in elf Teile zerlegt, die, abgesehen vom ersten und letzten, die Form von Kugelschalen haben, deren Mitte die Sonne ist, und wollen der Kürze wegen jeden dieser Teile als »Schale« bezeichnen. Die Grenzen dieser Schalen sind, wieder abgesehen von I und XI, so gewählt, daß die entsprechenden Parallaxenwerte sich wie 1 : 1.585 verhalten. Dadurch wird bewirkt, daß, wenn alle Sterne gleich hell wären, die scheinbare, beobachtete Helligkeit von Schale zu Schale um je eine Größenklasse abnehmen würde.

Ebenso wie die Sterne 6. Größe mit hundertjährigen Eigenbewegungen von 4" bis 5" behandelt worden sind, können nun auch die übrigen Sterne 6. Größe und weiter auch die Sterne der anderen Größenklassen behandelt werden; Kapteyn hat die betreffenden Rechnungen bis zu den Sternen 9. Größe durchgeführt. Wir geben hier nur die Gesamtzahlen der Sterne 4. bis 6. Größe in den Schalen I bis VII an:

Größe Schale	4.0	5.0	6.0
I	22 (8.4)	38 (9.4)	69 (10.4)
II	40 (7.4)	79 (8.4)	177 (9.4)
III	59 (6.4)	142 (7.4)	368 (8.4)
IV	74 (5.4)	209 (6.4)	614 (7.4)
V	75 (4.4)	249 (5.4)	833 (6.4)
VI	65 (3.4)	255 (4.4)	901 (5.4)
VII	49 (2.4)	211 (3.4)	771 (4.4)

Bei der Berechnung dieser Zahlen wurde im Prinzip keine Hypothese außer der Fundamentalthypothese eingeführt. Allerdings ist das Häufigkeitsgesetz der Entfernungen, welches gleichfalls benutzt wurde, noch ziemlich unsicher.

Wir führen nun die neue Hypothese ein, daß das Licht im Raume keine Absorption erleidet. Wir können dann die absolute Größe jedes

ausp. K. W. Kapteyn

Sternes berechnen, d. h. die scheinbare Größe, die der Stern in der Entfernung 1 (Parallaxe 0".01) haben würde. Diese absoluten Größen, und zwar die Mittelwerte für jede Schale, sind in der obigen Tabelle in Klammern neben den Sternzahlen angegeben.

Für jede Schale können wir sowohl die Zahl der Sterne der verschiedenen absoluten Größen angeben, als auch die Sterndichte, da ja die Volumina der Schalen bekannt sind. Wir können daher auch für jede Schale das Gesetz angeben, nach welchem innerhalb derselben die Sterne verschiedener absoluter Größenklassen miteinander vermischt sind. Dieses Mischungsgesetz scheint in allen Entfernungen von der Sonne dasselbe zu sein; doch ist der Beweis hierfür noch nicht sicher zu liefern.

Die Sonne würde in der Entfernung, die der Parallaxe 0".01 entspricht, die Größe 10.5 haben. Mit Hilfe dieser Zahl ist es leicht möglich, die Lichtmenge eines Sternes von bekannter absoluter Größe mit der Lichtmenge der Sonne zu vergleichen.

Wir finden so, daß innerhalb einer um die Sonne beschriebenen Kugel, deren Radius gleich der mittleren Parallaxe der Sterne 9. Größe (0".006) ist, sich Sterne in folgender Zahl und Helligkeit befinden werden:

1 Stern,	der	100000	bis	10000	mal	so	hell	ist	als	die	Sonne
46	Sterne,	die	10000	»	1000	»	»	»	»	sind	»
1300	»	»	1000	»	100	»	»	»	»	»	»
22000	»	»	100	»	10	»	»	»	»	»	»
140000	»	»	10	»	1	»	»	»	»	»	»
430000	»	»	1	»	0.1	»	»	»	»	»	»
650000	»	»	0.1	»	0.01	»	»	»	»	»	»
.....								

Die Zunahme der Sternzahlen, die zuerst sehr schnell ist, wird allmählich immer langsamer. Doch sind die äußersten Zahlen überhaupt sehr unsicher; auch ist bei der Ableitung derselben vorausgesetzt, daß das erwähnte Mischungsgesetz überall dasselbe ist. Dieselbe Voraussetzung machen wir auch bei der Berechnung der Sterndichten in den verschiedenen Entfernungen von der Sonne. Kapteyn gibt hierfür provisorisch folgende Zahlen, wobei er die Sterndichte in der Umgebung der Sonne als Einheit wählt.

Parallaxe	Entfernung	Sterndichte
0".0296 und größer	0.34 und kleiner	1.00
0.0187	0.53	0.98
0.0118	0.85	0.95
0.0074	1.35	0.85
0.0047	2.1	0.68
0.0030	3.4	0.46
0.0019	5.3	0.29
0.0012	8.5	0.16

Im Mittel nimmt also hiernach die Sterndichte immer mehr ab, je weiter wir uns von der Sonne entfernen.

Bei der Ableitung dieses Gesetzes ist vorausgesetzt, daß keine Absorption des Lichtes im Weltraume stattfindet. Ist eine solche Absorption in hinreichender Größe vorhanden, so wird das obige Gesetz ungültig. Eine Methode, die Absorption im Raume zu untersuchen, ist von Kapteyn angegeben worden.

Die ganzen bisherigen Betrachtungen gründen sich auf die Annahme, daß unsere Fundamentalhypothese richtig sei, d. h. daß die motus peculiare der Sterne keine Richtung bevorzugen. Diese Hypothese ist aber nur als provisorisch zu betrachten, und wir haben sie nur in Ermangelung einer besseren unseren Folgerungen zugrunde gelegt. Wir müssen sie aufgeben, falls die Beobachtungen Tatsachen ergeben, die mit ihr in Widerspruch stehen; aber selbst dann wird sie doch den Nutzen gehabt haben, daß sie unsere Aufmerksamkeit auf diese Widersprüche hingelenkt hat.

Solche Widersprüche haben sich nun in der Tat bereits gezeigt, und sie sind so ausgesprochen, daß es im höchsten Grade überraschend ist, wie sie so lange unbemerkt bleiben konnten. Die Ehre, zuerst (1895) darauf hingewiesen zu haben, gebührt Kobold, und er war nicht mehr allzuweit davon entfernt, zu ganz ähnlichen Resultaten zu gelangen, wie sie jetzt Kapteyn gewonnen hat.

Denken wir uns eine große Anzahl von Sternen an derselben Stelle der Sphäre vereinigt, aber nicht in derselben Entfernung von der Sonne. Ist die Fundamentalhypothese erfüllt, so werden die beobachteten Eigenbewegungen dieser Sterne die Richtung nach dem Antiapex bevorzugen und im Durchschnitt symmetrisch zu dem durch die betreffende Stelle der Sphäre und den Antiapex gelegten größten Kreis angeordnet sein. Wir werden also den Antiapex finden können, wenn wir für mehrere Punkte am Himmel diese Symmetriekreise aufsuchen. Wo die Kreise sich schneiden, wird der Antiapex liegen. Schneiden sie sich nicht nahezu in einem Punkte, so ist dies ein Anzeichen dafür, daß die Fundamentalhypothese nicht erfüllt ist.

Um nun das Verhalten der Eigenbewegungen in dieser Hinsicht zu prüfen, benutzte Kapteyn mehr als 2400 Bradleysche Sterne, die über ungefähr $\frac{2}{3}$ der ganzen Himmelsfläche verstreut sind. Er teilte dieses ganze Areal in 28 gleiche Teile und reduzierte jeden Stern nach einem hier nicht zu erörternden Verfahren auf die Mitte des betreffenden Teiles, in welchem er lag. Für jeden Teil wurden dann die Eigenbewegungen der in ihm liegenden Sterne nach dem Winkel geordnet, den sie mit der Richtung nach dem Antiapex einschließen; die Lage des Antiapex wurde als

bekannt vorausgesetzt. Dabei zeigte sich dann, daß die Verteilung der Eigenbewegungen in jedem der Teile sehr bedeutend von einer zur Richtung nach dem Antiapex symmetrischen abweicht, d. h. daß die Eigenbewegungen gewisse Richtungen, die von der Richtung nach dem Antiapex abweichen, systematisch bevorzugen, und zwar weisen die meisten der 28 Areale je zwei solcher Richtungen auf, einige wenige nur eine. Stellt man diese Richtungen auf einem Himmelsglobus graphisch dar, so erkennt man, daß sie alle nach zwei Punkten hinweisen, von denen der eine 7° südlich von α Orionis, der andere einige Grade südlich von η Sagittarii liegt. Kapteyn zieht hieraus folgende Schlüsse:

»Wir haben hier ein klares Anzeichen dafür, daß wir es mit zwei Strömen von Sternen zu tun haben, parallel zu den Linien, die unser Sonnensystem mit diesen zwei Punkten verbinden.

»Daß die Methode nicht streng ist, und daß deshalb die hier gefundenen Richtungen keine große Genauigkeit beanspruchen können, kann zunächst außer Betracht gelassen werden. Aber es ist wichtig, zu bemerken, daß es nur scheinbare Richtungen sind, d. h. Richtungen der Bewegung relativ zum Sonnensystem. Wenn es wahr ist, daß zwei Bewegungsrichtungen in der stellaren Welt vorherrschen, dann müssen, wenn wir alle unsere Bewegungen auf den Schwerpunkt des Systems beziehen, diese beiden hauptsächlichsten Bewegungsrichtungen in Wirklichkeit einander diametral entgegengesetzt sein. Der Kürze wegen will ich die Punkte der Sphäre, nach welchen die Ströme von Sternen gerichtet zu sein scheinen, die »Vertices« der stellaren Bewegung nennen. Die scheinbaren Vertices wurden also vorläufig als südlich von α Orionis und von η Sagittarii gelegen befunden. Da wir mit einiger Annäherung sowohl die Geschwindigkeit der Bewegung der Sonne als auch die mittlere Geschwindigkeit der Sterne kennen, so ist es leicht, aus der scheinbaren Lage der Vertices ihre wahren Positionen abzuleiten, welche an diametral entgegengesetzten Punkten der Sphäre liegen müssen

»Das Vorhandensein von zwei hauptsächlichsten Stromlinien schließt nicht die Notwendigkeit in sich, daß die wirklichen Bewegungen der Sterne alle ausschließlich nach einem dieser beiden Vertices gerichtet sind; es besteht nur ein entschiedenes Vorwiegen dieser Richtungen.«

Nach Kapteyns bisher angestellten Untersuchungen liegen die wahren Vertices beide in der Milchstraße, in nur 2° galaktischer Breite, und zwar der eine nahe bei ξ Orionis, der andere an dem diametral entgegengesetzten Punkte des Himmels an einer Stelle, wo sich kein hellerer Stern befindet. Wahrscheinlich gehören alle Sterne ohne Ausnahme einem der beiden Ströme an.

Von großer Bedeutung für die Prüfung der Richtigkeit dieser An-

sichten sind die Beobachtungen der Radialgeschwindigkeiten der Sterne. Leider sind aber noch nicht für genügend viele Sterne die Werte der Radialgeschwindigkeit veröffentlicht, so daß diese Prüfung noch nicht definitiv vorgenommen werden kann. Das bisher zugängliche Material scheint indessen die Annahme der beiden Vertices zu unterstützen. Die von Campbell gefundene Tatsache, daß die hellen Sterne sich relativ zur Sonne verhältnismäßig langsam bewegen, dürfte sich wohl dadurch erklären, daß das Sonnensystem an ihrer Bewegung teilnimmt.

Im vorangehenden haben wir die Ansichten auseinandergesetzt, die sich mehrere Generationen tiefer Denker und scharfsinniger Beobachter über die Anordnung des sichtbaren Universums und über die Methoden zur Erforschung derselben gebildet haben. Es wird dem Leser nicht entgangen sein, daß zwischen den Ansichten der verschiedenen Forscher, und zwar auch zwischen denen der neueren, mancherlei Widersprüche bestehen. Selbst über wichtige und fundamentale Fragen auf diesem Gebiete, z. B. über das Wesen der Milchstraße, herrscht noch Unklarheit, eine Tatsache, die in anbetracht der Schwierigkeit des Problems und der Dürftigkeit des Materials, welches uns zur Lösung desselben zur Verfügung steht, nicht verwundern darf. Es kann hier nicht unsere Aufgabe sein, die verschiedenen Meinungen zu sichten und zu kritisieren, da hierzu nur diejenigen berechtigt sein können, die selbst eingehende Untersuchungen in dieser Richtung angestellt haben. Auch glauben wir dem Leser den richtigsten Begriff von dem gegenwärtigen Stande der Wissenschaft zu geben, wenn wir die verschiedenen Ansichten einfach nebeneinander stellen; denn keine von ihnen ist allgemein angenommen, und es würde vielleicht falsche Vorstellungen von dem erzeugen, was heute als feststehend betrachtet werden darf, wenn wir gewisse Anschauungen bevorzugen wollten.

Immerhin wird es von Interesse sein, die Ansichten kennen zu lernen, die sich der Verfasser der englischen Ausgabe dieses Buches, Newcomb, neuerdings auf Grund der bisherigen Forschungen gebildet hat und als einigermaßen sicher betrachtet. Er hat sie in einem allgemeinverständlichen Werke »The Stars. A Study of the Universe« (London 1902), auf welches wir hiermit verweisen, dargelegt und näher begründet. Am Ende des Buches faßt er seine Schlüsse in folgende Sätze zusammen:

1) Soweit wir aus der Abzählung der Sterne in allen Richtungen und aus dem Anblick der Milchstraße schließen können, ist unser Sonnensystem dem Mittelpunkte des Universums nahe. Daß wir uns in der galaktischen Ebene selbst befinden, scheint auf zwei Arten bewiesen werden

zu können: Erstens durch die Gleichheit der Abzählungen der Sterne auf beiden Seiten dieser Ebene bis zu ihren Polen und zweitens durch die Tatsache, daß die Zentrallinie der Milchstraße ein größter Kreis ist.

2) Die Sterne sind ihrer wirklichen Leuchtkraft nach ungeheuer verschieden. Einige sind mehrere tausend oder zehntausendmal so hell als die Sonne, andere besitzen nur ein Hundertstel oder Tausendstel der Helligkeit der letzteren. Die Sterne mit stärkerer Leuchtkraft sind im allgemeinen die heißeren, blauerer und weniger dichten.

3) Die blauesten und leuchtendsten Sterne sind hauptsächlich in der Region der Milchstraße gelegen. Es ist einiger Grund vorhanden, zu vermuten, daß, je dichter die Sterne in dieser Region angehäuft sind, sie um so größer und leuchtender sind.

4) Die Ansammlung von Sternen, welche wir das Universum nennen, ist in ihrer Ausdehnung begrenzt. Die kleinsten Sterne, die wir in den mächtigsten Fernrohren sehen, sind zumeist nicht entfernter als die helleren, sondern sind meist Sterne von geringer Leuchtkraft, die in denselben Regionen gelegen sind. Dies schließt nicht die Möglichkeit aus, daß weit außerhalb unseres Universums andere Ansammlungen von Sternen vorhanden sind, von denen wir nichts wissen.

5) Die Begrenzung unseres Universums ist wahrscheinlich etwas unbestimmt und unregelmäßig. Wenn wir uns derselben nähern, so werden die Sterne wohl allmählich immer spärlicher werden. Die Parallaxe der an der Begrenzung gelegenen Sterne ist wahrscheinlich nirgends größer als 0",001 und kann vielleicht viel kleiner sein. Die Zeit, die das Licht braucht, um die entsprechende Entfernung zu durchheilen, ist größer als dreitausend Jahre.

6) Das Universum erstreckt sich weiter in der Richtung nach der Milchstraße, als nach ihren Polen hin. Aber in jeder Richtung dehnt es sich über die Grenze aus, innerhalb deren die Eigenbewegungen der Sterne bisher bestimmt worden sind.

7) Es scheint noch nicht möglich, zu entscheiden, ob die Anhäufungen der Milchstraße an der Grenze des Universums liegen oder nicht. Die Zahl der hellen Sterne, welche sie enthalten, scheint gegen die erstere Ansicht zu sprechen, aber nicht stark, wegen der möglichen großen Leuchtkraft der galaktischen Sterne.

8) Die Gesamtzahl der Sterne ist nach Hunderten von Millionen zu zählen.

9) Außerhalb der galaktischen Region zeigen die Sterne im allgemeinen keine Tendenz, sich in Systemen oder Haufen anzusammeln, sondern sind zumeist mit einiger Annäherung an Gleichförmigkeit durch den Raum verstreut.

Kapitel III.

K o s m o g o n i e.

Der Gedanke, daß die Welt nicht von Anfang an ihre jetzige Gestaltung hatte, sondern daß es eine Zeit gab, wo sie entweder gar nicht oder als eine »formlose, nichtige« Masse existierte, war von jeher unter der Menschheit verbreitet. Das »Chaos« der Griechen, die rohen, gestaltlosen Stoffe, die keinem Gesetz unterworfen waren, aus denen die Schöpferkraft alle Dinge schuf — es entspricht in ganz auffallender Weise den Nebelmassen der neueren Astronomie.

Wollen wir die Vorstellungen der Menschen vom Ursprunge der Welten nach den Daten und Theorien ordnen, welche ihnen zugrunde liegen, so können wir sie in drei Klassen einreihen. Die erste Klasse enthält die Ideen, die sich die Menschheit vor Entdeckung des Gesetzes der Schwere bildete, und welche deshalb, so richtig sie an sich gewesen sein mögen, der wissenschaftlichen Grundlage entbehren. Die zweite Klasse umfaßt die Ansichten, die sich auf die Lehre der Gravitation stützen, aber ohne Kenntnis der modernen Theorie von der Erhaltung der Kraft, während die dritte auf diesem Prinzip fußt. Es braucht deswegen jedoch nicht angenommen zu werden, daß die Anschauungen der letztgenannten Klasse denen der anderen widerstreiten. Kant und Laplace gründeten ihre Nebularhypothese bloß auf die Gravitationstheorie, da zu ihrer Zeit der Grundsatz von der Erhaltung der Kraft ganz unbekannt war; sie war deshalb, so wie sie ihren Köpfen entsprang, unvollständig, aber nicht notwendigerweise irrig in ihren Grundlagen.

Eine Betrachtung der Ideen der Alten über den Ursprung der Welt gehört eher in das Gebiet der Philosophie als in das der Astronomie, da sie natürlich rein spekulativer Art waren und mehr den Gedankengang der Gemüter, in welchen sie wurzelten, widerspiegelten, als daß sie irgend ein bestimmtes System darstellten, die Triebkräfte der Natur zu erforschen. Die Vorstellung der Inder vom Gotte Brahma, der durch Jahrtausende in tiefem Sinnen brütend auf einem Lotosblatte sitzt und dann ein goldenes Ei von der Größe des Universums zutage fördert, aus welchem sich das letztere allmählich herausentwickelt, weist nicht eine Spur selbst von rohester Beobachtung auf, sondern ist lediglich ein Ausfluß der phantastischen Neigungen des Hindugemütes. Die jüdische Kosmogonie ist der Ausdruck der monotheistischen Ansichten dieses Volkes und der Identität ihres obersten Gottes mit dem Schöpfer Himmels und der Erde. Hipparch und Ptolemäus dagegen bewiesen die wissenschaftliche Richtung ihres Geistes dadurch, daß sie sich darauf beschränkten,

*T. Albr
(Zust.) Rimp.*

das Universum zu untersuchen, wie es ist, ohne vergebliche Versuche zu machen, seinen Ursprung zu ergründen.

Obgleich die Systeme, welche wir erwähnten, im wesentlichen unwissenschaftlich sind, so brauchen wir doch nicht anzunehmen, daß sie in ihren Resultaten sämtlich irrig sind, oder daß sie ausschließlich alten Zeiten angehören. Die Ansichten Swedenborgs z. B., obgleich zu dieser Klasse gehörig, stimmen in mancher Hinsicht merkwürdig überein mit neueren Ansichten hinsichtlich der tatsächlichen Veränderungen, welche während der Bildung der Planeten eintraten, und so finden sich auch in den kosmogonischen Hypothesen eines Cartesius, Leibniz, Whiston, Buffon, Franklin u. a. hier und da wohl Bemerkungen und Ideen, welche ein Körnchen Wahrheit enthalten und darum Beachtung verdienen mögen; aber im großen und ganzen sind die Hypothesen auch dieser Männer weit mehr als die Ausgeburt phantasiereicher Kombinationen und Spekulationen, denn als Ergebnis exakter Beobachtungen und konsequenter Untersuchungen zu betrachten. Ein großer Teil dessen, was jetzt über dieses Thema geschrieben wird, muß ebenfalls zu dieser Klasse gerechnet werden. Die Kosmogonie ist nämlich von jeher der Tummelplatz ausschweifendster Spekulationen solcher Menschen gewesen, die zwar phantasiebegabt sind, denen aber die mathematische und physikalische Bildung gänzlich mangelt, und die aus diesem Grunde nicht beurteilen können, ob ihre Ideen mit den Gesetzen der Mechanik und den Beobachtungstatsachen übereinstimmen. Alle Hypothesen dieser Art wollen wir also übergehen, gleichviel, wann oder von wem sie ausgegangen sind, dagegen in geschichtlicher Reihenfolge die Arbeiten derer betrachten, die wirklich dazu beigetragen haben, die Gesetze der Entwicklung der Welt auf wissenschaftlicher Grundlage zu erforschen.

1. Die Nebularhypothese.

Kantsche Hypothese. Vom rein wissenschaftlichen Standpunkte aus hat Kant wohl das erste Anrecht darauf, als Urheber der Nebularhypothese betrachtet zu werden, da er seine Untersuchungen auf die wirklichen Verhältnisse im Sonnensystem und auf die Newtonsche Theorie der gegenseitigen Anziehung aller Materie gründete. Seine Schlüsse sind kurz die folgenden: Bei der Untersuchung des Sonnensystems drängen sich zwei bemerkenswerte Eigentümlichkeiten unserer Betrachtung auf. Die eine ist, daß sechs Planeten und neun Satelliten (so viele waren damals bekannt) sich in Kreisen um die Sonne bewegen, nicht allein in derselben Richtung, wie sich die Sonne selbst um ihre Achse dreht, sondern auch nahezu in der gleichen Ebene. Dieser Grundzug in der Bewegung so vieler Körper kann, nach aller vernünftigen Beurteilung, kein rein zufälliger

sein; wir müssen vielmehr glauben, daß er einer bestimmten Ursache zuzuschreiben sei, die anfänglich auf alle Planeten einwirkte.

2) Eine andere Eigentümlichkeit ist, daß wir die Räume, in denen die Planeten kreisen, leer oder so gut als leer finden; denn wenn auch irgend welche Materie in ihnen enthalten sein sollte, so ist diese doch jedenfalls so dünn und fein, daß sie keinen Einfluß auf die Bewegungen der Planeten ausübt. Es besteht also heute zwischen ihnen keine stoffliche Verbindung irgend welcher Art, durch welche sie in ihre gemeinsame Bewegungsrichtung gezwungen worden sein könnten. Wie können wir nun diese Gleichartigkeit der Bewegung mit dem Fehlen jeder materiellen Verbindung in Einklang bringen? Die natürlichste Erklärung ist, anzunehmen, daß früher einmal eine solche Verbindung existierte, welche die von uns beobachtete Gleichsinnigkeit der Bewegung hervorbrachte, daß die Bestandteile der Planeten ehemals den ganzen zwischen ihnen liegenden Raum ausfüllten. »Ich nehme an«, sagt Kant, »daß alle Materien, daraus die Kugeln, die zu unserer Sonnenwelt gehören, alle Planeten und Kometen bestehen, im Anfange aller Dinge in ihren elementarischen Grundstoff aufgelöst, den ganzen Raum des Weltgebäudes erfüllt haben, darin jetzt diese gebildeten Körper herumlaufen.« Es waren keine festen Gestaltungen in diesem Chaos, da die Bildung der einzelnen Körper durch die gegenseitige Anziehung der Teilchen der Masse erst später erfolgte. »Allein die Verschiedenheit in den Gattungen der Elemente trägt zu der Regung der Natur und zur Bildung des Chaos das vornehmste bei, als wodurch die Ruhe, die bei einer allgemeinen Gleichheit unter den zerstreuten Elementen herrschen würde, gehoben und das Chaos in den Punkten der stärker anziehenden Partikeln sich zu bilden anfängt.« Es entstehen so um den stärksten anziehenden Körper, die zukünftige Sonne, Massenansammlungen, indem sich Teilchen aus allen Richtungen her nach ihm bewegen. Diese Teilchen, welche eigentlich geradlinige, auf den sich bildenden Zentralkörper hinziehende Bahnen beschreiben müßten, werden aber nach Kant zum Teil durch die Elastizität der dazwischenliegenden Materie, zum Teil durch Zusammenstöße mit anderen Teilchen von ihrem geradlinigen Wege abgelenkt und beschreiben nun in allen möglichen Richtungen Kurven um den Zentralkörper, soweit sie nicht in ihm stürzen und hierdurch eine Rotation desselben erzeugen. Zwischen den in allen Richtungen und Bahnlagen sich um die Sonne bewegenden Teilchen werden aber solange Zusammenstöße stattfinden und Teilchen sich vereinigen, bis schließlich nur einige wenige, größere Körper, die Planeten, übrig sind, die nun in ein und derselben Richtung und in nahezu derselben Ebene die Sonne umkreisen. Die Planeten erhalten dann auf die gleiche Weise, wie oben die Sonne, eine Achsenrotation

Erklärung

und auch die Bildung ihrer Monde geht so vor sich, wie die Bildung der Planeten.

Schreibhilf.

Prüfen wir das Resultat dieser nur in groben Grundzügen hier wiedergegebenen Hypothese nach dem heutigen Stande der Wissenschaft, so sehen wir leicht, daß alle so geformten Körper gegen einen gemeinsamen Mittelpunkt gezogen werden würden, und daß wir dann nicht, wie im Sonnensystem, eine Anzahl von Körpern hätten, sondern eine einzige, aus der Vereinigung aller gebildete Sonne. Denn bei dem Versuch, zu zeigen, wie die kleineren Massen dazu kamen, sich um die größeren in kreisrunden Bahnen zu bewegen, erweist sich Kants Schlußweise als ungenügend. Er scheint zu denken, daß die Rotationsbewegung indirekt durch die repulsiven oder elastischen Kräfte erzeugt werden könne, welche unter den dünneren Massen der sich verdichtenden Materie tätig seien, und welche eine wirbelnde Bewegung verursachen müssen. Die Gesetze der Mechanik lehren aber, daß die Summe der Rotationsbewegung in einem System nie durch die wechselseitige Einwirkung seiner einzelnen Teile vergrößert oder verringert werden kann, so daß also die gegenwärtigen Rotationsbewegungen der Sonne und der Planeten äquivalent denen sein müssen, welche sie von Anfang an hatten. Abgesehen von diesem fundamentalen Fehler enthält die Theorie Kants so zahlreiche einzelne Unrichtigkeiten und Schwierigkeiten, daß sie keinen tatsächlichen Wert mehr besitzt. Wir wollen daher auch nicht näheres Detail über dieselbe bringen, sondern nur noch darauf hinweisen, daß sie völlig von der Laplaceschen verschieden ist. Nur die Entstehung der Saturnsringe nach Kant bietet Ähnlichkeiten mit der Nebularhypothese von Laplace, aber gerade dieses Kapitel steht bei Kant in keinem engeren Zusammenhang mit seiner eigentlichen Kosmogonie. In neuerer Zeit haben verschiedene Verfasser von kosmogonischen Theorien wieder auf einzelne Gedanken von Kant zurückgegriffen, u. a. auch Lockyer in seiner »Meteoric Hypothesis«.

1. Meteorische Bewegung.

Vollziehung:
Lebenszeit der Nebelflecke

Herschels Hypothese. Es ist merkwürdig, daß der Gedanke der allmählichen Umwandlung der Nebelflecke in Sterne sich Herschel nicht durch die Verhältnisse des Sonnensystems aufgedrängt zu haben scheint, sondern durch die Beobachtung der Nebelflecke selbst. Viele dieser Körper schienen ihm aus ungeheuren Massen phosphoreszierenden Dampfes oder Dunstes zusammengesetzt zu sein, und er vermutete, daß sich diese Massen allmählich verdichten müßten, jede um ihren eigenen Mittelpunkt, beziehungsweise um ihre dichtesten Teile, bis sie endlich in einen Stern oder einen Sternhaufen verwandelt wären. Bei der Klassifizierung der zahlreichen Nebelflecke, die er entdeckte, glaubte er jede Phase dieses Prozesses vor Augen zu haben. Da waren die großen

schwachen, verschwommenen Nebelflecke, worin der Verdichtungsprozeß kaum begonnen hatte; ferner die kleineren, helleren, welche sich so weit verdichtet hatten, daß ihre inneren Teile schon anfangen, Sterne zu bilden; wieder andere, welche schon Sterne aufwiesen, und endlich Sternhaufen, bei denen die Verdichtung schon vollständig erfolgt war. Wie Laplace bemerkte, verfolgte Herschel die Verdichtung der Nebelflecke etwa in derselben Weise, wie wir in einem Walde das Wachstum der Bäume an den verschiedenartigen Stämmen studieren können, die der Wald gleichzeitig birgt. Die Spektralanalyse ist bis jetzt nicht in der Lage, uns eine Bestätigung der Ansichten von Herschel, die auf dem rein äußerlichen Aussehen der Nebel beruhen, zu geben, da die Deutung der Nebelspektren vorläufig noch nicht gelungen ist. Bisher ist auch ein Übergang von dem Spektrum eines Nebels zu dem eines wirklichen Sterns nicht gefunden worden, und man kann daher nicht sagen, ob die Nebelmaterie das Baumaterial für zukünftige Welten ist.

Laplaces Ansichten über die Nebulartheorie. Laplace kam zu seiner Nebularhypothese durch ähnliche Betrachtungen, wie sie Kant vierzig Jahre früher ausgesprochen hatte, und zwar wurde er wohl ebenso wie dieser durch Buffons Histoire Naturelle dazu veranlaßt. Die merkwürdige Übereinstimmung der Planeten-Rotationen und -Revolutionen, die geringen Neigungen und Exzentrizitäten der Planetenbahnen konnten nicht das Ergebnis des bloßen Zufalls sein, und so suchte er nach ihrer wahrscheinlichen Ursache. Nach seinem Dafürhalten konnte diese nichts anderes sein, als die rotierende, glühende Sonnenatmosphäre, die einmal den ganzen Raum ausfüllte, den die Planeten jetzt innehaben. Laplace beginnt nicht, wie Kant, mit dem Chaos, aus welchem sich durch das Spiel anziehender und abstoßender Kräfte langsam eine Ordnung herausbildete, sondern mit der Sonne, die von dieser ungeheuren feurigen Atmosphäre umgeben gewesen sei, und welche einem entfernten Beobachter denselben Anblick geboten habe, den uns jetzt viele regelmäßige Nebelflecke mit zentraler Verdichtung zeigen. Da er aus der Mechanik wußte, daß die Summe aller Rotationsbewegungen, welche das Planetensystem jetzt aufweist, von Anfang an vorhanden gewesen sein muß, nahm er an, daß die ausgedehnte neblige Masse, die die Sonne und ihre Atmosphäre bildete, eine langsame Achsenbewegung gehabt habe. Die glühende Masse kühlte sich durch Ausstrahlung in den Weltraum langsam ab und verdichtete sich während dieses Prozesses allmählich. Je mehr sie zusammenschrumpfte, desto mehr mußte nach einem Fundamentalsatze der Mechanik die Geschwindigkeit ihrer Rotation zunehmen, so daß eine Zeit kam, wo an der äußeren Grenze der Masse die durch die Rotation hervorgerufene Zentrifugalkraft der vom Mittelpunkte ausgehenden

Anziehungskraft das Gleichgewicht hielt. Dann lösten sich diese äußeren Teile ab, kreisten aber weiter um die Hauptmasse herum, zerstreuten sich auf ihrer Bahn und bildeten einen Kreisring, ähnlich wie wir dies bei der Entstehung eines Meteorringes sahen. Die gegenseitige Reibung der Teilchen eines jeden Ringes hat nun die Bewegung der einen beschleunigt, der anderen verzögert, bis sie schließlich alle dieselbe Winkelgeschwindigkeit hatten, der Ring also wie ein fester zusammenhängender Körper rotierte. Inzwischen hat sich der Zentralkörper weiter verdichtet, so daß abermals die Zentrifugalkraft an der äußeren Schicht mit der Schwerkraft ins Gleichgewicht kam und der oben geschilderte Prozeß sich zum zweiten Male wiederholte, usw. So war die Sonne endlich, anstatt von einer alles füllenden Atmosphäre, von einer Reihe konzentrischer und rotierender glühender Gas- oder Dampfringe umgeben.

Plan.

Was wurde nun aus diesen Ringen? Bei der Abkühlung kondensierten sich die dichteren Teile zuerst, und der Ring bestand dann aus einer teils festen, teils dampfartigen Masse, wobei die feste Masse auf Kosten der anderen beständig an Quantität gewann. Wäre der Ring vollkommen gleichförmig, so würde der Verdichtungsprozeß in gleicher Weise an seinem ganzen Umfange stattfinden, und der Ring würde entweder als wirklich fester Ring fortbestehen bleiben, oder er würde in eine Gruppe von Planeten zerfallen, ähnlich wie die zwischen Mars und Jupiter. Es ist jedoch zu erwarten, daß im allgemeinen einzelne Teile dichter sind, als die anderen, so daß der Ring nach und nach in einige größere Teile zerfällt, welche fortfahren, sich um die Sonne zu bewegen. Ist einer dieser Teile aber so groß, daß er durch seine Anziehung nach und nach die anderen Teile mit sich vereinigt, so bleibt schließlich ein Planet übrig, der aus einem ziemlich dichten Kern und einer ungeheuren Atmosphäre glühenden Dampfes besteht. Die Rotation dieses Körpers muß in gleichem Sinne wie die Umdrehung des Ringes erfolgen, da der Ring wie ein kompakter Körper rotierte, also die äußeren Teile in schnellerer Bewegung waren als die inneren. Der von seiner glühenden Atmosphäre umgebene Planet wird deshalb rotieren und im kleinen ein Abbild der von ihrer Atmosphäre umgebenen Sonne darstellen, von welcher unsere Betrachtung ausging. In gleicher Weise, wie die Sonnenatmosphäre sich nach und nach in Ringe verwandelte und diese Ringe sich allmählich zu Planeten verdichteten, werden auch die Planetenatmosphären bei genügender Ausdehnung Ringe und diese Ringe wiederum Satelliten bilden. Bei dem Planeten Saturn war indessen einer der Ringe so gleichmäßig beschaffen, daß sich seine Teile ohne Trennung kondensieren konnten, und auf diese Weise sind die Saturnsringe entstanden.

Mars.

Jupiter, nach Bessel.
Jupiter, nach Laplace.

Da es unter den Bestandteilen der Sonnenatmosphäre auch so dünne

und flüchtige Stoffe gibt, daß sie sich nicht zu einem Ringe oder zu einem Planeten vereinigen können, so müssen sie fort und fort um die Sonne kreisen und eine ähnliche Erscheinung wie die des Zodiakallichtes hervorrufen. Der Bewegung der Planeten setzen sie keinen merkbaren Widerstand entgegen, nicht allein wegen ihrer außerordentlichen Feinheit, sondern auch weil ihre Bewegungsrichtung ganz dieselbe ist.

Die Kometen hielt Laplace für kleine, von Sonnensystem zu Sonnensystem irrende Nebel, welche sich durch Kondensation der im Weltenraume ausgebreiteten nebligen Materie bilden. Kommen sie von irgend welcher Seite in die Attraktionssphäre der Sonne, so zwingt sie diese in elliptische oder hyperbolische Bahnen von allen möglichen Neigungen und Exzentrizitäten.

Dies ist in ihren Grundzügen die berühmte Nebularhypothese von Laplace, die in der Tat in großen Zügen eine Erklärung für folgende beobachtete Erscheinungen gibt:

- 1) Bewegung aller Planeten in nahezu derselben Ebene;
- 2) geringe Exzentrizität der Bahnen;
- 3) gleicher Sinn der Bewegungsrichtung für alle Revolutionen und Rotationen im Sonnensystem.

Einwürfe gegen die Laplacesche Theorie. Obwohl die Laplacesche Form der Nebularhypothese die mechanischen Eigentümlichkeiten des Sonnensystems gut zu erklären scheint, hat sich doch gezeigt, daß sie in gewissen Teilen sowohl mit den Gesetzen der Mechanik, als auch mit einzelnen beobachteten Tatsachen in Widerspruch steht. Es sind deshalb von Gelehrten wie Faye, Roche, Darwin u. a. Verbesserungen oder Erweiterungen der Hypothese angegeben worden, durch welche jene Widersprüche zum Teil aufgehoben werden. Wenn es nun hier auch zu weit führen würde, diese Versuche einzeln und in der für ihre Begründung notwendigen Ausführlichkeit darzustellen, so soll doch wenigstens auf dieselben aufmerksam gemacht werden.

Einer der schwierigsten Punkte der ganzen Hypothese ist die Abtrennung der Materie vom rotierenden, ursprünglichen Nebelball und die Entstehung der Planeten aus dieser abgetrennten Materie. In der Art, wie Laplace sich diesen Vorgang dachte, ist er nicht möglich; die einzelnen, abgetrennten Teilchen mußten sich nämlich auf jeden Fall nach den Keplerschen Gesetzen um die übrigbleibende rotierende Nebelmasse bewegen. Es ist aber mechanisch ganz undenkbar, daß sich aus einem solchen Schwarme eine kohärente Masse, der Laplacesche kompakte Ring, bilden sollte. Auch der einzige, der Beobachtung zugängliche Fall eines derartigen Gebildes, der Saturnsring, spricht dagegen, da die einzelnen Partikeln desselben, wie wir S. 403 sahen, sich nach den Keplerschen

Gesetzen um den Saturn bewegen und der Ring kein kompaktes Gebilde ist. Nun könnte man aber annehmen, daß sich aus dieser ringförmigen Ansammlung von Partikeln die Planeten gebildet hätten, aber einerseits ist die Bildung eines Körpers aus einem solchen Schwarm mechanisch nicht möglich, wie kürzlich Stockwell gezeigt hat; andererseits müßten, selbst wenn sie möglich wäre, die so entstandenen Planeten eine rückläufige Rotation haben, da nach den Keplerschen Gesetzen die Teilchen der Innenseite des Ringes eine größere lineare Geschwindigkeit haben, als die der Außenseite.

2. Eine weitere Einwendung gegen diesen Teil der Kosmogonie hat Newcomb gemacht. Gemäß der Laplaceschen Theorie nimmt man an, daß sich die äußeren Planeten zuerst gebildet haben. Als nämlich die Zentrifugal- und die Zentripetalkraft sich an der äußeren Grenze der rotierenden Masse das Gleichgewicht hielten, trennten sich nach Laplace die äußeren Teile von den übrigen, welche fortfuhren, gegen die Mitte zu gravitieren. Wären die Planetenringe in der Tat so entstanden, so müßte sich nach Ablösung jedes Ringes die Atmosphäre beinahe um die Hälfte ihres Durchmessers verringert haben, ehe sich ein neuer bilden konnte; denn wir wissen, daß jeder folgende Planet im allgemeinen nahezu doppelt so weit von der Sonne entfernt ist als der nächstinnere. Weil jedoch zwischen Dampfteilen keine Kohäsion besteht, wäre eine solche Ablösung ungeheurer Massen von den äußeren Schichten der rotierenden Masse unmöglich. In dem Augenblick, wo die Kräfte sich gegenseitig aufheben, würden vielmehr die äußeren Teile der Masse in der Tat aufhören, gegen die Sonne zu gravitieren und sich teilweise von den angrenzenden Teilen absondern; dann würden sich diese ablösen usw. Die Lostrennung von Materie von den äußeren Schichten wäre also eine fortwährende, und statt einer Anzahl getrennter Ringe würde eine flache, aus unzähligen zusammenhängenden Ringen bestehende Scheibe entstanden sein.

Jedenfalls ist bis jetzt keine befriedigende Lösung dieser Schwierigkeiten gefunden worden, und es ist auch vorläufig keine Aussicht dazu vorhanden. Die Beantwortung der Frage nämlich, welche Gestalt eine homogene, rotierende flüssige Masse kurz vor oder in dem Momente der Teilung annehmen kann oder wird, erfordert bereits einen außerordentlichen mathematischen Apparat, und erst in letzter Zeit ist durch die großartigen Arbeiten von Poincaré und G. H. Darwin eine gewisse Aufklärung über dieses Problem erlangt worden. Nach diesen Untersuchungen ist es nämlich möglich, daß die rotierende Masse auch birnförmig werden kann. Bei weiterem Fortschreiten des Prozesses entsteht dann eine etwa sanduhrartige Form, und schließlich wird der Hals dieser Sanduhr immer dünner, bis er reißt und der ursprüngliche Körper sich in zwei Teile teilt.

Diese Resultate gelten nur für eine homogene rotierende Masse, wie sie der ursprüngliche Gasball des Sonnensystems sicher niemals gewesen ist. Es ist aber kaum wahrscheinlich, daß dieser relativ einfache Fall auch nur als Annäherung an den anderen, bisher der mathematischen Behandlung ganz unzugänglichen gelten kann.

Aber auch einige Beobachtungstatsachen befinden sich mit der Laplaceschen Hypothese im Widerspruch. Hier sind in erster Linie die Rückläufigkeit und die starken Bahnneigungen der Monde des Uranus und des Neptun zu nennen, abnormale Fälle, welche bis zum heutigen Tage mittels dieser Kosmogonie ihre Erklärung nicht gefunden haben. Andere Tatsachen aber, wie die, daß der innere Marstrabant eine kürzere Umlaufzeit hat, als die Rotationszeit des Mars selbst beträgt, ferner, daß der Erdmond eine viel größere Distanz von der Erde hat, als es die Laplacesche Hypothese verlangt, haben zu einer wertvollen Vervollkommnung der Kosmogonie durch G. H. Darwin geführt. Derselbe hat nämlich die Einwirkung von Ebbe und Flut auf die Himmelskörper untersucht und gefunden, daß unter gewissen Bedingungen sowohl die Rotationszeit der Planeten, als auch die Umlaufzeit der Trabanten durch dieses Phänomen wesentlich beeinflusst werden kann. So gibt Darwin an, daß die Reibung der durch die Sonne auf dem Mars erzeugten Fluten die Rotation desselben so verzögert hat, daß sie langsamer als die Revolution des Phobos wurde. Der andere oben erwähnte Fall ist weit komplizierter, da außer den Sonnenfluten auch die durch den im Verhältnis zur Erde ziemlich großen Mond erzeugten Mondfluten wesentlich in Betracht kommen. Darwin hat nun die durch Flutreibung veranlaßten Veränderungen der Mondbewegung und der Erdrotation von der Gegenwart sowohl nach vorwärts, als auch nach rückwärts verfolgt und ist zu dem Ergebnis gekommen, daß der Mond einst der Erde so nahe gewesen sein muß, daß er sie beinahe berührte und beide wie ein einziger fester Körper in ungefähr 3 bis 5 Stunden umeinander kreisten*). —

Man kann sagen, daß Kant und Laplace auf deduktivem Wege zur Nebularhypothese gekommen sind, indem sie zu zeigen suchten, daß die Bildungen, die das Sonnensystem aufweist, sich erklären ließen, wenn man annähme, der Raum, den dasselbe jetzt inne hat, sei einst von einer glühenden gas- oder dampfförmigen Masse erfüllt gewesen, aus welcher sich die Planeten gebildet haben. Wir müssen jetzt darlegen, wie unsere moderne Wissenschaft ein zum mindesten sehr ähnliches Resultat auf

*) Wir konnten hier nur ganz kurz die Resultate dieser schönen Arbeiten Darwins erwähnen und verweisen den, der sich näher dafür interessiert, auf das Buch dieses Gelehrten: Ebbe und Flut. Leipzig, 1902.

3. Karte
Lafayette
& Mars.

Mars
von Darwin
Jahre & d. d.

mehr induktivem Wege erzielt, indem sie aus Ereignissen und Wirkungen, die vor unseren Augen vor sich gehen, auf deren Ursachen zurückschließt.

2. Fortschreitende Veränderungen in unserem System.

Während des kurzen Zeitraumes, innerhalb dessen genaue Beobachtungen existieren, konnte, abgesehen von der Ortsveränderung, keine wirkliche und dauernde Veränderung in unserem System bemerkt werden. Erde, Sonne und Planeten zeigen dieselbe Größe und dasselbe Aussehen jetzt wie früher. Nicht der geringste dauernde Unterschied kann in dem Wärmebetrag entdeckt werden, welchen die Erde von der Sonne empfängt, noch auch in der durchschnittlichen Anzahl und dem Umfange der Flecke auf der Oberfläche der letzteren. Und doch haben wir allen Grund, zu glauben, daß diese Dinge sich alle verändern, und daß eine Zeit kommen wird, wo Gestalt und Zustand des Universums ganz andere sind als gegenwärtig. Wie man eine Veränderung wahrscheinlich machen kann, wo eine solche unmittelbar nicht wahrzunehmen ist, mag ein einfaches Beispiel erläutern.

Analogon

Denken wir uns, ein Mensch komme in ein scheinbar verlassenes Gebäude und sähe ein gehendes Uhrwerk. Wenn er keinen Begriff von Mechanik hat, wird er nicht einsehen, warum es nicht durch unendliche Zeiträume hindurch in Gang gewesen sein sollte, und warum das Pendel nicht fortzuschwingen und die Zeiger ihren Umlauf fortsetzen sollten, so lange das Werk bestehen wird. Er sieht eine kontinuierliche Kette von Bewegungen und kann nicht begreifen, warum sie nicht gewesen sein sollten, seit die Uhr aufgestellt ist, und fortdauern, bis sie zugrunde geht. Aber lassen wir ihn sich in den Gesetzen der Mechanik unterrichten und die Kräfte erforschen, welche die Zeiger und das Pendel in Bewegung erhalten. Er wird dann erkennen, daß diese Bewegung dem Pendel durch eine Anzahl von Rädern mitgeteilt wird, deren jedes sich vielmal langsamer als das andere dreht, und daß das erste Rad durch ein Gewicht getrieben wird. Er wird in dem auf das Pendel unmittelbar wirkenden Rade und vielleicht in dem nächstfolgenden eine langsame Bewegung wahrnehmen, während er in der kurzen Zeit seiner Untersuchung keine Bewegung in den andern gewahrt. Sieht er jedoch, wie die Räder ineinander greifen, so weiß er, daß sie sich alle bewegen müssen, und verfolgt er die Bewegung bis zum ersten Rade zurück, so sieht er, daß es, obschon anscheinend in Ruhe, durch ein allmähliches Sinken des Gewichtes in Bewegung gebracht werden muß. Er kann dann mit völliger Gewißheit sagen: »Ich sehe nicht, daß das Gewicht sich bewegt, aber ich weiß, es muß allmählich zu Boden sinken, da ich ein System sich bewegender Maschinenteile vor mir habe, deren Tätigkeit notwendig ein

langsameres Sinken des Gewichtes bedingt. Wenn ich die Zahl der Zähne eines jeden Rades kenne, weiß ich, um wieviel es jeden Tag fallen muß, und kann berechnen, wann es abgelaufen sein wird. Dann muß das Uhrwerk still stehen, da es das Sinken des Gewichtes ist, welches das Pendel in Bewegung erhält. Ebenso kann ich zurückberechnen, wann es am Anfange seines Weges stand. Ich weiß also, daß das Gewicht von oben nach unten einen gewissen Weg macht; daß irgend eine Kraft es aufgezogen und das Werk dadurch in Gang gesetzt hat, und daß, wenn nicht dieselbe Kraft wieder eintritt, das Gewicht in einer bestimmten Anzahl von Tagen den Boden erreichen und die Uhr dann stehen bleiben muß.«

Die diesem Beispiel entsprechende fortschreitende Veränderung im Sonnen- und Sternsystem besteht in einer beständigen Umwandlung von Bewegung in Wärme und in einem beständigen Verlust dieser Wärme durch Ausstrahlung in den Weltenraum. Wie Lord Kelvin es ausdrückt, geht in der Natur eine beständige »Zerstreuung der Energie« vor sich. Wir wissen alle, daß die Sonne Wärme in den Raum ausstrahlt, und daß ein äußerst geringer Teil davon die Erde trifft und Leben und Bewegung auf ihr hervorruft. Diese empfangene Sonnenwärme strahlt die Erde zum Teil selbst wieder in den Raum aus, nachdem erstere ihre Bestimmung erfüllt hat. Der Teil der Sonnenwärme, welchen die Erde empfängt, steht, da unser Zentralkörper nach allen Richtungen hin gleichmäßig ausstrahlt, zur ganzen ausgestrahlten Wärmemenge offenbar in demselben Verhältnis, wie die scheinbare Oberfläche der Erde, von der Sonne gesehen, zu der ganzen Himmeloberfläche, und er berechnet sich danach auf 1 zu 2170 000 000. Ebenso wie die Sonne, strahlen auch die Sterne Wärme aus. Man hat die von ihnen kommende Wärme in dem Brennpunkte großer Teleskope konzentriert und durch besonders empfindliche Apparate meßbar zu machen gewußt, und man hat danach allen Grund, zu glauben, daß Sternwärme und Sternlicht sich ähnlich zueinander verhalten, wie Sonnenwärme und Sonnenlicht. Wenn Sterne leuchten, müssen sie auch Wärme aussenden, und da, wie wir wissen, ihre Leuchtkraft im allgemeinen eine größere als die der Sonne ist, so ist anzunehmen, daß sie durchschnittlich auch mehr Wärme ausstrahlen.

Lange Zeit war es unbekannt, daß dieses Ausstrahlen die Verzeherung oder Ausgabe eines gewissen Etwas, dessen Vorrat beschränkt ist, mit sich bringt, und man wußte nicht anders, als daß es ohne Nachlassen der Kraft seitens der Sonne und der Sterne für immer fort dauere. Jetzt weiß man aber, daß Wärme nur eine Form der Bewegung kleinster Teilchen ist, die dabei eine Arbeit leisten, und daß sie, wie jede Arbeitsleistung, nur auf Kosten oder durch Ausgabe von Kraft erzeugt und erhalten werden kann, und man weiß ebenso, daß der im sichtbaren Uni-

1:2170 Mill.

versum vorhandene Kraftvorrat ein endlicher und beschränkter ist. Einer der bestbegründeten Sätze der neueren Naturwissenschaft ist der, daß Kraft ebensowenig wie Materie aus Nichts entstehen kann; wäre es so, dann hätten wir ein ebenso vollkommenes Wunder, als wenn eine Erde vor unseren Augen aus Nichts erschaffen würde. Die Ausstrahlung der Sonne kann demnach nicht immer so fortgehen, oder aber, die durch die Erzeugung von Wärme verbrauchte Kraft der Sonne müßte ihr in irgend einer Form wieder ersetzt werden. Daß sie ihr jetzt nicht oder nur sehr unvollständig zurückgegeben wird, können wir als gewiß betrachten. Für die ungehinderte Strahlung können wir keine andere als eine geradlinige Fortpflanzung vom strahlenden Mittelpunkte aus annehmen. Kehrete die ausgestrahlte Wärme aus dem Raume wieder zur Sonne zurück, so müßte es aus allen Richtungen zum Mittelpunkte geschehen; die Erde würde dann ebenso viel von der herzuströmenden wie von der zurückströmenden Wärme auffangen, d. h. wir würden bei Nacht vom Firmament ebenso viel Wärme erhalten, wie bei Tage von der Sonne. Das ist bekanntlich nicht der Fall; man hat in der Tat nicht die geringsten Anzeichen irgend einer Wärme, die uns aus dem Raume zukäme, ausgenommen der äußerst geringen, welche wir von den Sternen empfangen.

Da also die Sonnenwärme nicht zur Sonne zurückkehrt, müssen wir untersuchen, was aus ihr wird, und ob nicht zu gleicher Zeit ein Ersatz stattfindet, wodurch die Sonne alle verlorene Wärme zurückerhält. Verfolgen wir die in den Weltraum ausgestrahlte Wärme, so können wir drei Hypothesen über ihr Schicksal aufstellen:

1. Sie kann ganz und gar vernichtet werden, wie man dies früher vielfach angenommen hat. *Nein.*
2. Sie kann ihren Weg weiter durch den Raum und für ewig fortsetzen. *Ja.*
3. Sie kann durch irgend eine Kraft, von der wir keine Ahnung haben, zuletzt gesammelt und an die Quellen, aus denen sie entsprang, zurückgegeben werden. *Nein.*

ad 1. Die erste dieser Hypothesen kann der naturwissenschaftliche Denker der Gegenwart nur für gänzlich unwissenschaftlich halten. Für uns ist die Lehre, daß die Kraft nicht vernichtet werden könne, gleichbedeutend mit der, daß sie nicht geschaffen werden könne, und die induktiven Schlußfolgerungen, auf denen die letztere beruht, sind beinahe ebenso unantastbar wie die, nach welchen wir folgern, daß die Materie nicht geschaffen werden könne. Gleichzeitig mag freilich hervorgehoben werden, daß alle derartigen Lehren hinsichtlich der Unschaffbarkeit und Unzerstörbarkeit von Materie und Kraft nicht anders als durch Herleitung aus Versuchen begründet werden können, und daß die absolute

Wahrheit einer Doktrin wie diese auf solchem induktiven Wege nicht zu beweisen ist. Besonders mag dies in bezug auf die Kraft gelten. Die genauesten Messungen über Kraftwirkung oder Kraft, die wir machen können, zeigen, daß sie weder durch Übertragung, noch durch Umwandlung eine merkliche Abnahme erleidet. Dies allein beweist aber nicht, daß sie auf einem Wege, der Hunderttausende oder Millionen von Jahren in Anspruch nehmen kann, keinem Verluste unterworfen sei. Zwischen Kraft und Materie besteht auch der wesentliche Unterschied, daß die letztere als aus einzelnen Teilen, Atomen, bestehend gedacht wird, welche ihre Identität bei allen Veränderungen der Form, denen sie unterliegen, beibehalten, während die Kraft etwas ist, bei dem wir nicht an eine solche Identität denken. So kann ich, wenn ich einen Wassertropfen in meiner Hand verdunsten lasse, im Geiste jedes Atom des Wasserstoffes und Sauerstoffes des Tropfens verfolgen auf seiner Reise durch die Luft in die Wolken und in einem Regentropfen wieder zur Erde zurück, so daß ich, wenn ich nur die Mittel hätte, diesen Vorgang wirklich zu beobachten, sagen könnte: diese Schale enthält eins, zwei oder zwanzig Atome, und zwar dieselben, die vor einer Woche oder einem Monat aus meiner Hand verdunsteten. Auf diese Vorstellung von der selbständigen Identität der kleinsten Teile der Materie gründet sich unsere Ansicht von der Unzerstörbarkeit der Materie, da Materie nicht zerstört werden kann ohne Zerstörung individueller Atome und jede Ursache, welche ein einzelnes Atom zerstörte, ebenso die Zerstörung aller das Universum bildenden Atome zur Folge haben könnte.

Mit der Kraft dagegen verhält es sich anders. Heben wir ein Gewicht, so wird ein gewisses Quantum Wärme ausgegeben; hier ist Wärme verschwunden und ersetzt durch eine bloße Veränderung der Lage, also durch etwas, das nicht als identisch mit ihr aufgefaßt werden kann. Lassen wir das Gewicht fallen, so erzeugt sich dasselbe Quantum Wärme wieder, das beim Heben verbraucht wurde; aber obwohl gleich an Quantität, kann diese Wärme doch nicht als mit der anderen in gleicher Weise identisch betrachtet werden, wie z. B. das aus Dampf kondensierte Wasser identisch ist mit dem bei der Dampfbildung verdunsteten. Wenn Messungen auch eine geringere Wärmemenge zeigten, so könnten wir deshalb doch nicht sagen, es habe eine Zerstörung eines identischen Etwas, das vorher da war, stattgefunden, wie wir es sagen könnten, wenn der kondensierte Dampf nicht gleich dem verdunsteten Wasser wäre. Deshalb kann man, obschon der Satz von der Unzerstörbarkeit der Kraft allgemein als physisches Prinzip gilt, doch nicht behaupten, die induktive, von der Beobachtung oder dem Experiment ausgehende Methode habe seine absolute Richtigkeit festgestellt, und in einem Falle

wie in diesem, wo wir etwas sehen, das der Erklärung unzugänglich ist, muß unter den möglichen Alternativen das Fehlschlagen auch der weitgehendsten und scheinbar sichersten Induktion in Betracht gezogen werden.

ad 2.

Die zweite Alternative, daß die von der Sonne und den Sternen ausgestrahlte Wärme ihren Weg durch den Raum geradlinig und ewig fortsetzt, ist diejenige, welche am meisten mit unseren wissenschaftlichen Vorstellungen übereinstimmt. Wir erhalten tatsächlich Wärme von den entferntesten, durch das Teleskop sichtbaren Sternen, und diese Wärme war, soweit wir wissen, Tausende von Jahren unterwegs, ohne in Verlust geraten zu sein. Von diesem Gesichtspunkte aus setzt jede von der Sonne oder der Erde je ausgegangene Strahlung ihren Weg durch den Raum noch jetzt fort, ohne andere Verringerung, als die, welche aus der Ausbreitung auf eine größere Fläche entspringt, vorausgesetzt, daß keine die Wärme absorbierende Materie vorhanden ist. Ist diese zweite Hypothese richtig, dann ist die von der Sonne und den Sternen ausgestrahlte Wärme für sie auf immer verloren. Es gibt keinen bekannten Weg, auf welchem die so entsendete Wärme zur Sonne wieder zurückgelangen könnte.

ad 3.

Die dritte Hypothese ist, wie die erste, eine bloße Konjektur, die sich durch die notwendige Unvollkommenheit unseres Wissens entschuldigen läßt. Alle Gesetze der Ausstrahlung und alle unsere Begriffe vom Raume führen zu dem Schlusse, daß die ausgestrahlte Sonnenwärme nie mehr zu ihr zurückkehrt. Eine solche Rückkehr könnte nur erfolgen, wenn entweder der Raum selbst eine Krümmung hätte, so daß, was uns als gerade Linie erscheint, in sich selbst zurückkehrte, wie es der große Mathematiker Riemann sich vorstellte*), oder wenn das interstellare

*) Diese Vorstellung gehört zu jener »transzendentalen« Geometrie, die sich über die Raumvorstellungen erhebt, welche aus der Erfahrung abgeleitet sind, und untersucht, welche Beziehungen zwischen Teilen des Raumes, nach ihrem weitesten Umfange betrachtet, möglich sein können. Man gibt jetzt zu, daß die vorausgesetzte apriorische Notwendigkeit der Axiome der Geometrie eine wirklich logische Begründung nicht hat, und daß die Frage nach den Grenzen, innerhalb deren sie wahr sind, durch die Erfahrung beantwortet werden müsse. Speziell gilt dies für das Parallelen-Theorem, da kein genügender Beweis dafür möglich ist, daß zwei parallele gerade Linien sich entweder niemals treffen oder niemals divergieren. Verschiedene geometrische Systeme, die man unter dem Namen der Nicht-Euklidischen Geometrie begreift, sind ersonnen worden, welche jene Grenzen, die unseren fundamentalen geometrischen Vorstellungen auferlegt scheinen, erweitern oder verwerfen, ohne jedoch etwas einzuführen, was ihnen positiv widerspricht. Das berühmteste und merkwürdigste dieser Systeme ist das von Riemann, welcher zeigte, daß wir zwar gezwungen sind, den Raum als unbegrenzt aufzufassen, da kein Ort möglich oder denkbar ist, der nicht den Raum auf allen Seiten hätte, daß aber keine Notwendigkeit vorliegt, ihn als unendlich zu betrachten. Er kann in sich selbst zurückkehren, etwa in der Weise, wie die Oberfläche einer Kugel, welche, obschon ohne Abgrenzung,

Medium, dessen Schwingungen die Wärme fortpflanzen, eine beschränkte Ausdehnung hätte, oder endlich vermöge einer Kraft, die der Wissenschaft bis jetzt gänzlich unbekannt ist. Die erstere Idee ist zu sehr spekulativ, um eine Erörterung zuzulassen; die beiden anderen Annahmen aber übersteigen unser Wissen und Begreifen ebenso vollständig, wie jene einer tatsächlichen Vernichtung der Kraft.

3. Die Quellen der Sonnenwärme.

Wir können es fast als beobachtete Tatsache betrachten, daß die Sonne seit vielen Tausenden oder Zehntausenden von Jahren Wärme in den Raum ausstrahlt, scheinbar ohne Abnahme ihres Vorrates. Eine der schwierigsten Fragen der kosmischen Naturlehre, eine Frage, deren Schwierigkeit man vor der Entdeckung des Gesetzes von der Erhaltung der Kraft nicht einsah, ist die gewesen, wie dieser enorme Vorrat von Wärme erhalten werde*). Berechnen wir, in welchem Maße die Temperatur der Sonne in Folge der Ausstrahlung ihrer Oberfläche jährlich sinken müßte, so finden wir etwa 2° C., wenn ihre spezifische Wärme gleich der des Wassers, und 4° bis 8° , wenn sie gleich derjenigen der meisten Stoffe, die unsere Erde bilden, ist. Sie würde daher wenige Jahrtausende nach ihrer Entstehung sich vollständig abgekühlt haben, wenn die Quelle ihrer Wärme keine andere wäre, als die durch ihre Temperatur angezeigte.

Daß ihre Temperatur, wie diejenige irdischer Feuer, durch die Verbrennung oder chemische Verbindung auf ihr befindlicher Stoffe erhalten werden sollte, ist gleichfalls unmöglich, denn die Rechnung zeigt, daß ihre Wärme dann ebenfalls nur wenig mehr als 3000 Jahre andauern würde. Nun hat man aber auf Grund des Satzes von der Äquivalenz von Wärme und Arbeit die Existenz einer anderen Wärmequelle vermutet. Fiele nämlich aus bedeutender Höhe ein Körper auf die Sonne, so würde sich der ganze, durch seine Masse und Geschwindigkeit repräsentierte Kraftvorrat in Wärme verwandeln, und die so erzeugte Hitze

Abkühlung.

1.

*Nicht möglich
durch Feuer*

doch nur eine endliche und bestimmte Anzahl von Flächeneinheiten (Quadratmeter o. a.) enthält, und auf der man, in gerader Linie aufs unbestimmte vorwärts schreitend, schließlich zum Ausgangspunkte zurückkommen wird. Obgleich diese Deutung des endlichen Raumes über unser Begreifen und Vorstellen hinausgeht, widerspricht sie ihm doch nicht; das aber, was uns die Erfahrung hierüber sagen kann, beschränkt sich darauf, daß das ganze wahrnehmbare Universum nur ein sehr geringer Bruchteil des ganzen, aber endlichen Raumes sein mag.

2

*) Die von der Sonne stündlich gelieferte Wärmemenge entspricht nach Helmholtz der Verbrennungswärme von 7500 kg Kohle auf jedes Quadratmeter ihrer Oberfläche.

müßte viel größer sein, als die aus der bloßen Verbrennung jenes fallenden Körpers entstehende. Ein schon früher erwähntes Beispiel dieser Art liefern die Sternschnuppen und die Aerolithe bei ihrem Durchgange durch unsere Atmosphäre. Nun ist die Geschwindigkeit, mit welcher aus weiter Entfernung kommende Körper auf die Sonne fallen, entsprechend der außerordentlich viel größeren Masse der letzteren, ganz bedeutend größer als die irdische Fallgeschwindigkeit; sie beträgt mehr als 560 Kilometer in der Sekunde. Nehmen wir also an, wie es Robert Mayer in seiner meteorischen Theorie tut, daß von den Milliarden in unserem Sonnensysteme enthaltenen winzigen Körpern fortwährend Tausende auf die Sonne stürzen, so erhielten wir in ihrem Sturze eine ausgiebige Quelle für die Sonnenwärme.

Indessen würde diese nicht hinreichen, den in Form von Wärme von der Sonne fortdauernd abgegebenen Kraftvorrat zu ersetzen. Man hat nämlich berechnet, daß im Laufe eines Jahrhunderts mindestens eine unserer Erde gleiche Masse in die Sonne fallen müßte, um ihre Wärme zu erhalten. Diese Quantität meteorischen Stoffes übersteigt aber so weit jede Wahrscheinlichkeit, daß man die Ergänzung der Sonnenwärme nicht auf solche Weise erklären kann. Nur ein kleiner Bruchteil von den Meteoriten und ähnlichen Körpern, die den Raum durchfliegen oder um die Sonne laufen, kann auf sie fallen. Um dieses Gestirn zu erreichen, müßten sie aus dem Raume gerade auf sie zuschießen oder infolge einer durch die Planetenattraktion bewirkten Störung ihrer Bahnen hineingeworfen werden. Wären die Meteore so häufig, wie es diese Hypothese erfordert, so würde auch die Erde von ihnen überschüttet werden, und zwar derart, daß ihre ganze Oberfläche durch die in Wärme umgesetzte lebendige Kraft erhitzt und alles Leben vollständig zerstört würde. Die Sonne mag also wohl zu einem längst vergangenen Zeitpunkte einen großen Betrag von Wärme in dieser Weise bekommen haben und mag einen Teil auch jetzt noch so erhalten; aber es ist unmöglich, daß ihr Verlust fortwährend auf diesem Wege ersetzt wird.

Die Kontraktionstheorie. Wir wissen jetzt, daß kein Grund vorliegt, anzunehmen, die Sonne müsse aus irgend welcher äußeren Quelle ihren enormen Wärmevorrat empfangen und ihn dadurch erhalten. Da nämlich ihr Körper im Abkühlen begriffen ist, muß er sich zusammenziehen und zugleich dichter werden; durch solche Zusammenziehung wird Wärme erzeugt, und diese genügt, wie Helmholtz gezeigt hat, um fast den ganzen Verlust zu ersetzen. Diese Theorie ist nicht allein im Einklang mit den Gesetzen, denen die Materie gehorcht, sondern sie läßt auch eine genaue mathematische Untersuchung zu. Da man den jährlichen Kraftbetrag kennt, den die Sonne in der Form von Wärme

2.
Mayer
früheren
von Körpern
in der Sonne
hinwand 1

3.
Kontraktion

ausstrahlt, so ist es leicht, aus dem mechanischen Äquivalent der ausgestrahlten Wärme zu berechnen, in welchem Maße die Zusammenziehung erfolgen muß, um jene Wärme hervorzubringen. Es ist so gefunden worden, daß bei der gewaltigen Größe der Sonne ihr Durchmesser jährlich nur um 60 Meter kleiner zu werden braucht, damit soviel Wärme erzeugt werde, als sie ausstrahlt. Dies beläuft sich in 25 Jahren auf ungefähr $1\frac{1}{2}$ Kilometer oder auf 6 Kilometer in einem Jahrhundert.

*Wichtiges jährl
60000 m
Jahr: 6 km*

Die Frage, ob die Temperatur der Sonne durch ihre Kontraktion steigen oder fallen würde, beantwortet sich danach, ob wir ihr Inneres als gasförmig oder aber als fest oder flüssig annehmen. Ein bekanntes, obschon auf den ersten Anblick paradox scheinendes Gesetz für die Zusammenziehung gasförmiger Körper sagt aus, daß, je mehr Wärme ein solcher Körper verliert, er desto heißer wird. Wegen der Ausstrahlung der Wärme zieht er sich zusammen, aber die durch die Zusammenziehung erzeugte Wärme übersteigt die, welche er verlieren mußte, damit die Zusammenziehung vor sich gehen konnte*). Wenn die Gasmasse sich so weit verdichtet hat, daß sie fest oder flüssig zu werden beginnt, so hört diese Erscheinung auf, und die weitere Zusammenziehung ist von da an nur ein Abkühlungsprozeß. Wir können nicht sagen, ob die Sonne in ihrem Innern noch gasförmig ist, und deshalb auch keine genaue Schätzung darüber machen, wie lange ihre Wärme dauern wird. Eine rohe Schätzung läßt sich indessen aus dem Betrag der Zusammenziehung herleiten, der nötig ist, um den gegenwärtigen Wärmeverrat zu erhalten. Dieser Betrag wird immer kleiner, je kleiner die Sonne wird, so daß sie erst in 5 Millionen Jahren auf die Hälfte ihres jetzigen Volumens gebracht sein wird. Hat ihr Festwerden bis jetzt noch nicht begonnen, so wird es vermutlich doch dann eintreten, und ihre Wärme muß bald nachher abnehmen.

Gaskugel.

*Stiff. Körper
Kugel*

*In 5 Mill.
J. & Jahr
Neb.*

Die Kontraktionstheorie befähigt uns, die Vergangenheit der Sonne genauer zu bestimmen, als ihre Zukunft. Vor 100 Jahren muß sie danach um etwa 6 Kilometer größer gewesen sein. Kennen wir das Gesetz

*) Lane und Ritter haben die Vorgänge bei der Abkühlung und Zusammenziehung von Gasmassen ausführlich untersucht. Wenn eine Gaskugel sich auf die Hälfte ihres anfänglichen Durchmessers zusammenzieht, so wird die zentrale Anziehung auf jeden Teil ihrer Masse auf das Vierfache vermehrt, die Oberfläche dagegen, auf welche die Anziehung ausgeübt wird, auf den vierten Teil vermindert. Der Druck auf ein Oberflächenelement wird daher sechzehnmal, die Dichtigkeit aber nur achtmal vermehrt. Wären demnach elastische und anziehende Kräfte im Anfangszustande der Gasmasse im Gleichgewicht, so müßte ihre Temperatur verdoppelt werden, damit bei Zusammenziehung des Durchmessers auf die Hälfte noch Gleichgewicht bestände. Ein ähnliches scheinbares Paradoxon ist dies, daß ein widerstehendes Mittel die Bewegung eines Planeten oder Kometen in ihm beschleunigt.

der Kontraktion, so vermögen wir den Durchmesser der Sonne für jeden vergangenen Zeitpunkt zu bestimmen, ähnlich wie im Fall der aufgezogenen Uhr die Höhe des Gewichtes an vorhergehenden Tagen berechnet werden kann. Wir können so bis zu einer Zeit zurückgehen, wo die Sonnenkugel bis zur Merkursbahn reichte, dann bis zur Erdbahn, und so zurück bis dahin, wo sie den ganzen Raum ausfüllte, den das Sonnensystem jetzt einnimmt. Wir werden so durch Rückwärtsschließen auf die Nebularhypothese geführt, und zwar auf eine Form derselben, welche der Laplaceschen Form sehr nahe kommt, nur mit dem Unterschiede, daß unsere Schlüsse auf Naturgesetzen beruhen, von denen jener große Mathematiker keine Kenntnis hatte.

Nehmen wir die Lehre von der Zusammenziehung und Verdichtung der Sonne als ausreichend zur Erklärung ihrer Wärme während der ganzen Dauer ihres Bestehens an, so können wir leicht den Gesamtbetrag der Wärme berechnen, den die Kontraktion der Sonne aus irgend einem gegebenen Umfange erzeugen konnte. Dieser Betrag hat seine Grenze, so groß auch die Sonne im Anfange gewesen sein mag*). Jeder aus unendlicher Entfernung herabfallende Körper würde nur eine begrenzte Quantität Wärme erzeugen, ebenso, wie er nur eine begrenzte Geschwindigkeit erlangen könnte. Man hat so gefunden, daß, wenn die Sonne im Anfange als glühender Nebelball den ganzen Weltraum erfüllt hätte, der durch ihre Kontraktion auf den gegenwärtigen Umfang erzeugte Wärmeverrat genügend gewesen wäre, um die Ausstrahlung in der Größe, wie sie heutigen Tages stattfindet, 18 Millionen Jahre hindurch zu unterhalten. Mit Sicherheit kann man behaupten, daß sie für einen längeren Zeitraum in dem Maße wie jetzt nicht Wärme ausstrahlen kann, ohne in der Zwischenzeit durch irgend ein Wunder einen Zuschuß an Kraft zu erhalten. Das Wort »Wunder« wird hier gebraucht, um alles das zu bezeichnen, was mit den wohlbegründeten, um uns her wirksamen Naturgesetzen absolut unverträglich ist. Diese Gesetze lehren uns, daß kein Körper Wärme erlangen kann, außer wenn Veränderungen, wie z. B. eine Zusammenziehung seiner Teile in seiner eigenen Masse, vor sich gehen, oder wenn er Wärme erhält von einem anderen Körper, der heißer ist, als er selbst. Die durch Kontraktion aus einer unendlichen Ausdehnung oder durch das Herabfallen aller Teile der Sonne aus unermesslicher Entfernung, d. h. durch Verdichtung, entwickelte Wärme gibt

*) Hier ist (was in Wirklichkeit nicht stattgefunden haben kann) vorausgesetzt, daß die einzelnen Teilchen, welche den ursprünglichen Sonnennebel bildeten, keine kinetische Energie besessen haben. Würde dies nämlich der Fall sein, so würde der Wärmeverrat je nach der Größe dieser kinetischen Energie bedeutend größer sein; es gäbe für ihn somit keine obere Grenze.

gimme
auf Mobil-
typ.

Frage der
Damen-
männer.

das äußerste Maß der Wärme an, welche die Sonne vermöge innerer Veränderungen erlangen könnte, und diese Wärmemenge würde, wie oben gesagt, nur 18 Millionen Jahre ausreichen. Damit die Sonne von einem anderen Körper Wärme erhalte, ist es nicht allein notwendig, daß derselbe überhaupt heißer sei als sie, sondern er müßte soviel heißer sein, daß der geringe Bruchteil von Wärme, den er an die Sonne abgäbe, bedeutender wäre, als die Gesamtsumme der Wärme, welche die Sonne selbst ausstrahlt. Um uns einen Begriff davon zu machen, was diese Bedingung fordert, bemerken wir, daß der Körper in dem Verhältnis mehr Wärme als die Sonne ausstrahlen muß, als das ganze sichtbare Himmelsgewölbe größer ist, als die scheinbare von der Sonne aus gesehene Winkelgröße des Körpers. Wäre z. B. sein scheinbarer Durchmesser 12° , so würde er etwa den 3000sten Teil der Himmelsfläche einnehmen, und er müßte, um die Sonne überhaupt zu wärmen, mehr als 3000mal soviel Wärme als sie abgeben. Überdies müßte er, um der Sonne die für einen beliebig langen Zeitraum nötige Wärme mitzuteilen, so lange in ihrer Nähe bleiben, daß der Überschuß, den sie über die Menge ihrer ausgestrahlten Wärme erhält, einen für diese Zeit ausreichenden Vorrat lieferte. Die Annahme, die Sonne habe auch nur einen Wärmevorrat für 1000 Jahre in dieser Weise erhalten, ist nicht zulässig ohne die ungeheuerlichsten Voraussetzungen hinsichtlich des Volumens, der Temperatur und der Bewegung des Wärme abgebenden Körpers zu machen — Voraussetzungen, welche, auch abgesehen von ihrer Ungeheuerlichkeit, die vollständige Zerstörung der Planeten durch die Hitze des Körpers, sowie die gänzliche Verwirrung ihrer Bahnen durch seine Anziehungskraft bedingen würden.

Die angeführte Berechnung des Zeitraums, innerhalb dessen die Sonne Wärme hat ausstrahlen können, beruht auf der Voraussetzung, daß die Quantität ausgestrahlter Wärme stets dieselbe gewesen sei. Wenn wir annehmen, diese Quantität sei früher geringer gewesen als jetzt, so kann die Periode der Sonnenexistenz von längerer, im entgegengesetzten Fall aber von kürzerer Dauer gewesen sein. Die in Rede stehende Wärmemenge hängt von verschiedenen Ursachen ab, deren Wirkungen nicht genau berechnet werden können, nämlich von der Größe, Temperatur und Beschaffenheit der Sonnenkugel. Setzen wir eine gleichmäßige Ausstrahlung voraus, so war der Durchmesser dieser Kugel vor 9 Millionen Jahren zweimal so groß als jetzt. Ihre Oberfläche hatte dann die vierfache Ausdehnung, so daß auch, bei derselben Beschaffenheit und Temperatur des Sonnenkörpers wie jetzt, die Ausstrahlung eine viermal stärkere gewesen sein müßte. Aber ihre Dichtigkeit würde nur ein Achtel der jetzigen gewesen sein und ihre Temperatur niedriger.

bet, wenn
ein Körper sich
J. Sonnenwärme
voll.

Wärmegehalt.

stärkeren Wärme
der Ausstrahlung.
n. 1. Wärmemenge
wärmen.

Diese Umstände würden ihrerseits die Ausstrahlung zu vermindern gesucht haben, so daß es leicht möglich ist, daß der Totalbetrag der ausgestrahlten Wärme nicht größer gewesen ist als jetzt. Die größere Wahrscheinlichkeit scheint indessen auf der Seite einer bedeutenderen Totalausstrahlung zu liegen, und diese Wahrscheinlichkeit wird noch vermehrt durch den geologischen Nachweis, daß die Erde in früheren Epochen wärmer als jetzt war. Bedenken wir, daß eine Abnahme der Sonnenwärme um weniger als ein Viertel ihres Betrages unsere Erde vermutlich so stark abkühlen würde, daß alles Wasser auf ihrer Oberfläche geföre, während eine Zunahme der Wärme um mehr als die Hälfte alles Wasser voraussichtlich in Dampf verwandeln würde, so können wir zu dem Schluß, daß die Kompensation der Ursachen, welche bei der Sonne eine solche Wärmeausstrahlung zur Folge hatten, daß die Erde in ihrem gegenwärtigen Zustand erhalten wurde, vermutlich nicht länger als 10 Millionen Jahre existiert habe. Dies wäre deshalb nahe die äußerste Grenze des Zeitraums, während dessen auf der Erde Wasser in flüssigem Zustande vorhanden gewesen sein könnte.

4. Die säkulare Abkühlung der Erde.

Ein Beispiel eines fortschreitenden Wärmeverlustes, der an Wichtigkeit für die Menschen nur von der Abnahme der Sonnenwärme selbst übertroffen wird, gewährt die säkulare, d. h. die in langen Zeiträumen vor sich gehende Abkühlung der Erde. Wie wir wissen, ist das Innere der Erde wärmer als ihre Oberfläche, und wo immer ein solcher Unterschied der Temperatur besteht, muß ein Übergang der Wärme von den wärmeren zu den kälteren Teilen stattfinden. Damit dauernd eine solche Wärmeleitung stattfinden kann, muß innen ein Wärmeverrat vorhanden sein. Die Zunahme der Wärme nach innen kann deshalb nicht plötzlich aufhören, sondern muß sich, allmählich wachsend, bis zu einer ansehnlichen Tiefe erstrecken.

Welche Ansicht wir auch über den Zustand des Erdinnern haben mögen, soviel muß zugegeben werden, daß die Erdwärme in früheren Perioden größer als jetzt war. Um ein Bild von Lord Kelvin zu gebrauchen, so ist der Fall etwa derselbe, wie bei einem heißen Steine, den wir auf einem Felde liegen fänden. Wir könnten mit voller Gewißheit sagen, der Stein habe während eines gewissen Zeitraums im Feuer oder an irgend einem heißen Orte gelegen. Hinsichtlich der Quellen der Erdwärme haben zwei Hypothesen vorgeherrscht: eine, die sich auf die Nebulartheorie gründet, sagt, die Erde hätte sich ursprünglich als geschmolzene Masse verdichtet und sei noch nicht abgekühlt; die andere behauptet, sie habe ihre Wärme von einer äußeren Quelle erhalten. Letztere

Quellen der
Erdewärme.

1.

2.

letztere

Quellen

Ansicht stammt von Poisson, welcher das Steigen der Temperatur dadurch zu erklären suchte, daß das Sonnensystem in früherer Zeit eine heißere Region des Raumes als die, in welcher es sich jetzt befindet, passiert habe. Heute ist diese Ansicht aus verschiedenen Gründen ganz unhaltbar. Der Raum selbst kann nicht warm sein, und die Erde könnte nur Wärme erhalten haben, wenn sie in die Nähe eines heißen Körpers gekommen wäre. Indessen würde ein Stern, der nahe genug gekommen wäre, um die Erde zu erwärmen, durch seine Anziehungskraft die Planetenbahnen vollständig in Verwirrung gebracht und durch seine Hitze alles Leben auf der Oberfläche des Erdballs vernichtet haben.

So gelangen wir, indem wir die Erdwärme rückwärts verfolgen, zu der Zeit, wo die Erde weißglühend war, und weiter zu der, wo sie in die glühende Atmosphäre der Sonne eingehüllt war, und endlich zurück bis dahin, wo sie mit dieser nur eine Masse glühenden Dampfes bildete. Hinsichtlich der Zeit, die sie zu ihrer Abkühlung gebraucht hat, können wir nicht wie bei der Sonne eine Berechnung machen, weil die Umstände ganz verschieden sind. Vermöge der Festigkeit, wenigstens der äußeren Kruste der Erde, hat die Wärme, welche sie verliert, kein bekanntes Verhältnis zu ihrer inneren Temperatur. In der That, wollten wir berechnen, wie lange die Erde Wärme in dem gegenwärtigen Maße hat ausstrahlen können, so würden wir finden, daß diese Zeit nach hundert und tausend Millionen von Jahren zählt. Die Hauptschwierigkeit liegt darin, daß, nachdem sich eine feste Kruste um die feuerflüssige Erde gebildet hat, eine plötzliche Verzögerung im Grade der Abkühlung eingetreten sein muß. So lange die Erdkugel noch im flüssigen Zustande war, fanden jedenfalls beständige Strömungen zwischen ihrer Oberfläche und dem Innern statt, indem die sich abkühlenden äußeren Schichten fortwährend sanken und durch neue, heiße Materie aus dem Innern ersetzt wurden. Hatte sich aber einmal die feste Kruste gebildet, so konnte die Wärme nur vermittels Leitung durch die Kruste die Oberfläche erreichen, und jene diente, selbst bei geringer Dicke, als Schirm, um den ferneren Wärmeverlust sehr erheblich zu vermindern. Während die Kruste sich weiter abkühlte, erfolgten mutmaßlich ungeheure Ausbrüche geschmolzener Materie aus dem Innern; aber diese mußten schnell erkalten und noch zur Verdickung der Kruste beitragen.

Ein Umstand, den man nicht aus den Augen verlieren darf, und welcher in gewisser Hinsicht die Erde der Sonne ähnlich macht, ist der, daß der Verlust an Wärme (durch Ausstrahlung) nicht ein Sinken der Temperatur auf der Erde hervorrufen wird, sondern auch jetzt noch durch ihre Zusammenziehung zum größten Teil ersetzt wird. Ein gewisses Sinken der Temperatur muß allerdings stattfinden, aber für jeden Grad,

Ausf. d. Zeit

*Lsg. d. Zeit
u. Abkühlung*

um den die Temperatur fällt, werden durch die Zusammenziehung unseres Erdballs möglicherweise 100 Wärmegrade entwickelt.

Die plötzliche Veränderung, welche die Bildung einer festen Kruste auf der Oberfläche eines geschmolzenen Körpers in bezug auf dessen Wärmeausstrahlung hervorruft, kann uns einigen Aufschluß über die Zeit geben, wann die Wärme spendende Kraft der Sonne sich erschöpft haben wird. Wenn sich nämlich die Sonne jemals so weit abkühlt, daß sich eine ununterbrochene feste Kruste auf ihrer Oberfläche bildet, so wird sie sehr schnell aufhören, die zur Erhaltung des Lebens auf der Erde nötige Wärme auszustrahlen. Nach dem Betrage ihrer gegenwärtigen Ausstrahlung wird sie in ungefähr 12 Millionen Jahren so dicht sein wie die Erde; selbstverständlich müssen wir schon lange vor dieser Zeit die bleibende Bildung einer Kruste erwarten.

früher

Die allgemeine kosmische Theorie, welche wir betrachtet haben, erklärt die wahrscheinliche physikalische Beschaffenheit des Jupiter, die wir bei der Besprechung dieses Planeten beschrieben. Nach der Nebularhypothese ist das Alter der einzelnen Planeten nicht allzusehr verschieden, wenn auch die äußeren und größeren vermutlich zuerst anfangen, sich zu bilden. Es läßt sich aber annehmen, daß sich die kleineren Planeten wegen ihrer geringeren Masse rascher abkühlten, als die größeren, und daß der Abkühlungsprozess der großen Massen des Jupiter und Saturn so langsam vor sich ging, daß sich auch jetzt noch keine feste Rinde um sie gebildet hat. In diesem Falle würden sie als selbstleuchtende Gestirne erscheinen, wären sie nicht von ungeheuern Atmosphären umgeben, die, mit Wolken und Dämpfen angefüllt, das Eigenlicht verdecken, sowie einen großen Teil der inneren Wärme absperren und so zugleich den Abkühlungsprozess verzögern.

5. Folgerungen aus der Nebularhypothese.

T.
Reflexion ist Prozess, nicht Tat.

Aus allem, was wir erwähnt haben, geht hervor, daß die umfassendsten, auf Induktion beruhenden Schlüsse der modernen Wissenschaft mit den Spekulationen denkender Geister vergangener Zeiten darin übereinstimmen, daß sie die Schöpfung des materiellen Universums unseren Augen mehr als Prozeß denn als Tat darstellen; denn wie im Mikrokosmos, in der organischen Welt auf der Oberfläche unserer Erde, ist auch, wenn wir den Blick auf andere Weltkörper und in die Fernen des Sternhimmels richten, die allmähliche Entwicklung und stete Fortbildung aus einfachsten Anfängen und auf Grund ewiger, der Materie immanenter Gesetze anzunehmen, wenn wir überhaupt die Tatsachen, Zustände und Vorgänge der natürlichen Welt begreifen wollen.

Jener Prozeß der Entwicklung begann, als das jetzt wahrnehmbare materielle Universum eine den Raum füllende Masse glühenden Gases war; er dauert fort in seinem stetigen und notwendigen Verlaufe und wird enden, wenn Sonne und Sterne dunkle und kalte Massen toter Materie geworden sind. Der Leser wird fragen, ob diese Auffassung der Kosmogonie als feststehende wissenschaftliche Tatsache oder nur als ein Ergebnis der Forschung aufzunehmen sei, welches die Wissenschaft mehr oder weniger glaubwürdig mache, über dessen Wert und Giltigkeit die Ansichten jedoch noch auseinander gehen. Es wäre vermessen, das Erstere behaupten zu wollen, und wir müssen letztere Annahme für richtiger halten. Alle wissenschaftlichen Schlüsse beruhen mit Notwendigkeit auf dem Postulat, daß die Gesetze der Natur absolut unveränderlich sind, und daß deren Wirkungen nie von einer übernatürlichen Kraft oder Ursache durchkreuzt worden sind oder werden, von einer Kraft also, die nicht auch jetzt in der Natur in Wirksamkeit ist oder die irgendwie von der Art abweicht, in welcher sie stets wirksam war. Die Frage nach der Richtigkeit dieses Postulats ist weniger eine Frage der Naturwissenschaft speziell, als der Philosophie und des gesunden Menschenverstandes, und alles, was wir zu seinen Gunsten sagen können, ist die allgemeine Regel, daß je besser die Menschen es verstehen, sie desto mehr Schwierigkeiten finden werden, es zu bezweifeln. Und alles, was wir speziell zu gunsten der Nebularhypothese beibringen können, gipfelt darin, zu sagen: Die Vorgänge in der Natur in ihrem weitesten Umfange scheinen uns, wenn wir sie rückwärts verfolgen, auf diese Hypothese allein zu führen, so wie die Art und Weise des Gehens einer Uhr uns zu dem Schlusse führt, daß sie einst aufgezogen wurde.

Wie wir schon erwähnten, haben Helmholtz, Lord Kelvin u. a. darge-
 T.
 getan, daß, wenn wir die Abkühlungsprozesse, die jetzt in der Natur vor sich gehen, zurückverfolgen, wir zu einem Zeitpunkte kommen, wo die Planeten in die Feueratmosphäre der Sonne eingehüllt waren und daher selbst gas- oder dampfartiger Natur waren. Aber das umgekehrte Problem: zu zeigen, daß eine neblige Masse sich in ein System von der wunderbaren Symmetrie unseres Sonnensystems verdichten und umwandeln könne oder müsse — so daß die Planeten um die Sonne und die Satelliten um ihre Hauptplaneten in beinahe kreisförmigen Bahnen rotierend sich bewegen — ist in keiner irgendwie befriedigenden Weise gelöst worden. Wir haben gesehen, daß Kants Ideen in mancher Hinsicht mit den seither entdeckten Gesetzen der Mechanik in Widerspruch standen. Die Art, wie Laplace die Formation der Planeten aus der Sonnenatmosphäre erklärt, ist nicht hinreichend mathematisch entwickelt, um überzeugend zu sein.

Handwritten note:
 Hand der
 Harnisch

Gegenwärtig können wir nur sagen, daß die allgemeinsten Naturgesetze uns auf die Nebularhypothese hinweisen; daß nicht bewiesen worden ist, sie sei unvereinbar mit irgend einer Tatsache; daß sie eine beinahe notwendige Folge der einzigen Theorie ist, aus welcher wir die Quelle und die Erhaltung der Sonnenwärme erklären können; aber daß sie auf der Voraussetzung beruht, jene Erhaltung der Sonnenwärme müsse durch die Naturgesetze, wie wir sie jetzt in Kraft sehen, erklärt werden. Wäre jemand darüber zweifelhaft, ob diese Gesetze genügen, um den gegenwärtigen Zustand der Dinge zu erklären, so kann freilich die Wissenschaft keinen Beweis liefern, der überzeugend genug wäre, um seine Zweifel zu beseitigen, bevor nicht tatsächlich wahrgenommen wird, daß die Sonne wirklich kleiner wird, oder daß Nebelflecke sich zu Sternen und Systemen von Sternen verdichten.

6. Die Vielheit der Welten.

Betrachten wir die Planeten als Himmelskörper gleich unserer Erde und die Sterne als Sonnen, deren jede vielleicht wieder ein Gefolge begleitender Planeten hat, so liegt natürlich der Gedanke nahe, andere Planeten möchten ebenso wie unsere Erde vernünftigen Wesen zum Aufenthalte dienen. Die Frage, ob es als allgemeine Regel anzunehmen sei, die anderen Planeten seien auf diese Weise bevölkert, ist für uns von Interesse, denn die Art ihrer Beantwortung bestimmt unseren Platz in der Schöpfung.

Viele denkende Menschen halten die Auffindung von Beweisen für die Existenz von Leben auf anderen Weltkörpern für Zweck und Ziel der astronomischen Forschung. Für sie mag es niederschlagend sein, zu sehen, daß die Erlangung einer Gewißheit hierüber ganz hoffnungslos erscheint — so hoffnungslos in der Tat, daß sie aufgehört hat, die Aufmerksamkeit der Astronomen zu beschäftigen. Dem Geiste der neueren Wissenschaft widerstrebt die Spekulation über Fragen, deren Lösung auf wissenschaftlichem Wege nicht zu finden ist, und die gewöhnliche Antwort der Astronomen auf alle Fragen hinsichtlich des Lebens auf anderen Weltkörpern wird sein: sie wüßten nicht mehr über dieses Thema, als jeder andere, und könnten, da sie keine Tatsachen hätten, aus denen sie zu schließen vermöchten, nicht einmal eine bestimmte Meinung darüber aussprechen. Trotzdem werden viele Köpfe spekulieren, und die Wissenschaft wird, obgleich sie die Frage zu beantworten nicht imstande ist, diese Spekulationen wenigstens leiten und einschränken können. Es mag daher nicht ganz überflüssig sein, zu zeigen, innerhalb welcher Grenzen die Spekulation mit den allgemeinen Forderungen und Ergebnissen der Wissenschaft vereinbar ist.

Leuco.

1
2

*Frage des
Spek. ist
Leben auf
anderen Welt-
körpern.*

In erster Linie sehen wir, daß sich um unsere Sonne acht große Planeten bewegen, auf deren einem wir selbst leben. Unsere Fernrohre zeigen uns andere Sonnen in solcher Anzahl, daß sie jeder Zählung spotten. Sind diese Sonnen, gleich der unsrigen, Zentralkörper von Planetensystemen? Wenn unsere Fernrohre so verfeinert werden könnten, daß sie in den ungeheuren Entfernungen der Fixsterne solche Planeten zeigten, so wäre die Frage mit einem Schlage erledigt; aber schon in viel geringerer Entfernung, als selbst in der des nächsten Fixsternes, würden alle Planeten unseres Systems vollständig aus dem Bereich der mächtigsten Teleskope kommen, die wir je zu konstruieren hoffen dürfen. Die Beobachtung kann uns deshalb über diesen Gegenstand keinerlei Aufschluß geben. Wir müssen zu kosmologischen Erwägungen unsere Zuflucht nehmen, und diese führen uns zu dem Resultat, daß, wenn das ganze Universum sich aus nebelartigen Massen zu festen Körpern verdichtete und noch verdichtet, dieselbe Ursache, welche unsere Sonne mit Planeten umgab, auch bei anderen Sonnen in gleicher Weise wirksam sein könnte.

1. Hofmann.
aus Plan. P.

Diese unkenntl.

folgt. mit Natur
las - 1888.

Zugegeben aber, es existierten Planeten ohne Zahl im Weltenraum, was für Anzeichen haben wir für ihre Bewohnbarkeit? Für einen einzigen Körper außer dem unsrigen wird durch das Fernrohr die Frage erledigt, nämlich für den Mond. Dieser hat weder Wasser noch Luft von merkbarer Dichte und ermangelt folglich der Hauptbedingungen für organisches Leben. Die Vermutungen, welche man zuweilen über die mögliche Bewohnbarkeit der anderen, uns stets unsichtbaren Seite des Mondes äußerte, sind nichts weiter als Spiele der Phantasie. Die Planeten sind alle zu entfernt, um uns ein sicheres Urteil über die Beschaffenheit ihrer Oberfläche zu gestatten, und das Wenige, was wir sehen können, weist darauf hin, daß sie außerordentlich verschiedenartig ist. Bei Mars allein finden sich Anzeichen, welche schließen lassen, er habe Ähnlichkeit mit unserer Erde, und er ist deshalb derjenige Planet, den wir uns am ehesten als bewohnt denken dürften. Im ganzen genommen spricht die Wahrscheinlichkeit entschieden gegen die Annahme, ein beträchtlicher Teil der Himmelskörper sei zum Aufenthalt solcher Organismen, wie sie sich auf der Erde finden, geeignet, und die Zahl derjenigen, welche die Vorbedingungen für die Existenz zivilisierter Wesen besitzen, mag vollends ein sehr geringer Bruchteil des Ganzen sein.

2. Möglich.
Jens Bernf.
beob. ... Kgl.
J. Fort.

Mars

Nur ganz ge-
wisse Fortl.

Dieser Schluß beruht auf der Voraussetzung, daß die Lebensbedingungen auf anderen Weltkörpern dieselben seien, wie die auf der Erde. Man mag nun zwar eine solche Voraussetzung aus dem Grunde bestreiten, daß wir scheinbar kein Recht haben, der Macht der Natur, Leben den jeweilig vorhandenen Bedingungen anzupassen, Schranken zu setzen, und weil die große Mannigfaltigkeit der Lebensbedingungen auf unserem

3. Möglich.
Leben - an-
der Beding.

Erdball — indem manche Tiere leben können, wo andere zugrunde gehen — alle Folgerungen über die Unmöglichkeit der Existenz von Organismen unserer Erde auf anderen Planeten hinfällig zu machen scheint. Der einzige Weg, diesem Einwurf wissenschaftlich zu begegnen, ist der, zu untersuchen, ob der Mannigfaltigkeit der Lebensbedingungen auf unserer Erde irgend welche Grenzen gesteckt sind. Eine oberflächliche Prüfung ergibt, daß, während dem Begriffe »Leben« keine genau definierbaren Grenzen gesetzt sind, die höheren Formen tierischen Lebens doch keineswegs imstande sind, unter allen Bedingungen gleich gut zu existieren, und daß, je höher die Form, desto beschränkter jene Bedingungen sind. Wir wissen, daß sich kein Wesen, welches Beweise von Bewußtsein gibt, anders als unter dem vereinigten Einfluß von Luft und Wasser und innerhalb gewisser, sehr enger Temperaturgrenzen entwickelt; daß es auf unserer Erde kein Anpassungsvermögen der Natur gibt, durch welches ein Mensch in den Polargegenden einen hohen Grad körperlicher oder geistiger Stärke erlangen oder bewahren könnte; daß auch die Wärme der heißen Zone der Entwicklung unseres Geschlechts gewisse Schranken setzt. Hieraus dürfen wir den Schluß ziehen, daß, wenn große Veränderungen auf der Oberfläche unseres Erdballs vor sich gehen sollten, wenn die ganze Erde bis zur Temperatur der Pole sich abkühlen, oder ihre Wärme sich bis zur Hitze der Tropen steigern, oder sie allmählich von Wasser überflutet werden oder ihrer Atmosphäre verlustig gehen sollte, daß dann die höheren Formen tierischen Lebens sich dem neuen Stande der Dinge nicht anpassen und keine neuen gleich hohen Organismen sich bilden würden. Es ist nicht der geringste Grund vorhanden, anzunehmen, daß irgend intelligentere Wesen als gegenwärtig jemals im Wasser fortkommen würden, noch auch, daß jemals geistig höher begabte Wesen als die Eskimos in Regionen von der Kälte der Polargegenden ihr Leben fristen könnten. Wenden wir diese Betrachtung auf die Frage an, die uns augenblicklich beschäftigt, so kommen wir zu dem Schluß, daß angesichts der ungeheuren Verschiedenheit der Bedingungen, die wahrscheinlich im Universum herrscht, nur an verhältnismäßig wenigen begünstigten Stellen eine bedeutende und interessante Lebensentfaltung zu finden sein dürfte.

Eine andere, verwandte Betrachtung führt uns zu fast demselben Resultat. Phantasiereiche Schriftsteller bevölkern nicht nur mitunter die Planeten mit Bewohnern, sondern berechnen auch die mögliche Zahl der Bevölkerung nach Quadratkilometern der Oberfläche und setzen freigebig Astronomen hinein, die unsere Erde mit mächtigen Teleskopen untersuchen. Es wäre Anmaßung, die Möglichkeit solcher Annahmen absolut leugnen zu wollen; daß sie jedoch im höchsten Grade unwahrscheinlich

*Gruppen der
Leben.*

*Gruppen der
Leben.
Anfang
Anfang.*

*4. d. d. d. d. d. d.
in auch
Lebensformen.*

sind, wenigstens in bezug auf irgend einen unserer Planeten, ergibt sich aus einer Betrachtung über das kurze Bestehen der Zivilisation auf der Erde, verglichen mit der Dauer ihrer Existenz als Planet. Als solcher hat sie sich wahrscheinlich Millionen von Jahren in ihrer Bahn bewegt; Menschen aber haben vielleicht nicht viel länger als 20 000 Jahre auf ihr gewohnt; die Zivilisation besteht auf ihr noch nicht seit 10 000 Jahren, Teleskope existieren kaum drei Jahrhunderte. Hätte ein »Engel« die Erde in Zwischenräumen von je zehntausend Jahren besucht, um nach denkenden Wesen zu suchen, so würde er tausendmal oder öfter enttäuscht worden sein. Nach der Analogie zu urteilen, müssen wir annehmen, daß dieselben Enttäuschungen den erwarten würden, der jetzt eine ähnliche Entdeckungsreise von Planet zu Planet und von System zu System unternähme, bis er viele tausend Planeten untersucht hätte.

Nach alledem ist wahrscheinlich, daß nur eine relativ sehr geringe Anzahl von Planeten mit vernünftigen Wesen bevölkert sei. Erwägen wir jedoch, daß die Planeten möglicherweise nach Hunderten von Millionen zählen, so mag jener kleine Bruchteil in Wirklichkeit eine bedeutende Anzahl darstellen, und viele darunter mögen von Wesen bewohnt sein, die in geistiger Beziehung uns selbst weit überragen. Hier dürfen wir unserer Einbildungskraft frei die Zügel schießen lassen und überzeugt sein, daß die Wissenschaft keinerlei Beweis weder für noch gegen die Richtigkeit dieser Phantasiegebilde liefern wird.

1.) 4. 9. 1906.

2.) 26. 1. 1907.

3.) 30. 6. 1907.

ANHANG.

Biographische Skizzen.

Griechen und Alexandriner.

Thales (ca. 640—550 v. Chr.) aus Milet, einer der sogenannten sieben Weisen Griechenlands und Gründer der Ionischen Schule. Verkündigt und beobachtet als erster unter den Griechen eine Sonnenfinsternis (585).

Pythagoras (ca. 560—490 v. Chr.) aus Samos (Tyrus?); lange auf Reisen, später hauptsächlich in Kroton in Großgriechenland; stiftet dort einen Bund zu ethisch-gemeinnützigen Zwecken (Schule der Pythagoräer). Grundprinzip seiner Lehre und Kosmologie ist die Idee des Maßes und der Harmonie.

Philolaus (ca. 450 v. Chr.) aus Kroton oder Tarent; später in Theben; Pythagoräer. Sein Weltsystem des Zentralfeuers und der Gegenerde in drei Büchern »über die Natur« ist durch Plato und Aristoteles teilweise erhalten.

Meton (ca. 440 v. Chr.), Mathematiker in Athen. Bringt durch seinen 19jährigen »Zyklus« zuerst den griechischen Kalender in Ordnung, den Calippus (im 4. Jahrhundert v. Chr.) dann noch verbessert.

Plato (429—348 v. Chr.), aus edlem athenischen Geschlecht, als Jüngling Schüler des Sokrates. In Großgriechenland mit der Pythagoräischen Lehre bekannt geworden, gründet er nach Rückkehr in die Vaterstadt die »Akademie«; hier wirkt er in der Stille, verehrt und bewundert von zahlreichen, treuen Schülern. Der Natur ist hauptsächlich der »Timäus« gewidmet; seine Erklärungsweise ist durchaus teleologisch, auf dem Prinzip des Guten gegründet.

Eudoxus (409—356 v. Chr.) aus Knidos, Schüler des Plato, gründet nach mehrjährigem Aufenthalt in Ägypten selbst eine Schule, anfangs in Kyzikos, dann in Athen. Vorzugsweise Geometer, konstruiert er — vielleicht als erster — in seiner homozentrischen Sphärentheorie ein konsequent durchgeführtes System der planetarischen Bewegungen.

Aristoteles (384—322 v. Chr.) aus Stagira. Vom 17. Jahre an war er Schüler von Plato bis zu dessen Tode, dann einige Zeit mit Xenokrates in Mysien, von wo ihn Philipp von Mazedonien zur Erziehung des jungen Alexander berief (343). Während der Kriegszüge Alexanders lehrte er im Lyzeum zu Athen (Schule der Peripatetiker); von den Atheniensern angeklagt, flüchtete er nach drei Jahren mit zahlreichen Schülern nach Chalkis auf Euboea, wo er Gift genommen haben soll. — Seine real-empirische Philosophie steht im Gegensatz zur idealistischen Platos; seine astronomisch-kosmologischen Vorstellungen, die

fast zwei Jahrtausende die Menschheit beherrschten, sind in den Büchern »vom Himmel« enthalten.

Eratosthenes (276—195 v. Chr.) aus Kyrene in Afrika; neben Aristarch eines der bedeutendsten Mitglieder der von Ptolemaeus Lagi gestifteten Akademie von Alexandrien; erblindet, gab er sich den Hungertod. Versucht als erster, aus Beobachtungen die Größe der Erde abzuleiten.

Aristarch von Samos (um 265 v. Chr.). Einer der scharfsinnigsten Astronomen des Altertums; spricht sich klarer als Plato für das heliozentrische System, die Bewegung der Erde um die Sonne, aus; versucht zuerst, auf geometrischem Wege die Sonnenentfernung zu bestimmen.

Hipparch (ca. 190—125 v. Chr.) aus Nicaea in Bithynien; längere Zeit auf der Insel Rhodos, mit Alexandrien in regem Verkehr; weitere Schicksale unbekannt. Größter Astronom des Altertums und Begründer der wissenschaftlichen, auf Beobachtung und nicht auf Spekulation beruhenden Astronomie. Findet (ca. 150 v. Chr.) die ungleiche Länge der Jahreszeiten, bestimmt die Elemente der Sonnenbahn und konstruiert die ersten Sonnentafeln; untersucht die Mondbahn und bestimmt deren hauptsächlichste Ungleichheit, die Mittelpunktsgleichung; entdeckt unter Benutzung von Beobachtungen der ältesten alexandrinischen Astronomen Aristillus und Timocharis (ca. 290 v. Chr.) das Vorrücken der Nachtgleichen und gründet auf eigene Beobachtungen den ersten Sternkatalog. Er führt auch die Trigonometrie in die sphärische Astronomie ein.

Ptolemaeus, Claudius, in Ägypten geboren, um 130 n. Chr. in Alexandrien lebend; sonst nichts über ihn bekannt. Verfasser des ersten Lehrbuchs der Astronomie, des berühmten *Almagest* (eigentlich *μεγάλη σύνταξις* oder *magna constructio*), in welchem er die epizyklische Theorie und sein geozentrisches Weltsystem zu begründen sucht. Verwertet hauptsächlich die Beobachtungen Hipparchs, dessen Sternkatalog nebst Beschreibung der Instrumente der *Almagest* gleichfalls enthält; findet die zweite Ungleichheit des Mondes, die Evekation. Bekanntester, wenn auch nicht bedeutendster Astronom des Altertums.

Araber.

Al-Mamun (786—833 n. Chr.), Kalif von Bagdad, Sohn des Harun al Raschid. Fördert wie dieser die Wissenschaften und speziell auch die Astronomie und Geodäsie und erhält der Welt die Schriften von Aristoteles, Euklid und Ptolemaeus durch Übertragung ins Arabische. Unter seiner Regierung wird eine Gradmessung in Mesopotamien ausgeführt und an einer bei Bagdad erbauten Sternwarte eifrig beobachtet.

Albatagnius oder **Al-Baten** (ca. 850—929) aus Batan in Mesopotamien; lebte erst zu Aracta, später als Statthalter in Damaskus. Gilt für den größten arabischen Astronomen. Eifriger Beobachter und geschickter Rechner, als welcher er namentlich auch die trigonometrischen Methoden verbessert. Bestimmt neu die Elemente der Sonnenbahn und die Präzession.

Abul-Wefa (930—998), aus Bouzdjan in Nordost-Persien; vom 20. Jahre an als Lehrer, Beobachter und Schriftsteller in Bagdad tätig. Ebenso tüchtig

als Mathematiker, besonders in der Trigonometrie, wie als praktischer Astronom. Gründet auf größtenteils eigene Beobachtungen den »Almagestum sive systema astronomicum«, dem Ptolemaeischen in manchem ähnlich.

Ibn-Junis (ca. 950—1008), aus edler arabischer Familie, in Ägypten geboren. Seine zahlreichen Beobachtungen und astronomischen wie trigonometrischen Berechnungen sind in den sogenannten Hakemitischen Tafeln erhalten. Bediente sich, wie es scheint, zuerst der indischen (arabischen) Ziffern; verbesserte den Gnomon und andere Instrumente.

Nassir-Eddin (1201—1274), aus Thus in Korassan. Fleißiger und geschickter Beobachter und fruchtbarer Schriftsteller. Beobachtet auf der von dem Mongolenfürsten Hulagu (Ilek-Khan) gegründeten Sternwarte zu Meragah im Nordwesten Persiens. Die Ilekhanischen Tafeln, in denen seine und seiner Mitarbeiter Beobachtungen niedergelegt sind, enthalten außer Planetentafeln auch einen Fixsternkatalog.

Alfons X. (1221—1284), König von Kastilien, »der Weise«; vorurteilsfreier Freund und Förderer der Astronomie, die zu seiner Zeit und in seinem Lande noch wesentlich arabischen Charakter trägt; wird später der Gotteslästerung angeklagt und entthront. Läßt (1252) von zahlreichen Gelehrten die nach ihm genannten Alfonsinischen Tafeln konstruieren.

Ulugh-Beigh (1394—1449), Tatarenfürst. Förderer der Astronomie wie Al-Mamun und Alfons, aber auch selbständiger Beobachter. Errichtet in Samarkand eine Sternwarte mit Instrumenten (Armillen und Quadranten) von riesigen Dimensionen. Beobachtet die meisten Sterne des Ptolemaeischen Katalogs aufs neue und genauer, nachdem die Vergleichung mit dem von Al-Sufi (903 bis 986) konstruierten Sternverzeichnis (1874 von Schjellerup herausgegeben) vielfach Fehler gezeigt hatte.

Von Kopernikus bis Galilei.

Nikolaus von Cusa (1401—1464), Schifferssohn aus dem Dorfe Kues bei Trier; für die Mathematik begabt, aber dem Mystizismus zugeneigt, wird er Priester und durchläuft alle Rangstufen bis zum Kardinal und Statthalter von Rom. In seinen Schriften, besonders der philosophisch-mystischen »De docta ignorantia«, finden sich Andeutungen über die Rotation der Erde.

Purbach, Georg, oder Peurbach (1423—1461), aus Peurbach in Oberösterreich; Schüler Johanns von Gmunden an der Wiener Universität; dann in Rom (bei Kardinal Cusa), Ferrara und anderen Orten; seit etwa 1450 Nachfolger seines Lehrers in Wien. Begabter und scharfsinniger Mathematiker und fleißiger Schriftsteller. Bearbeitet den Almagest neu und in den »Theoriae novae planetarum« die Theorie der Planetenbewegung, wobei er zum Teil wieder auf die alte Sphärentheorie kommt.

Regiomontanus (1436—1476), eigentlich Johann Müller, aus Königsberg in Franken. Kommt schon als 12jähriger Knabe an die Universität Leipzig, dann, 1452, zu Purbach, dessen vorzüglichster Schüler, Gehilfe und Nachfolger er wird. Von 1471 bis 1475 in Nürnberg. Von Papst Sixtus IV. zur Verbesserung des Kalenders nach Rom berufen, stirbt er dort plötzlich;

ruht im Pantheon. — Größter Astronom seit Ptolemaeus, trug neben Purbach zur Belebung dieser Wissenschaft das Meiste bei, stand aber entschieden auf dem Standpunkte des Ptolemaeus. Prüft kritisch die verschiedenen Texte des *Almagest*; beobachtet eifrig auf der ersten deutschen, von dem Patrizier Walther in Nürnberg errichteten Sternwarte; verbessert erheblich den Kalender, den er zuerst (1474 oder 1475) druckt; gibt nahe gleichzeitig die ersten gedruckten »Ephemerides quas vulgo dicunt Almanach« heraus. Die ersten Kometenbeobachtungen (des Kometen von 1472) rühren von ihm und Walther her.

Kopernikus, Nikolaus, eigentlich Koppernigk oder Köppernick (19. Februar 1473 bis 24. [?] Mai 1543 a. St.), Sohn eines Kaufmanns zu Thorn in Westpreußen, das damals unter polnischer Oberherrschaft stand. Studierte von 1491 bis 1495 auf der Universität Krakau, wo er neben theologischen und medizinischen auch Vorlesungen über Mathematik und Astronomie hörte; nach kurzem Besuche in der Heimat hielt er sich von 1496—1505 hauptsächlich in Italien auf, anfangs in Padua, dann in Bologna, wo er 1499 oder 1500 zum Doktor der Medizin promovierte, und in Rom, wo er mathematisch-astronomische Vorlesungen hielt. An beiden Orten, besonders in Bologna unter Novara, bildete er sich auch in der praktischen Astronomie weiter aus. Seit etwa 1505 lebte er dauernd in der Heimat, bis zum Tode seines Oheims Lucas Watzelrode, des Bischofs von Ermeland (1512), meistens auf dessen Bischofssitz in Heilsberg, dann, mit geringen Unterbrechungen, als Kanonikus in Frauenburg, in der Stille der Wissenschaft und der Menschheit, auch als Arzt, dienend. Schon frühzeitig scheint er auf die Grundideen seines Systems gekommen und von dessen Richtigkeit bereits 1507 vollständig überzeugt gewesen zu sein. Volle 23 Jahre, bis 1530, beschäftigte ihn die Ausarbeitung desselben; noch über 10 Jahre ruhte das Manuskript, in welchem er es niedergelegt hatte, im Pulte, ehe er sich auf das Drängen von Freunden zum Druck entschloß. Auf dem Sterbebette soll er die ersten Druckbogen gesehen haben. Im Jahre 1616 wurde sein Buch von der Kongregation des Index nachträglich verdammt. Trotz seiner »ketzerischen« wissenschaftlichen Überzeugung war aber K. ein gläubiger Katholik, wie auch aus seiner Dedikation an Papst Paul III. hervorgeht; gegen Luthers Lehre verhielt er sich passiv oder ablehnend; vermutlich drang sie auch nicht tief in die Stille seines Studierzimmers.

Nonius, eigentlich Pedro Nuñez (1492—1577), aus Alcazar de Sal, Professor der Mathematik zu Coimbra. Fleißiger Kommentator und selbständiger Schriftsteller; in seiner Schrift »de crepusculis liber« (Lissabon 1542) eine Andeutung des später nach ihm benannten Hilfsapparats, des Nonius.

Apianus, Peter, eigentlich Bienewitz (1495—1552), aus Leisnig in Sachsen; studiert in Leipzig und Wien; seit 1527 Professor der Mathematik in Ingolstadt. Sehr tüchtiger Beobachter, der auch selbst verschiedene Instrumente (Quadranten u. a.) konstruiert. Durch seine »Cosmographia« (Landshut 1524) und sein Hauptwerk »Astronomicum Caesareum« (Ingolstadt 1540) weit bekannt und geschätzt.

Reinhold, Erasmus (1511—1553), aus Saalfeld in Thüringen, wo er auch (an der Pest) stirbt. Seit 1536 mit Rhaeticus Professor der Mathematik in Wittenberg und wie dieser einer der ersten Anhänger von Kopernikus;

berechnet auf Grund der neuen Lehre die ersten Planetentafeln unter dem Titel: »Prutenicae tabulae coelestium motuum« (Wittenberg 1551).

Rhaeticus (1514—1576), eigentlich Georg Joachim aus Feldkirch in Vorarlberg (Rhätien). Studiert in Zürich, später in Wittenberg, wo er Professor der Mathematik (1536—1542) wird; dann wenige Jahre in gleicher Stellung in Leipzig, später in Ungarn. Die neue Lehre, die nach Wittenberg gedrungen war und ihn wie seinen Freund Reinhold bald zu warmen Anhängern machte, führte ihn 1539 zu Kopernikus nach Frauenburg. Von dort schrieb er über das Werk des letzteren eine Art Vorbericht: »Narratio prima de libris revolutionum Copernici« (Danzig 1540) an Schoner in Nürnberg; später brachte er selbst das Manuskript des großen Werkes dorthin und leitete den Druck ein, der schließlich durch den Prediger Osiander und Schoner vollendet wurde.

Wilhelm IV. (1532—1592), Landgraf von Hessen, genannt »der Weise«. Eifriger und begabter Förderer der mathematischen Wissenschaften, der Geographie und namentlich der Astronomie, errichtet zu Cassel 1561 eine Sternwarte (vielleicht mit einer Art Drehturm), wo er auf Anregung Tychos später selbst mit Rothmann und Bürgi fleißig beobachtet.

Tycho (Tyge) Brahe (14. Dezember 1546 bis 13. [24.] Oktober 1601 a. St.), aus Knudstrup bei Helsingborg, damals zu Dänemark gehörig, aus angesehener alter Adelsfamilie. Von seines Vaters Bruder an Kindesstatt angenommen, widmet er sich auf dessen Wunsch der Jurisprudenz und geht, nach dreijährigem Besuche der hohen Schule in Kopenhagen, 1562 nach Leipzig. Die leidenschaftliche Liebe zur praktischen Astronomie aber, die seit der Sonnenfinsternis vom August 1560 in ihm erwacht, läßt ihn das Brodstudium nur lässig und mit Widerwillen betreiben; wo er kann, beobachtet er mit Hilfe der allereinfachsten Instrumente. Nach Absolvierung des Trienniums verweilt er kurze Zeit in der Heimat, dann, von 1566 bis 1570, auf Reisen in Deutschland und der nördlichen Schweiz, wo er mit Astronomen und Chemikern Bekanntschaft anknüpft. Ende 1570 kehrt er nach Dänemark zurück und bleibt, nach seines Vaters Tode, bei dem Oheim Steen Bille, der seine naturwissenschaftlichen Neigungen unterstützt oder doch nicht hindert. Die über den neuen Stern von 1572 verfaßte Schrift (selbständig [1573] und in seinen »Astronomiae instauratae progymnasmata«) macht ihn weiter bekannt; unerquickliche persönliche Verhältnisse, bedingt durch seine Verheiratung mit einem Mädchen aus einfachem bürgerlichen Stande, verleiden ihm bald das Vaterland und führen ihn 1575 wieder auf Reisen, namentlich nach Cassel zum Landgrafen Wilhelm IV. von Hessen.

Dieser Besuch entschied Tychos Zukunft. Friedrich II. von Dänemark, vom Landgrafen auf die hohe Begabung seines Landsmannes aufmerksam gemacht, veranlaßt ihn, der schon nach Basel übersiedeln wollte, in Dänemark zu bleiben. Er überläßt ihm die Insel Hveen im Sund, wo nun T. seine weltberühmte Sternwarte, die »Uranienburg«, baut und dank königlicher Munizifenz mit den kostbarsten Instrumenten und Apparaten ausrüstet. Mit zahlreichen Gehilfen, unter denen Longomontanus (1562—1647) der hervorragendste ist, lebt er hier ganz der Erforschung des Himmels und vermag seine hohen Talente für die Beobachtungskunst, sowohl in der Konstruktion wie in der Benutzung der Instrumente, aufs beste zu verwerten. Erst nach dem

Tode Friedrichs (1588) wird seine Ruhe gestört; Widersacher, deren der heftige, selbstbewußte Mann nicht wenige hatte, untergraben seine Stellung bei Hofe, berauben ihn der königlichen Unterstützung und nötigen ihn endlich (1597), samt Familie und Instrumenten Dänemark ganz zu verlassen. Nach zweijährigem Aufenthalte bei dem befreundeten Grafen von Rantzau in Wandsbeck folgt er einem Rufe Rudolfs II. nach Prag als kaiserlicher Astronom und Mathematiker. Kaum aber zur Ruhe gelangt, stirbt er plötzlich, seine unschätzbaren Beobachtungen dem größeren Nachfolger, seinem Gehilfen Kepler, überlassend. Tycho's Größe liegt auf praktischem Gebiete, in der Beobachtung und Beobachtungskunst, der er neue Bahnen eröffnete. Sein Hauptwerk, welches seine Beobachtungen wie auch sein Weltssystem enthält, sind die »Astronomiae instauratae progymnasmata« (2 Teile, Prag 1602). Ein zweites Werk: »Astronomiae instauratae mechanica« (Wandsbeck 1597) schildert die Uranienburg und ihre Instrumente.

Maestlin, Michael (1550—1631), aus Göppingen in Württemberg. Studiert Theologie und Mathematik in Tübingen, wird 1571 Magister, 1576 Diakonus; 1580 Professor der Mathematik in Heidelberg, seit 1583 in gleicher Stellung am Tübinger Stift. Verdienter Schriftsteller und Beobachter; Lehrer und Freund Keplers.

Bürgi, Joost oder Justus Byrgius (1552—1632), aus Toggenburg in der Schweiz. Ursprünglich Uhrmacher und Mechaniker; wird 1579 bei Wilhelm von Hessen »Hofuhrmacher«, später Astronom; lebt von 1603 an einige Jahre bei Kaiser Rudolf und Kepler, zuletzt aber wieder in Cassel. Erfindet den Proportionszirkel und, unabhängig von Neper, die Logarithmen; entdeckt vielleicht noch vor Galilei den Isochronismus des Pendels und konstruiert möglicherweise auch, zu Ende des 16. Jahrhunderts, eine Pendeluhr.

Kepler (Keppler), Johannes (27. Dezember 1571 bis 15. November 1630 n. St.), als Siebenmonatskind armer lutherischer Eltern zu Weil der Stadt in Württemberg geboren. Der schwächliche, von Krankheiten heimgesuchte Knabe — die Pocken ließen eine lebenslängliche »Blödigkeit des Gesichts« zurück — wuchs unter den widrigsten Verhältnissen auf. Mannigfacher Wechsel des Aufenthalts unterbrach häufig den 1577 begonnenen Schulbesuch; gleichwohl trat die Begabung des Knaben so mächtig hervor, daß er schon 1584 in die Adelsberger Klosterschule, zwei Jahre darauf nach Maulbronn kommen konnte. Nach dem Baccalaureatsexamen trat er (1589) in das berühmte protestantisch-theologische Stift zu Tübingen und erwarb schon 1591 die Magisterwürde.

K. sollte Theologe werden; aber die neue Lehre des Kopernikus, in die ihn Maestlin einführte, wie der Zelotismus und die starre Orthodoxie der Theologen, vor allem aber der innerste Drang seiner reichbegabten Natur führten ihn zur Mathematik und Astronomie. Anfang 1594 nahm er die Lehrstelle für Mathematik und Moral am Gymnasium zu Graz an, und dieser Schritt entschied seine Zukunft. Sein dort verfaßtes Erstlingswerk, »Prodromus dissertat. cosmograph.« oder »Mysterium cosmographicum« (Tübingen 1596) brachte ihm die Bewunderung von Galilei und Tycho, mit welchem ersterem er von nun an in lebhaftem Verkehr blieb. Graz behielt ihn nicht lange. Als 1598 eine Protestantenverfolgung in Inner-Österreich ausbrach und ihm 1600 endlich die Alternative zwischen Katholischwerden oder Auswandern gestellt wurde, entschied sich der

charakterfeste, überzeugungstreue Mann für letzteres; im Herbst des Jahres folgte er einer Aufforderung Tychos, als Gehilfe an dessen Arbeiten teilzunehmen und speziell die Planetentafeln auf Grund der Tychonischen Beobachtungen neu zu berechnen. Das bei dem herrschstichtigen und hochfahrenden Wesen Tychos unerquickliche Verhältnis löste, zum Glück für K., bald der Tod.

K. wurde nun an Tychos Stelle »kaiserlicher Mathematiker« mit einem nominellen Gehalte von 500 Gulden. Die Zeit in Prag ist wohl die wichtigste in K.s wissenschaftlichem Leben: er findet hier die beiden ersten seiner Gesetze, die er in der »Astronomia nova ... de motibus stellae Martis« (Prag 1609) darlegt, und er begründet die Dioptrik und die Theorie der Fernrohre in seinen Schriften: »Ad Vitellionem paralipomena« (Frankfurt 1604) und vor allem der »Dioptrice« (Augsburg 1611). Je höher aber sein wissenschaftlicher Ruhm stieg, desto schwieriger und trauriger wurde sein äußeres Leben; Krankheiten und Todesfälle suchten seine Familie heim, und Geldnot — sein niedriges Gehalt wurde nie voll ausgezahlt — zwang ihn zu »nichtswürdigen Kalendern und Prognostica«. So entschloß er sich, nach dem Tode seines kaiserlichen Beschützers Rudolf II., eine Stellung an der Landschaftsschule zu Linz anzunehmen; 1612 siedelte er über, fand aber, da er anfangs mit der Revision der Landesaufnahme (»Landmappe«) viel zu tun hatte, erst später Zeit, an die Vollendung der Planetentafeln, die seine astronomische Hauptaufgabe bildeten, zu gehen. Sie erschienen 1627 unter dem Titel: »Tabulae Rudolphinae« und blieben die Grundlage aller Planetenrechnungen für ein volles Jahrhundert. Daneben aber sann der tief sinnige, phantasiereiche Denker über die Geheimnisse im Bau des Sonnensystems, dessen Wesen er in einfachen Zahlenverhältnissen, an die Pythagoräische Lehre gewissermaßen anklingend, zu finden meinte. Sein 1619 zu Linz erschienenenes Lieblingswerk: »Harmonices mundi libri V« ist der literarische Ausdruck dieser Bemühungen, und ihr wichtigstes Ergebnis ist das dritte Gesetz der planetarischen Bewegung. Auch ein ausführliches Lehrbuch der Astronomie: »Epitome astronomiae Copernicanae« (Linz und Frankfurt 1618 bis 1622) und verschiedene kleinere Schriften gab der unermüdete Mann in dieser Zeit heraus, und alles dies ist um so bewundernswerter, als sich sein äußeres Dasein und häusliches Geschick keineswegs günstiger als früher gestaltete. Nach dem Tode seiner ersten Frau (1611) hatte er sich 1613 wieder verheiratet; die Kinder aber, die aus dieser Ehe hervorgingen, starben bis auf zwei. Dazu kam ein neues Mißgeschick in Gestalt des Hexenprozesses seiner 70jährigen Mutter, der ihn 1620 auf längere Zeit zu ihrer Verteidigung nach seiner Heimat führte. Der Schmerz, die verleumdete Frau als Hexe gefoltet zu sehen, blieb ihm glücklicherweise erspart. Auch unter den Wirren des 30jährigen Krieges wie unter der neuen Protestantenvorfolgung in Oberösterreich (Ende 1625) hatte er zu leiden.

Alles dies veranlaßte ihn, 1628 zu Wallenstein nach Sagan zu gehen. Mit diesem war er schon früher bekannt geworden — er hatte ihm 1609 das Horoskop gestellt —, und Kaiser Ferdinand II. verwies K. jetzt an ihn wegen der Gehaltsrückstände. Der Friedländer förderte den großen Astronomen zwar in seinen wissenschaftlichen Arbeiten, leistete aber die zugesagte Zahlung nicht, sondern suchte ihn mit einer Professur an der Universität Rostock abzufinden. K. ging hierauf nicht ein, verließ vielmehr Sagan, um vor dem in Regensburg versammelten Reichstage seine Rechte geltend zu machen. Die Überanstrengung des langen Rittes warf ihn aber dort auf das Krankenbett, und nach kurzen

Fieber starb der vielgeprüfte Mann am 15. November 1630. Gesamtausgabe seiner Werke von Frisch (8 Bände, Frankfurt 1858—71).

Galilei und seine Nachfolger.

Galilei, Galileo (16. Februar 1564 bis 8. Januar 1642), aus Pisa, verlebte die ersten Jahre in Florenz. Die großen Anlagen, die der Knabe verriet, bestimmten die Eltern, ihm eine gelehrte Erziehung zu geben; mit 17 Jahren bezog er die Universität Pisa, um Medizin zu studieren. Schon in dieser Zeit soll er den Isochronismus des Pendels gefunden haben. Innerer Drang führte ihn zur Mathematik und Physik, denen er sich von nun an ausschließlich widmete; 1589 erhielt er seine erste Stelle als Dozent für Mathematik in Pisa. Er trat nun öffentlich als Gegner der Aristotelischen Physik auf und widerlegte namentlich dessen Lehre über den freien Fall der Körper. Diese Polemik gegen die Autorität des Aristoteles, die für unantastbar gegolten, brachte ihm so viele Gegner, daß er schon 1592 sein Lehramt aufgab; die Empfehlungen einflußreicher Gönner verschafften ihm indessen sehr bald wieder eine gesicherte Stellung als Professor in Padua, wo er bis 1610 blieb. Einen großen Teil seiner epochemachenden physikalischen Entdeckungen machte oder vollendete er in dieser Zeit. Er bewies das Fallgesetz, konstruierte das Fernrohr und erfand den Proportionalzirkel. Die zahlreichen und wichtigen Entdeckungen, die ihm das Fernrohr brachte, vereinigte er in dem »Nuncius sidereus« (Venedig 1610).

Die Berühmtheit, die G. in Padua erlangte, bewog seinen früheren Schüler Cosimo II. von Toskana, ihn, diesmal als ersten Mathematiker, nach Pisa zurückzurufen. G. nahm an, trotz der Warnungen seiner Freunde, die das am römischen Himmel heraufziehende Gewitter für den kühnen, dem Aristoteles wie den Kirchendogmen widerstreitenden Forscher fürchteten. Im Frühjahr 1611 ging er sogar selbst nach Rom, um Freunde und vorurteilsfreie Kardinäle von seinen Entdeckungen zu überzeugen. Dies erreichte er zwar, allein damit stieg nur die Feindschaft der Priester, und deren Einfluß brachte es schließlich dahin, daß vom Papst eine Kommission eingesetzt wurde, welche Anfang 1616 die Kopernikanische Lehre, der G. offen huldigte, und alle Schriften über sie als ketzerisch verdammt. Der Sturm verzog sich indessen auf kurze Zeit, als G. zu seiner Verteidigung abermals nach Rom eilte.

Im Jahre 1623 bestieg Kardinal Barberini als Urban VIII. den päpstlichen Stuhl. G., der sich früher seiner Gunst erfreute, trat bald aufs neue öffentlich für die neue Lehre ein, und zwar mit der berühmten Schrift: »Dialogo sopra i due massimi sistemi del mondo, Tolemaico e Copernicano« (Florenz 1632). Trotz des Aufsehens und Erfolges, den das Buch errang, wäre er vielleicht unangefochten geblieben. Allein seine Feinde wandten neue Mittel an, ihn zu verderben. Sie machten den Papst glauben, er sei unter dem Simplicius in G.s Schrift zu verstehen, und brachten ein Dokument vor, welches nach der früher (1616) G. erteilten Ermahnung ein strenges Verbot enthielt und den Befehl, für immer von der heliozentrischen Lehre abzustehen und sie in keiner Weise mehr zu verteidigen. Dieser Zusatz, welcher weder G. noch sonst jemand bekannt war, ist mit größter Wahrscheinlichkeit erst 1632 hinzugefügt, das Dokument also dadurch gefälscht worden. Es diente nun zur Handhabe gegen den freimütigen Mann.

Zunächst wurden seine Schriften verboten; dann wurde eine Kommission von Theologen ernannt, die das Buch der Inquisition überwies, endlich er selbst nach Rom gefordert. G. kam im Februar 1633 dort an und mußte nun, nach mehrfachen Verhören, am 22. Juni abschwören und alle »Irrtümer und Ketzerien« verfluchen. Einer kurzen wirklichen Einkerkerung folgte eine längere Absperrung, erst in der Villa Medici, dann in Siena. Anfang Dezember 1633 durfte er zwar auf sein Landhaus zu Arcetri bei Florenz zurückkehren, war aber auch dort ein Gefangener, durfte niemand sehen und sprechen und nur schriftlich mit Freunden einigermaßen frei verkehren. Da gleichzeitig der Druck irgend welcher Schrift G.s in Italien verboten wurde, so mußte er sich an das Ausland wenden und sein mechanisches Hauptwerk, die »Discorsi e dimostrazioni matematiche etc.«, worin er die Fallgesetze und die Kohäsionslehre auseinandersetzt, in Leiden (1638) drucken lassen.

Als er 1637 erblindete und überhaupt sehr leidend wurde, gestattete man ihm zwar die Rückkehr in sein Haus nach Florenz, aber auch dort blieb er wie ein Gefangener, und erst 1639 durfte Viviani als erster Schüler offen zu ihm treten, dem sich 1641 noch Torricelli anschloß. Bei voller Geisteskraft starb der große Märtyrer am 8. Januar 1642. — Die Kirche verfolgte ihn und seine Lehre auch nach dem Tode; erst nach Jahrzehnten durfte sein Grab mit Inschrift und Monument versehen werden, und erst fast ein Jahrhundert später fand er in dem Florentiner Pantheon, der Kirche Santa Croce, das seiner Größe gebührende äußere Denkmal.

Fabricius, David (1564—1617), aus Esens in Ostfriesland; 1584 Pfarrer. erst zu Resterhave, dann (1603) zu Osteel, beides in Ostfriesland. Durch die Entdeckung von Mira Ceti (1596) und andere Beobachtungen mit Tycho und Bürgi, später auch mit Kepler bekannt geworden, mit denen er lebhaft korrespondiert. — Sein Sohn Johannes (1587 bis ca. 1615) entdeckt unabhängig von Galilei (der sie möglicherweise schon im August 1610 fand) Ende 1610 die Sonnenflecke, worüber die Schrift: »De maculis in Sole observatis etc.« (Wittenberg 1611) handelt. Von Kepler sehr geschätzt, ebenso der Vater, den Kepler für den besten Beobachter nach Tycho erklärte.

Marius, Simon, eigentlich Mayr (1570—1624), aus Gunzenhausen in Bayern. Studiert 1601 unter Tycho und Kepler in Prag Astronomie, später in Padua Medizin; von 1604 an als Hofastronom zu Ansbach. Einer der ersten und eifrigsten Beobachter mit dem Fernrohr; findet u. a. 1612 den Andromeda-Nebel.

Bayer, Johannes (1572—1625 [1660?]), aus Rhain in Bayern, zu Augsburg als Rechtsanwalt gestorben. Gibt in seiner »Uranometria« (Augsburg 1603) den ersten großen und brauchbaren Sternatlas heraus; darin die noch jetzt gebräuchliche Bezeichnung der helleren Sterne durch das griechische und zum Teil durch das lateinische Alphabet.

Scheiner, Christoph (1575—1650), aus Walda bei Mindelheim in Schwaben. Jesuit; Professor zu Freiburg i. B., dann (1610—16) in Ingolstadt, darauf einige Jahre in Rom, zuletzt Rektor des Jesuitenkollegs in Neiß. Entdeckt 1603 den Storchschnabel, sieht sehr bald nach Fabricius und Galilei die Sonnenflecke, worüber er mit letzterem in heftigen Prioritätsstreit gerät; ist auf optischem, namentlich physiologisch-optischem Gebiete tätig, worüber die Schrift:

»Oculus h. e. fundamentum opticum etc.« (Ingolstadt 1619) handelt. Seine Wahrnehmungen und bemerkenswerten Untersuchungen über die Sonne enthält das große Buch: »Rosa ursina etc.« (Bracciano 1630).

Vernier, Pierre (1580—1637), aus Ornans in der Franche-Comté. Generaldirektor der Münzen in Burgund. Gibt in seiner Schrift: »La construction, l'usage et les propriétés du quadrant de mathémat.« (Brüssel 1631) die erste Idee des Vernier oder Nonius.

Cysat, Joh. Baptist (1586—1657), aus Luzern. Jesuit; 1611 Schüler Scheiners, 1616 dessen Nachfolger in Ingolstadt; schließlich Rektor des Jesuitenkollegs in Luzern. Eifriger und geschickter Beobachter; findet bei seinen Beobachtungen des Kometen vom Jahre 1618 den Orion-Nebel.

Snellius, Willebrord, eigentlich Snell van Roijen (1591—1626), aus Leiden. Entdeckt das Brechungsgesetz; löst zuerst die nach Pothnot benannte geometrische Aufgabe bei Gelegenheit einer Gradmessung, die er 1615 bis 1617 in Holland unternahm, der ersten, bei welcher eine wirkliche Triangulation zur Anwendung kam.

Gassendi, Pierre (1592—1655), Sohn eines Bauern zu Champcerier bei Digne. Schon mit 17 Jahren daselbst Lehrer der Rhetorik; 1616 Professor der Philosophie in Aix; tritt dann in den Minoritenorden; seit 1645 Professor der Mathematik am Collège royal zu Paris. Durch verschiedene Beobachtungen bekannt. Akzeptiert in seiner »Institutio astronomica etc.« (Paris 1647) scheinbar Tychos Weltsystem; verfaßt die ersten brauchbaren Biographien in »Tychonis Brahei, Nic. Copernici etc. vita« (Paris 1654).

Descartes, René, oder **Cartesius** (1596—1650), aus La Haye in Touraine. Neben Spinoza und Leibniz der größte Philosoph des 17. Jahrhunderts; Begründer der analytischen Geometrie; in der Astronomie durch seine Wirbeltheorie bekannt.

Riccioli, Giov. Battista (1598—1671), aus Ferrara. Jesuit und Lehrer an verschiedenen Ordenskollegien, zuletzt in Bologna. Sorgfältiger Kompilator und fleißiger Beobachter, aber Gegner des Kopernikanischen Systems; sein Hauptwerk: »Almagestum novum« (Bologna 1651) enthält neben vielem prinzipiell Verkehrtem eine Fülle auch historischen Details.

Hevel, Johannes, eigentlich Höwelcke, latinisiert Hevelius (1611 bis 1687), aus Danzig. Auf Wunsch seiner Eltern entschließt er sich zum Studium der Jurisprudenz; geht mit 20 Jahren nach Leiden, dann nach England und Frankreich und kehrt 1634 nach Danzig zurück. Widmet sich von 1639 ab fast ausschließlich der Astronomie. Zugleich ist er in städtischen Ämtern tätig. Den Verlust seiner mit schönen Meßinstrumenten, namentlich Quadranten, versehenen Sternwarte durch Brand (1679) trägt er mit großer Stärke, trotzdem auch wertvolle Manuskripte, seine große Büchersammlung u. a. zugrunde gehen. Seine Energie und die Unterstützung von verschiedenen Seiten ermöglichen den Bau einer neuen Sternwarte, auf der er bereits 1682 wieder beobachtet. Nach längerer Krankheit stirbt er an seinem Geburtstag, dem 28. Januar 1687. — H. ist nur Beobachter; natürliches Geschick und großer Eifer verbanden sich mit nützlichsten Talenten, wie der Zeichen- und Kupferstecherkunst, und ersetzen höhere geistige Gaben bis zu gewissem Grade. Sein Verdienst liegt mehr auf

beschreibend-topographischem als messendem Gebiete, und das größte hat er sich in seinem ersten Hauptwerke, der »Selenographia« (Danzig 1647), um den Mond erworben; H. ist der Begründer der Mondtopographie. Mit den Kometen hat er sich gern und eingehend beschäftigt, wie sein »Prodromus cometicus« (1665) und besonders die »Cometographia« (1668) zeigen; auch die im zweiten Hauptwerke, der »Machina coelestis« (2 Teile, 1673 und 1679), enthaltene Beschreibung seiner Instrumente bietet vieles Interessante.

Picard, Jean (1620—1682), aus La Flèche in Anjou. Erst Priester, Schüler von Gassendi, später dessen Nachfolger am Collège de France und eines der ersten Mitglieder der 1666 gegründeten Pariser Académie des Sciences. Führt 1669 die erste genaue Gradmessung in Frankreich aus, wobei zum ersten Male Winkelmeßinstrumente mit Fernrohren angewandt werden (*Mesure de la terre*, Paris 1671). Geht 1671 nach Dänemark, um Tycho's fast ganz verfallene Uranienburg zu besuchen, und kehrt mit O. Römer zurück (*Voyage d'Uranibourg*, Paris 1680). Begründet später (1679) das erste französische astronomische Jahrbuch, die »*Connaissance des temps*«, stellt als erster (1668) erfolgreich Beobachtungen am Tage, im Meridian, an und bestimmt Instrumentalfehler; gehört überhaupt zu den besten Beobachtern seiner Zeit.

Cassini, Giov. Domenico (1625—1712), aus Perinaldo bei Nizza. 1650 Professor der Astronomie in Bologna, dann Ingenieur; wird 1669 zum Mitglied der Pariser Akademie und ersten Astronomen der neuen, 1667—72 erbauten Sternwarte berufen. Hier wie schon in Italien als Beobachter ungemein tätig und erfolgreich, auch sehr fruchtbarer Schriftsteller. Erblindet in höherem Alter, vielleicht infolge von Überanstrengung. Unter seinen wichtigsten Entdeckungen und Beobachtungen sind die vier Saturnssatelliten, das Zodiakallicht, die Jupitersrotation zu nennen. — Söhne und Enkel folgen ihm als Astronomen und in der Direktion der Pariser Sternwarte: der Sohn Jacques C. (1677—1756), der nach Halley zuerst die Eigenbewegungen der Sterne weiter verfolgt; C. de Thury, dessen Sohn (1714—1784); J. Dom. C., Graf von Thury, der Urkel (1748—1845).

Huygens, Christian (14. April 1629 bis 8. Juni 1695), aus angesehener Familie im Haag. Erhält vom Vater den ersten Unterricht in Mathematik und Mechanik; studiert dann die Rechte in Leiden und Breda; unternimmt 1649 ausgedehnte Reisen nach Deutschland, Frankreich und England; publiziert nach seiner Rückkehr verschiedene wichtige mathematische Schriften, darunter: »*De ratiociniis in ludo aleae*« (Leiden 1657), worin er den Grund zur Wahrscheinlichkeitsrechnung legt. 1666 wird er Mitglied der neuen Pariser Akademie; lebt in Paris bis 1681; von da an aber bis zu seinem Tode wieder im Haag. — H. ist einer der scharfsinnigsten, geistvollsten und dabei tätigsten Forscher, ebenso hervorragend als theoretischer Physiker, wie seine schönen Untersuchungen und Entdeckungen über das Licht, die Zentrifugalkraft, die Gestalt der Erde u. a. beweisen, wie als mechanischer Erfinder und astronomischer Beobachter. Er vervollkommnet das Fernrohr; entdeckt die wahre Gestalt des Saturnsrings und den ersten Saturnstrabanten, wovon zum Teil die Schrift: »*Systema Saturnium*« (Haag 1659) handelt; führt endlich das Pendel bei den Uhren ein, dessen Theorie er in dem »*Horologium oscillatorium*« (Paris 1673) entwickelt.

Richer, Jean (16. — 1696); macht 1671—73 im Auftrag der Pariser Akademie die Reise nach Cayenne zur Bestimmung der Sonnenparallaxe, wobei u. a. zuerst die Abnahme der Schwere gegen den Äquator hin dargetan wurde. Stirbt in Paris; von seinem Leben sonst nichts bekannt.

Kirch, Gottfried (1639—1710); Sohn eines Schneiders in Guben. Studiert erst bei Weigel in Jena; dann Gehilfe bei Hevel; lebt später, hauptsächlich als Kalendermacher, im sächsischen Vogtlande, darauf in Koburg und in Leipzig, wo er eine Schülerin des Sommerfelder Bauer-Astronomen Arnold (1650—1695) heiratet. Später wieder in Guben, von wo er 1700 als Direktor an die neu zu errichtende Sternwarte nach Berlin berufen wird. Nach deren Vollendung (1706) beobachtet er fleißig mit Frau und Kindern. Von ihm und seinem Sohne und Nachfolger Christfried K. (1694—1740) zahlreiche Beobachtungen von Kometen und Veränderlichen.

Römer, Olaus (Ole) (1644—1710), aus Aarhus in Dänemark. Schüler und Freund von Picard; von 1671—1681 in Paris als Lehrer des Dauphin und Mitglied der Akademie; dann Professor der Mathematik in Kopenhagen. Begründet dort den Ruf der schon unter Longomontan errichteten Sternwarte; daneben im Dienste von Stadt und Staat tätig und angesehen. Entdeckt 1676 die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes; erfindet den Meridiankreis und ein Mikrometer zur Beobachtung der Finsternisse. Seine wertvollen Meridianbeobachtungen gingen leider bei einer Feuersbrunst zugrunde, welche 1728 die Sternwarte zerstörte; nur die Beobachtungen dreier Tage wurden durch seinen Gehilfen und Nachfolger Peter Horrebow (1679—1764) erhalten.

Newton und seine Zeit.

Newton, Isaac (5. [6.] Januar 1643 bis 31. März 1727 n. St.); Sohn eines Gutsbesitzers zu Woolsthorpe in Lincolnshire. Wie Kepler wurde auch N. zu früh geboren. Auf der Schule von Grantham, wohin er als 12jähriger Knabe kam, war er nichts weniger als hervorragend. Nach vier Jahren zur Mutter zurückgekehrt, sollte er ihr in ländlichen Geschäften beistehen; doch schien er zu nichts brauchbar, ein Träumer, dem ein Buch oder eine Maschine das Liebste war. Ein Oheim wurde endlich auf den absonderlichen Knaben aufmerksam und beschloß, ihn studieren zu lassen. So kam N., fast ohne alle Vorkenntnisse, 1660 nach Cambridge. Teils selbständig, teils geleitet von seinem Lehrer Barrow, macht er nun die größten Fortschritte, beherrscht bald das Gesamtgebiet der Mathematik und schreitet selbst zu eigenen Untersuchungen; so findet er z. B. den binomischen Lehrsatz. Im Jahre 1666 soll ihn der Fall eines Apfels zuerst auf die Idee, die Schwere sei eine allgemeine und nicht auf die Erde beschränkte Kraft, gebracht haben; doch lenkte ihn der scheinbare Mißerfolg seiner auf den Mond angewandten Rechnung auf lange Jahre wieder ab. Inzwischen war er 1669 an Stelle Barrows, der zugunsten seines genialen Schülers entsagte, Professor der Mathematik in Cambridge geworden, und Anfang 1672 nahm ihn die 1645 gegründete Royal Society als Mitglied auf. Aus dieser Zeit rührt vermutlich die Entdeckung der sogenannten Fluxions- (jetzt Infinitesimal-) Rechnung her, die ihn bald in einen Prioritätsstreit mit Leibniz verwickelte. In der Cambridger Stellung blieb N. über 30 Jahre; doch wurde er 1695 zum

Aufseher und 1699 zum Vorsteher der königlichen Münze ernannt, wodurch sich sein bis dahin sehr dürftiges Gehalt erheblich verbesserte. Im Jahre 1703 siedelte er dann auf längere Zeit ganz nach London über, wurde im gleichen Jahre Präsident der Royal Society und überhaupt mit Ehrenbezeugungen überhäuft. Da er unvermählt blieb, führte ihm seine Nichte, Miss Barton, das Haus und pflegte ihn, als sich vom 80. Jahre an allerhand Leiden einstellten. Seine Natur, durch gesunde Lebensweise gestählt, widerstand lange; erst im Jahre 1725 erkrankte er an einer Lungenentzündung ernstlicher und starb 1727 auf seinem Landsitze in Kensington an einem Rückfall. Sein Leichnam ruht in dem Pantheon Englands, der Westminster-Abtei. — Trotz des Ruhmes, ja auch des Reichthums, den er schließlich erwarb, ist N. stets einfach und anspruchslos geblieben; voller Menschenliebe, die er überall betätigte, und voll tiefer Gottesfurcht. Es mag sein, daß der Verlust wertvoller Manuskripte infolge eines Zimmerbrandes (1693) für kurze Zeit seinem Geiste eine gewisse krankhafte Richtung gegeben hat, und fest steht, daß er sich in den letzten Jahren vielfach mit theologischen Fragen befaßte; doch ist die Ansicht, seine Geisteskräfte seien schließlich dauernd geschwächt gewesen, durch nichts zu rechtfertigen.

Die Anlage von N.s Intellekt war, ähnlich wie bei Gauß, eine wesentlich mathematische. Seine Sache war dabei nicht, viel zu schreiben, sondern tief zu denken, und so existieren weniger Schriften von ihm, als man vermuten sollte.

Die ersten sich auf die allgemeine Schwere beziehenden Forschungen fallen, wie oben erwähnt, in das Jahr 1666, führten aber wegen mangelhafter numerischer Daten zu keinem Ziele. Erst als ihm 1682 die Resultate der Picardschen Gradmessung bekannt geworden waren, nahm er seine Rechnungen energisch wieder auf und führte sie nun schnell zu Ende. Man sagt, er habe die letzte kleine mechanische Arbeit Freunden überlassen müssen, weil ihn die Überzeugung von der Wahrheit seiner großen Entdeckung, zu der er schon vor Vollendung der Rechnung kam, in einen Zustand höchster Aufregung versetzt habe. Im folgenden Jahre sandte er die Hauptresultate an die Royal Society, ließ sich aber erst 1686, wesentlich durch einen Besuch Halleys im Jahre 1684 veranlaßt, bestimmen, das vollständige Manuskript der Gesellschaft vorzulegen. Ein Jahr darauf erschien dann das fundamentale Werk unter dem Titel: »*Philosophiae naturalis principia mathematica*«, welches übrigens außer der Gravitationstheorie auch die Theorie der Lichtbrechung, der Schallfortpflanzung u. a. enthält. Damit waren die Ansprüche beseitigt, die der ihm feindlich gesinnte Hooke auf die Entdeckung zu haben vorgab. Zwar war dieser sowohl wie Wren, der berühmte Erbauer der Paulskirche, und Halley gewissermaßen auf dem Wege zur Auffindung; aber das, was sie über die Gravitation gelegentlich äußerten, waren nur Ideen und Vermutungen, während N.s überlegener Genius den strengen Beweis lieferte und aus dem Gravitationsgesetze alle Folgerungen, namentlich auch die Keplerschen Gesetze, streng ableitete.

Auf rein physikalischem und mathematischem Gebiete rühren von N. noch drei Hauptwerke her: die »*Opticks*« (London 1704), in der er seine sämtlichen Untersuchungen über das Licht systematisch zusammenstellt; die »*Arithmetica universalis*« (Cambridge 1707), und die »*Analysis*« (London 1711), worin u. a. die Grundzüge der Infinitesimalrechnung entwickelt werden. — In

den *Philos. Transactions* findet sich seit 1672 eine Reihe hauptsächlich optischer Abhandlungen. Die Konstruktion des nach ihm benannten Teleskops fällt in das Jahr 1671.

Dörffel, G. Samuel (1643—1688), aus Plauen; Pfarrer, zuletzt Superintendent zu Weida in Sachsen-Weimar. Weist in seiner Schrift über den großen Kometen von 1680 (Plauen 1681) auf die parabolische Bewegung der Kometen hin, die dann Newton streng nachweist.

Flamsteed, John (1646—1719), aus Derby. Vom Vater zum Geistlichen bestimmt, doch bricht sich bald die Liebe zur Astronomie Bahn; verschiedene Beobachtungen von Sonnenfinsternissen und Kometen verschafften ihm Ruf. Studiert dann von 1670 an in Cambridge; macht den König Karl II. auf die Notwendigkeit neuer und guter Beobachtungen, namentlich zur Bestimmung der Längen, aufmerksam und ruft 1675 auf diese Weise die königliche Sternwarte zu Greenwich ins Leben, deren erster Astronom (»Astronomer Royal«) er wird. Beobachtet hier eifrig, anfangs an sehr rohen, jedoch mit Fernrohr versehenen Sextanten, seit 1689 an besseren Mauerquadranten. Die zahlreichen und für die damalige Zeit sehr genauen Beobachtungen liegen dem ersten großen modernen Sternkatalog, der »*Historia coelestis britannica*« (London 1712 bezw. 1725) und dem »*Atlas coelestis*« (1729) zugrunde.

Halley, Edmund (1656—1742), Sohn eines wohlhabenden Seifensieders zu Haggerston bei London. Kommt 17jährig nach Oxford, wo er sich theoretisch rasch entwickelt und schon 1676 eine Abhandlung aus der Planetentheorie in den *Philos. Trans.* publiziert; im gleichen Jahre reist er nach St. Helena, um im Anschluß an Hevel und Flamsteed die Sterne des südlichen Himmels zu beobachten. Das Ergebnis dieser Expedition war der »*Catalogus stellarum australium*« (London 1679). Die Beschäftigung mit der Theorie des Erdmagnetismus führt H. 1698 und 1699 nach den Küsten des südlichen Afrika und Amerika. Die wichtigste Frucht dieser beiden Expeditionen war die erste Deklinationskarte. 1720, nach Flamsteeds Tode, wurde er königlicher Astronom zu Greenwich, wo er hochbetagt starb. — H. ist einer der fleißigsten und verdienstvollsten Astronomen der neueren Zeit. Er berechnete zuerst nach Newtons Methode die Bahnen von Kometen (über 20), unter denen der nach ihm benannte periodische Komet am bekanntesten ist. Seine Methode der Parallaxenbestimmung der Sonne aus Venusdurchgängen veröffentlichte er in den *Phil. Trans.* 1693 und 1716. Auf die Eigenbewegung verschiedener Fixsterne machte er 1718 aufmerksam.

Das achtzehnte Jahrhundert.

Molyneux, Samuel (1689—1728); Sohn eines wohlhabenden Privatmannes zu Dublin, Liebhaber der Astronomie und Optik. Macht auf seiner Privatsternwarte zu Kew bei London, erst allein, dann mit Bradley, die Beobachtungen über γ Draconis, die Bradley zur Entdeckung der Aberration führen.

Bradley, James (. . . 1692^o bis 13. Juli 1762), aus Shireborn in Gloucester. Studiert anfangs Theologie und wird Pfarrer; etwa 1715 aber durch

seinen Oheim James Pound der Astronomie zugeführt, worin er so rasche Fortschritte macht, daß er schon 1721 Professor der Astronomie in Oxford wird. Von hier aus besucht er 1725 Molyneux zu Kew bei London, nimmt an dessen Beobachtungen von γ Draconis teil, setzt sie dann allein fort und findet 1728 die Erklärung der auffallenden Ortsveränderungen in der Aberration des Lichtes. Sein berühmter Brief an Halley: »An account of a new discovered motion of the fixed stars« (Philos. Trans. 1728) enthält die Entdeckung und Erklärung des Phänomens. Hierdurch ist sein Ruf begründet; er erhält nach Halleys Tode die Direktion der Greenwicher Sternwarte, deren größter Beobachter er wird. Zunächst vollendet er hier die schon 1727 begonnenen, auf die Nutation bezüglichen Beobachtungen, deren Resultate in der zweiten wichtigen Abhandlung: »On the apparent motion of the fixed stars« (Philos. Trans. 1748) niedergelegt sind. Mit neuen Instrumenten, Mauerquadrant und Passageninstrument, stellt er dann, unter Berücksichtigung der Instrumentalfehler und der Refraktion, seit 1750 die schönen Meridianbeobachtungen von Fixsternen an, die später Bessel in seinen »Fundamentis« bearbeitet hat, und welche alle vorangegangenen an Genauigkeit weit übertreffen. Seine angegriffene Gesundheit nötigte ihn 1761, Greenwich zu verlassen und aufs Land nach Chalford zu ziehen, wo er am 13. Juli 1762 starb.

Bouguer, Pierre (1698—1758), aus Croisie in der Bretagne. Später in Paris, seit 1731 als Mitglied der Akademie. Nimmt 1735—43 mit La Condamine an der großen Gradmessungs-Expedition nach Peru teil. Feiner Physiker und Beobachter; legt neben Lambert den Grund zur wissenschaftlichen Photometrie in seinen Schriften: »Essai d'optique« (Paris 1729) und »Traité d'optique« (1760); konstruiert unabhängig von Savery das Heliometer (1748).

Maupeirtuis, Pierre Louis Moreau de (1698—1759), aus vornehmer Familie zu St. Malo. Anfangs Militär; nahm als Dragoner-Kapitän seinen Abschied und wandte sich der Wissenschaft zu. Schon 1731 Mitglied der Pariser Akademie; leitet 1736 die Lappländische Gradmessungs-Expedition, deren Resultate in: »La figure de la terre etc.« (Amsterdam 1738) veröffentlicht sind. Wird 1740 von Friedrich dem Großen nach Berlin berufen, dort 1746 Präsident der neuen Akademie der Wissenschaften, kehrt aber 1753 nach Paris zurück. Auf einer Reise stirbt er bei seinem Freunde Joh. Bernoulli in Basel.

Dollond, John (1706—1761), aus Spitalfields bei London; Sohn eines französischen, nach England geflüchteten Protestanten. Anfangs Seidenweber, seit 1752 Optiker. Konstruiert 1757 die ersten Achromaten, um deren Vervollkommnung sich dann namentlich sein Sohn Peter D. (1730—1820) verdient macht.

Euler, Leonhard (1707—1783), aus Basel. Schüler speziell von Joh. Bernoulli; geht 1727 nach St. Petersburg; lebt 1741—1766 als Akademiker zu Berlin, von da ab in gleicher Stellung wieder in St. Petersburg. Erblindet 1735 auf einem, 1766 auf dem zweiten Auge. — Einer der genialsten Mathematiker und fruchtbarsten Schriftsteller, die überhaupt gelebt haben; die Zahl seiner publizierten Arbeiten beträgt nicht weniger als 756, wozu noch über 200 nachgelassene treten. Die Astronomie, speziell die theoretische, förderte er in zahlreichen Abhandlungen; sein wichtigstes größeres Werk ist hier die »Theoria motuum planetarum et cometarum« (Berlin 1744). In der praktischen

Astronomie weisen er und der schwedische Mathematiker Sam. Klingenshjerna (1698—1765) die Möglichkeit achromatischer Fernrohre nach.

Lacaille, Nicolas Louis de (1713—1762), aus Rumigny in Thiérache. Anfangs Theologe; von Jaques Cassini für die Astronomie gewonnen; als Astronom zuerst bei der französischen Gradmessung tätig; wird 1739 Professor der Mathematik am Collège Mazarin, 1741 Mitglied der Akademie; lebt 1751—54 in deren Auftrage am Kap der guten Hoffnung, wo er eine Gradmessung ausführt, namentlich aber zahlreiche südliche Sterne beobachtet; sein Katalog: »Coelum australe stelliferum« (Paris 1763 bezw. London 1847) enthält nahe 10000 Objekte.

Mayer, Christian (1719—1783), aus Meseritsch in Mähren. Jesuit; erst Lehrer in Aschaffenburg, dann Professor der Mathematik in Heidelberg, auch kurpfälzischer Hofastronom in Mannheim, wo er eine Sternwarte errichtet. — Macht in seiner Schrift: »Gründliche Verteidigung neuer Beobachtungen von Fixsterntabanten« (Mannheim 1778) in Deutschland zuerst auf die Doppelsterne aufmerksam.

Mayer, Joh. Tobias (1723—1762), aus Marbach in Württemberg. Früh verwaist und in ärmlichen Verhältnissen lebend, zuerst in Marbach, dann in Erlangen aufgewachsen, ist er wesentlich Autodidakt. Schon im 18. Jahre veröffentlicht er eine geometrische Abhandlung. Von Augsburg, wo er einige Zeit zubrachte, geht er 1746 als Mitarbeiter am Homannschen Landkarteninstitut nach Nürnberg und folgt 1751 einem Rufe als Professor der Mathematik nach Göttingen; 1754 erhält er die Aufsicht über die dortige kleine Sternwarte, wo er unter den ungünstigsten Verhältnissen beobachtet, bis ihm Überanstrengung einen frühen Tod bringt. — M. ist einer der tüchtigsten Astronomen des 18. Jahrhunderts; namentlich haben ihn seine Arbeiten über den Mond, seine Mondtafeln und die darauf beruhenden Methoden der Längenbestimmung zur See dauernden Ruhm gesichert. Das englische Parlament gewährte bald nach seinem Tode der Witwe für die schon 1752 in der Hauptsache vollendeten »Novae tabulae motuum Solis et Lunae« einen Teil des Preises, den es für die beste Methode der Längenbestimmung bereits 1713 ausgesetzt hatte; mit M. teilten sich in den Preis der Uhrmacher Harrison und Euler, welcher die Theorie der Mondbewegung wesentlich vervollkommnet hatte. Auch als Erfinder ist er glücklich; in der Abhandlung »Nova methodus perficiendi instrum. geometr.« beschreibt er das Prinzip der Multiplikation der Winkel und einen Spiegelkreis, der ähnlich später von Borda ausgeführt wurde. Ebenso macht er sich durch die ersten genauen Messungen um eine rationelle Mondtopographie verdient; stellt relativ genaue Beobachtungen für einen Sternkatalog an, sammelt Daten zur Eigenbewegung der Fixsterne, untersucht die astronomische und terrestrische Refraktion u. a. Lichtenberg hat in den »Opera inedita T. Mayeri« (Göttingen 1775) dem bedeutenden, leider unter widrigen Verhältnissen schaffenden Manne ein rühmliches Denkmal gesetzt.

Kant, Immanuel (1724—1804), Sohn eines Sattlers in Königsberg. Erst Hauslehrer, dann Dozent und seit 1770 Professor der Logik und Metaphysik an der Universität. Stirbt in seiner Vaterstadt. Die Astronomie hat sein großer Geist in der »Allgemeinen Naturgeschichte und Theorie des Himmels« (Königsberg 1755) mit Ideen befruchtet.

Lambert, Johann Heinrich (1728—1777), aus Mühlhausen im Elsaß; Sohn eines Schneiders. Arbeitet sich durch eigene Kraft empor zum Buchhalter eines Eisenwerkes, Sekretär eines Baseler Professors, endlich Hauslehrer beim Präsidenten v. Salis in Chur. Unternimmt dann 1756—58 mit seinen Zöglingen Reisen nach Deutschland, Holland, Frankreich; lebt darauf längere Zeit in Bayern, endlich als Mitglied der Akademie der Wissenschaften (1765) in Berlin, wo er als Oberbaurat und von Friedrich dem Großen sehr geschätzt stirbt. — L. ist ebenso scharfsinnig als Physiker und Mathematiker, wie als Philosoph ideenreich, dabei literarisch äußerst fruchtbar. Seine astronomischen Verdienste beruhen hauptsächlich in der Photometrie, deren mathematischer Begründer er wurde, wie Bouguer der experimentelle, in seinen Beiträgen zur Kometenbahntheorie und in seinen kosmologischen Ideen; sie werden durch die drei Hauptschriften charakterisiert: die »Photometria« (Augsburg 1760), die Schrift »Insigniores orbitae cometarum proprietates« (Augsburg 1761) und die »Kosmologischen Briefe« (Augsburg 1761).

Messier, Charles (1730—1817), aus Badonviller in Lothringen. Von mangelhafter Vorbildung; wurde erst von De l'Isle zum praktischen Astronomen herangebildet. Macht sich besonders durch zahlreiche Kometenentdeckungen bekannt und liefert die ersten brauchbaren Nebelkataloge.

Lalande, Joseph Jérôme le François de (1732—1807), aus Bourg-en-Bresse. Tritt früh in eine Jesuitenschule, geht aber bald nach Paris, um auf Wunsch der Eltern Jura zu studieren. Die schon früh hervortretende Liebe zur Astronomie führt ihn zu De l'Isle und Lemonnier, deren eifrigster Schüler er wird. Auf des letzteren Verwendung wird er 1751 von der Akademie zu astronomischen Zwecken nach Berlin gesandt. Nach seiner Rückkehr geht er bald wieder nach Paris, um sich ganz der Astronomie zu widmen. Wird 1753 Mitglied der Akademie, 1761 Professor am Collège de France, später Direktor der Sternwarte der École militaire. — L. ist einer der fleißigsten Beobachter der neueren Zeit und einer der fruchtbarsten astronomischen Schriftsteller. Als Beobachter hat er sich vor allem durch seine zuerst in großem Stil ausgeführten Zonenbeobachtungen verdient gemacht, deren größten Teil (über 47000 Sterne enthaltend) Bailly auf Veranlassung der British Association herausgab (London 1847). Sein bekanntestes Werk ist das »Lehrbuch der Astronomie« (1764).

Maskelyne, Nevil (1732—1811), aus London; Doktor der Theologie. Geht 1761 zur Beobachtung des Venusdurchganges nach St. Helena, 1763 zur Prüfung der Harrisonschen Chronometer nach Barbados; wird 1765 Astronomer Royal zu Greenwich und veranlaßt 1767 durch den Board of Longitude die Herausgabe des Nautical Almanac, der verbreitetsten astronomischen Ephemeride. Unternimmt mit Hutton 1774 die Messungen am Berge Shehallien zur Bestimmung der Erddichte. Als Beobachter sehr fleißig und tüchtig.

Bailly, Jean Sylvain (1736—1793), aus Paris. Kustos der königlichen Gemäldesammlungen und Mitglied der drei französischen Akademien. Durch Lacaille zur Astronomie geführt, der er sich theoretisch, in verschiedenen Abhandlungen über die Jupiter Satelliten und Jupiter selbst, sowie praktisch widmet. Nach Ausbruch der französischen Revolution wird er zum Präsidenten der ersten Nationalversammlung und dann zum Maire von Paris erwählt, unter der Herrschaft der Jakobiner aber hingerichtet. — B.s hauptsächlichstes Verdienst beruht

in seinen literargeschichtlichen Arbeiten. In seinen Werken, der »Histoire de l'astron. ancienne« (Paris 1775), der »Hist. de l'astron. moderne« (3 Voll. 1779—82) und dem »Traité de l'astron. indienne et orient.« (1787) gibt er eine Darstellung der Geschichte der Astronomie.

Lagrange, Joseph Louis (1736—1813), aus Turin, wo sein Vater Kriegsschatzmeister war. Nach kurzem Besuche der Universität wird er bereits 1753 Professor der Mathematik an der Artillerieschule; folgt 1766 einem Rufe Friedrichs des Großen nach Berlin, wo er an Eulers Stelle Direktor der mathematischen Klasse der Akademie der Wissenschaften wird; 1787 geht er nach Paris, wo er außer der Professur für Mathematik an der École normale und École polytechnique auch eine Reihe von Ehrenämtern einnimmt. — Neben Euler ist L. der größte Mathematiker, speziell Analytiker der Vor-Gaußischen Zeit, und mit der Variationsrechnung, die er begründet, wie mit seinem fundamentalen Werke, der »Mécanique analytique« (Paris 1788), hat er auch der physischen Astronomie ganz neue Bahnen eröffnet.

Herschel, Friedrich Wilhelm (15. November 1738 bis 25. August 1822), aus Hannover. Sein Vater konnte ihm und seinen neun Geschwistern nur eine mittelmäßige Erziehung geben; doch zeigte sich der junge Wilhelm als fähiger Schüler und namentlich auch musikalisch begabt. So fand er schon früh in dem Hoforchester gelegentlich Beschäftigung, wurde indessen vom Vater, der die Astronomie sehr liebte, gleichzeitig auch auf diese Wissenschaft hingelenkt. Ende 1755 kam H. als Hautboist der Garden zuerst nach England, kehrte aber im folgenden Jahre nach Deutschland zurück. Er verließ das Land seiner Geburt zum zweiten Male und für immer, wie es scheint, nach der Schlacht von Hastenbeck (26. Juli 1757); sein nicht sehr kräftiger Körper soll den Strapazen des Krieges, den er zum Teil mitmachte, nicht gewachsen gewesen sein. Über die ersten Jahre des Aufenthaltes in England weiß man wenig; vermutlich hat er sich durch Musikunterricht ziemlich kümmerlich das Leben gefristet. Die Unterstützung eines Gönners brachte ihm indessen bald eine bessere Stellung, und seine große musikalische Begabung machte ihn in weiteren Kreisen bekannt. So erhielt er 1765 die Organistenstelle in Halifax und im folgenden Jahre die recht einträgliche Stelle in Bath. An beiden Orten suchte er die Lücken seiner Bildung durch eifriges Studium der klassischen Sprachen, später namentlich der Mathematik, auszufüllen. Zur Mathematik führte ihn die Theorie der Musik, und durch die Mathematik wiederum wurde er zur Optik geleitet. Als etwa 1766 ein kleiner Reflektor in seinen Besitz gelangte, fing der Musiker an, Spiegel zu schleifen und, als ihm 1774 das erste größere Spiegelteleskop gelungen war, praktischer Astronom zu werden. Gleichwohl vernachlässigte er seinen Beruf nicht; er blieb noch Jahre lang Organist und gesuchter Musiklehrer zu Bath. Erst als ihm, am 13. März 1781, die Entdeckung des Uranus glückte und er dadurch mit einem Schläge ein berühmter Mann wurde, änderten sich die Verhältnisse. Die Royal Society machte ihn zu ihrem Mitgliede; König Georg, der auf ihn aufmerksam geworden war, gewährte ihm einen Jahresgehalt von 200 £ und damit die Mittel, sich nur der Wissenschaft zu widmen.

Mit seiner Schwester Karoline, die er 1772 aus der Heimat geholt, und die von da ab als treue Genossin und Gehilfin sein Leben und seine Arbeiten teilte, zog H. nun (1782) nach Datchet bei Windsor und Anfang 1786 nach Slough, welches sein Wohnort bis zu seinem Ende geblieben ist. Inzwischen

waren die Spiegelteleskope, deren er mit seinem Bruder Alexander eine außerordentlich große Zahl (anfänglich meist nach Newtonschem Prinzip) konstruiert hatte, schon in Bath an Größe und Vollendung gewachsen und hatten, da er viele ins Ausland verkaufte, auch seinen Ruf als praktischer Optiker begründet. Die Versuche führten schließlich zum Bau des bekannten 40füßigen Riesenteleskops, welches nach zweijähriger Arbeit in Slough aufgestellt, aber erst 1789 gänzlich vollendet wurde.

Die Behaglichkeit des Hauses wuchs, als er im Jahre 1788 die verwitwete Tochter eines begüterten Kaufmanns in Slough heiratete. Ihr Vermögen, wie der Gewinn, den er aus dem Verkaufe von Spiegeln zog, gewährten ihm neben dem königlichen Gehalte die Mittel, der Wissenschaft ausschließlich und in aller Bequemlichkeit zu leben. Die letzten Lebensjahre verbrachte er in Ruhe in Slough und überließ seinem großen Sohne, John H., die Fortführung der stellarastronomischen Arbeiten, die seinen Ruhm zum guten Teil begründet hatten. Nach mehrmonatiger Krankheit verschied er ruhig am 25. August 1822.

Ein selbständiges Werk über irgend einen Teil der Astronomie hat H. nicht verfaßt; seine Beobachtungen, Experimente und Forschungen finden sich vielmehr in etwa 70 Abhandlungen in den Philos. Transactions von 1780 bis 1818 niedergelegt, von denen ein vollständiges Verzeichnis in Holdens »Sir William Herschel« (New-York 1881) zu finden ist.

Schröter, Johann Hieronymus (1745—1816), aus Erfurt. Studiert die Rechte und wird 1778 Braunschweigisch-Lüneburgischer Oberamtmann zu Lilienthal bei Bremen, wo er sich eine Privatsternwarte baut. Beobachtet hier an guten, zum Teil von Herschel bezogenen Spiegelteleskopen, unterstützt von Gehilfen, wie Harding und Bessel. Die Sternwarte wurde 1813 von Franzosen geplündert und verbrannt, worauf Schr. nach Erfurt zurückkehrte. — Die topographischen Beobachtungen, die er namentlich am Monde, aber auch an anderen Körpern des Sonnensystems anstellte und in verschiedenen Schriften, »Fragmenten«, veröffentlichte, sind auch heute noch von Wert, so besonders die »Selenotopographischen Fragmente«.

Piazzi, Giuseppe (1746—1826), aus Ponte im Veltlin. Tritt 1764 in Mailand in den Theatinerorden; studiert Philosophie und Theologie in Turin und Rom; 1769—79 Lehrer und Prediger an verschiedenen Orten, endlich Professor der Mathematik an der Accademia in Palermo und Direktor der dortigen, 1790/91 erbauten Sternwarte bis 1817, wo er als Generaldirektor der Sternwarten Neapel und Palermo nach ersterem Orte übersiedelt. — Als Beobachter, begünstigt von dem schönen italienischen Himmel, sehr glücklich und eifrig; als Entdecker des ersten kleinen Planeten, der Ceres, in weiteren Kreisen bekannt. Seine wichtigste astronomische Leistung ist der über 7500 Örter enthaltende Fixsternkatalog: »Praecip. stellarum inerrantium positiones med. etc. ex observ. 1792—1813« (Palermo 1814), der an Zuverlässigkeit dem berühmten Bradleyschen nicht sehr nachsteht.

Bode, Johann Elert (1747—1826), aus Hamburg. Wird 1772 von dort als rechnender Astronom nach Berlin berufen, wo er 1774 das Berliner astronomische Jahrbuch begründet und 1786 zum Direktor der Sternwarte ernannt wird. Als Schriftsteller und Rechner sehr tätig; durch seine in vielfachen Auflagen erschienene »Anleitung zur Kenntnis des gestirnten Himmels« (1. Aufl.

1768), seine Sternkarten und populären Schriften um die Astrognosie und die Verbreitung astronomischer Kenntnisse verdient.

Delambre, Jean Bapt. Joseph (1749—1822), aus Amiens. Erst Hauslehrer in Paris, dann, 1782, durch Lalande für die Astronomie gewonnen, nach dessen Tode Professor der Astronomie am Collège de France. In den verschiedensten Richtungen tätig: als praktischer Astronom und Geodät an der Gradmessung beteiligt, worüber das große Werk »Base du système métrique« (3 Voll. Paris 1806, 7, 10) handelt; rechnerisch durch seine Tafeln der Sonne, der großen Planeten und Jupiterssatelliten; literarisch endlich durch seine »Astronomie théorique et pratique« (3 Voll. Paris 1814). Namentlich aber ist D. bekannt geworden durch seine 6 Bände umfassende »Histoire de l'astronomie« (1817—1827).

Laplace, Pierre Simon, Marquis de (28. März 1749 bis 5. März 1827), aus Beaumont en Auge im Departement Calvados. Schon in früher Jugend fühlte er sich besonders zur Mathematik hingezogen. Abhandlungen, die er schon 1766—69 veröffentlichte, verschafften ihm die Stelle des Lehrers der Mathematik an der Militärschule seiner Vaterstadt und bald darauf die eines Examinators beim königlichen Artilleriekorps in Paris; 1773 wurde er Mitglied der Akademie. Während der ersten Zeit der französischen Revolution war er, neben Lagrange, in der Kommission für Maß und Gewicht, sowie Professor an der École normale; unter dem Konsulat darauf, 1799, Minister des Innern, dann Mitglied und Kanzler des Senats, bis 1803, wo er zu rein wissenschaftlicher Tätigkeit zurückkehrte. Von Napoleon wurde er zum Grafen, von Louis XVIII. zum Pair und Marquis ernannt, überhaupt mit Ehren und Würden überhäuft. Eine Gesamtausgabe seiner Werke wurde bald nach seinem Tode auf öffentliche Kosten veranstaltet (7 Voll. Paris 1843—48). Was Lagrange für die Mathematik überhaupt, das ist L. für die physische Astronomie speziell: der hervorragendste Geist und fruchtbarste Schriftsteller seit Newton. Sein großes Werk, die »Mécanique céleste« (Paris 1799—1825), kann gewissermaßen als Fortsetzung und weitere Ausführung von Newtons Principia angesehen werden, worin alles, was Newton selbst, wie die großen ihm folgenden Astronomen und Mathematiker angeregt oder begründet haben, zur Vollendung gedieh. So ist die Mécanique céleste zum Fundamentalwerke der modernen theoretischen Astronomie geworden. Auch als Meister gemeinverständlicher Darstellung hat sich L. gezeigt in der »Exposition du système du monde«. Am Schlusse dieses Werkes, welches von 1796 bis 1835 sechs Auflagen erlebte, entwickelt L. seine berühmte Nebularhypothese.

Herschel, Caroline Lucretia (1750—1848), Schwester von Sir William und dessen treue Gehilfin bis an seinen Tod, worauf sie nach Hannover zurückkehrt. — Entdeckte acht Kometen und mehrere Nebel; gab einen Katalog von 561 Flamsteedschen Sternen und ein Vergleichsverzeichnis der Sterne des British Association Catalogue (London 1798) heraus.

Das neunzehnte Jahrhundert.

Zach, Franz Xaver, Freiherr von (1754—1832), aus Preßburg. In einer Jesuitenschule erzogen; kurze Zeit in der österreichischen Armee, sowie praktischer Ingenieur; seit 1786 Direktor der neu gegründeten Sternwarte auf dem Seeberge bei Gotha, die jahrzehntlang eine der wichtigsten Pflegstätten der praktischen Astronomie in Deutschland gewesen ist. Die letzten Jahre seines Lebens hielt sich Z. wegen Krankheit hauptsächlich in Paris auf, wo er an der Cholera starb. — Z.s größtes Verdienst um die Himmelskunde besteht in der Schule, die er in der neuen Gothaer Sternwarte für die praktische Astronomie schuf, und in der Anregung und Förderung, die er aufstrebenden Talenten sowohl persönlich wie durch die von ihm gegründeten Zeitschriften gab. Namentlich war die »Monatliche Correspondenz«, von der 28 Bände erschienen (Gotha 1800—1813; bis 1807 von Z. selbst, dann von Lindenau herausgegeben), lange Zeit ein literarischer Sammel- und Mittelpunkt, der für die Entwicklung der Wissenschaft von großer Bedeutung geworden ist.

Olbers, Heinr. Wilh. Matthias (11. Oktober 1758 bis 2. März 1840), aus Arbergen bei Bremen. In Bremen erzogen, bildete er sich autodidaktisch schon frühzeitig in der Mathematik und Astronomie aus, so daß er schon 1777 eine Sonnenfinsternis, 1779 einen Kometen zu beobachten und zu berechnen vermochte. Indessen widmete er sich der Medizin und promovierte 1780, nach Vollendung der Studien in Göttingen, daselbst mit einer Dissertation über die inneren Bewegungen des Auges. Nach kurzem Aufenthalte in Wien kehrte er im Herbst 1781 nach Bremen zurück, wo er sich als praktischer Arzt dauernd niederließ. 1820 zog er sich von der ärztlichen Praxis zurück, doch konnte er noch 1830 in Rüstigkeit sein 50jähriges Doktorjubiläum begehen. — Es gibt kaum einen Liebhaber, der die Astronomie so gefördert hat, wie O. Das Gebiet aber, wo er vollkommen Meister war, und das er mit Vorliebe kultivierte, war die Kometen-Astronomie. Nicht nur hat er sechs Kometen selbst entdeckt und eine große Zahl beobachtet und berechnet; er gab auch in seiner »Abhandlung über die leichteste und bequemste Methode, die Bahn eines Kometen zu berechnen« (Weimar 1797) die erste, bequeme Methode, ihre Bahnen zu bestimmen, und hat sich hiermit ein unvergängliches Denkmal gesetzt. Der 1815 entdeckte periodische Komet trägt seinen Namen. Übrigens war O. auch nach anderer Richtung erfolgreich, so durch die Entdeckung der Pallas und der Vesta, sowie durch seine ideenreichen Betrachtungen und Untersuchungen in der Stellar-astronomie und Photometrie. Nicht weniger aber wirkte er durch seine ebenso bedeutende wie milde Persönlichkeit, die Jünger und Freunde der Astronomie in ihren Kreis zog; in allzu bescheidener Weise hat er es selbst als sein größtes Verdienst bezeichnet, Bessel für die Astronomie gewonnen zu haben.

Pons, Jean Louis (1761—1831), aus Peyre in der Haute-Dauphiné. Ge-hilfe und Adjunkt der Sternwarte zu Marseille bis 1813, später Direktor der Sternwarte zu Marlia bei Lucca, endlich seit 1825 Direktor der Sternwarte in Florenz. Berühmt als Entdecker von Kometen, deren er von 1801—27 nicht weniger als 37 auffand, darunter (1818) den berühmten Enckeschen.

Harding, Karl Ludwig (1765—1834), aus Lauenburg. Erst Theologe; dann von 1800—1805 Inspektor der Schröterschen Sternwarte in Lilienthal, darauf

Professor der Astronomie in Göttingen. Mit Olbers, Gauß und Bessel befreundet. Entdeckt die Juno und drei Kometen; namentlich verdient durch seinen 60000 Sterne enthaltenden »Atlas novus coelestis« (Göttingen 1808—23), einen der ersten nach wissenschaftlichem Prinzip konstruierten und bis zu Argelanders großem Werke vielfach benutzten modernen Sternatlas; auch zwei Horae der Berliner Akademischen Sternkarten rühren von ihm her.

Pond, John (1767—1836), aus London; Sohn eines wohlhabenden Kaufmannes. Längere Zeit Privatastronom und Leiter der Werkstatt seines Freundes Troughton; von 1811—35, wo er in den Ruhestand trat, Astronom Royal in Greenwich. — Wie seine Vorgänger Bradley und Maskelyne namentlich als Beobachter in der Stellarastronomie wirksam.

Bouvard, Alexis (1767—1843), aus Haut-Faucigny in der Nähe von Chamounix; von ganz armen Eltern. Kommt 1785 nach Paris und findet nach einem Leben voller Entbehrungen 1793 Anstellung an der Pariser Sternwarte. Im nächsten Jahre wird er mit Laplace bekannt und nun dessen eifriger Mitarbeiter; 1803 Mitglied der Akademie, 1804 des Bureau des Longitudes. — Anfänglich fleißiger Beobachter, hat er sich später mehr der rechnenden Astronomie zugewandt und namentlich durch seine Tafeln für die großen Planeten sehr Verdienstliches geleistet. Er selbst sprach sich schon bei der Publikation seiner Uranustafeln (Paris 1821) über die auffallenden Abweichungen der Beobachtungen von der Theorie aus und neigte der Annahme eines großen störenden Planeten zu.

Repsold, Johann Georg (1771—1830), aus Wremen in Hannover. Anfangs Wasserbaubeamter, später, seit 1799, Spritzenmeister in Hamburg, wo er eine mechanische Werkstätte begründete, die für die praktische Astronomie und Präzisionsmechanik von größter Bedeutung geworden ist. R. verunglückte in Ausübung seines Berufes bei einem Brande in Hamburg. — Seine beiden Söhne, Adolf und Georg, und nach deren Tode die Enkel Johannes und Oskar haben das Institut im Geiste des Begründers fortgeführt und auf gleicher Höhe zu erhalten gewußt.

Reichenbach, Georg von (1772—1826), aus Durlach in Baden. Anfangs Militär, dann bayerischer Beamter. Gründet im Verein mit dem Uhrmacher J. Liebherr, wozu dann noch J. v. Utzschneider (1761—1840) trat, das mechanisch-optische Institut, welches besonders seit Fraunhofers Eintritt (1806) zu hoher Berühmtheit gelangte.

Baily, Francis (1774—1844), aus Newbury in Berkshire. Privatmann; Präsident der R. Astron. Society. — Durch seine Tafeln und Sternkataloge im Gebiete der Stellarastronomie, wie durch die sorgfältige Bestimmung der Erddichte in der Geophysik verdient.

Gauß, Karl Friedrich (30. April 1777 bis 23. Februar 1855), aus Braunschweig; Sohn eines Handwerkers und städtischen Subalternbeamten. Selbständig lernt er als Kind lesen, und schon als Knabe setzt er durch sein Rechentalent alles in Staunen. Vom Herzog Karl Wilhelm Ferdinand unterstützt, bezieht er 1792 das Gymnasium des Collegium Carolinum zu Braunschweig, 1795 die Universität Göttingen, wo er sich nach kurzem Schwanken zwischen

Philologie und Mathematik ganz letzterer Wissenschaft hingibt. Nach dreijährigen Studien kehrt er 1798 nach Braunschweig zurück und promoviert im folgenden Jahre in Helmstedt. Die einsichtsvolle fortdauernde Unterstützung des Herzogs gewährt ihm die Mittel, in seiner Vaterstadt zunächst der Wissenschaft zu leben; erst 1807, nachdem er durch seine »Disquisitiones arithmeticae« (Leipzig 1801) und seine Rechnungen über die Ceres, die ihre Wiederauffindung ermöglichten, schon längst einen Weltruf erlangt hatte, erhält er in der Direktion der neuen Sternwarte und der Professur der Mathematik in Göttingen eine ihm zukommende, unabhängige Stellung. Seit jener Zeit hat G., von wenigen Reisen abgesehen, still in Göttingen gelebt, seit 1810 an der Seite einer zweiten Frau, welche ihm die heißgeliebte erste Gattin, mit der er sich 1805 vermählt hatte, zu ersetzen suchte. — Was G.'s Genius für Mathematik, Geodäsie und Physik getan, ist bekannt und gehört nicht hierher; nicht weniger unsterblich aber sind seine Verdienste um die Astronomie. In der »Theoria motus corporum coelestium« (Hamburg 1809) entwickelt er die seitdem nur in Nebensächlichem erweiterte Methode zur Bestimmung der Bahnen der Himmelskörper, und in der »Theoria combinationis observationum etc.« begründet er, unabhängig und in anderer Weise als Legendre, der den gleichen Gegenstand schon 1806 behandelt hatte*, die sogenannte Methode der kleinsten Quadrate, welche die Wahrscheinlichkeitsrechnung auf die Beobachtungen zur Erlangung der genauesten Resultate und zur Bestimmung der bei jeder Untersuchung zu befürchtenden Fehler anwendet. Selbst in der praktischen Astronomie, wie in der Geodäsie war G. tätig und erfolgreich; an jeder, auch der kleinsten Arbeit zeigt sich das Genie, welches auch in Altem überall Neues sieht und entdeckt.

Schumacher, Heinrich Christian (1780—1850), aus Bramstedt in Holstein. Studiert in Göttingen die Rechte, wendet sich aber nach seiner Promotion (1806) zur Astronomie; wird nach dreijährigem Aufenthalte in Altona Professor der Astronomie in Kopenhagen, 1813 Direktor der Sternwarte in Mannheim, kehrt aber schon 1815 nach Kopenhagen, dann nach Altona zurück, wo ihm sein Gönner, der König von Dänemark, eine kleine Sternwarte ausrüstet. Hier lebt er, als nomineller Professor der Kopenhagener Universität und Etatsrat, bis zu seinem Tode. — Vielseitig gebildet und in engem Verkehr mit seinen großen Zeitgenossen Gauß, Bessel, Olbers, Hansen u. a. bildet Sch., namentlich seit der 1821 erfolgten Gründung der »Astronomischen Nachrichten«, den literarischen Mittelpunkt der astronomischen Welt, ist aber auch praktisch tätig. Außer den noch jetzt bestehenden Astron. Nachrichten, der verbreitetsten und lange Zeit wichtigsten Zeitschrift der astronomischen Wissenschaft, hat Sch. noch verschiedene Sammelschriften herausgegeben, teils streng wissenschaftlicher, teils praktischer Natur.

Lindenau, Bernhard August von (1780—1854), aus Altenburg. Von Beruf Jurist, bringt er es im Staatsdienste zu den höchsten Ämtern (1834 bis 1843 Präsident des sächsischen Staatsministeriums). 1804 interimistisch, 1808 definitiv zum Direktor der Seeberger Sternwarte ernannt, welches Amt er 1817 niederlegt.

Littrow, Joseph Johann Edler von (1781—1840), aus Bischofteinitz in Böhmen. Studiert in Prag, wird bald entschieden zur Astronomie gelenkt

*) G. hatte das Prinzip schon 1795 gefunden, aber nicht veröffentlicht.

und schon 1807 zum Professor und Direktor der Sternwarte in Krakau ernannt. In gleicher Stellung geht er 1810 nach Kasan und von dort 1816 als Kodirektor nach Ofen; nach Triesneckers (1745—1817) Tod wird er endlich Professor und Direktor der Sternwarte in Wien. — Als Lehrer und Schriftsteller hat L. viel geleistet und durch seine zahlreichen populären Schriften zur Verbreitung astronomischer Kenntnisse wesentlich beigetragen. Von seinen Schriften verdienen namentlich die »Dioptrik« (Wien 1830), die »Theoretische und praktische Astronomie« (Wien 1821—27) und die »Wunder des Himmels« (1. Aufl. Stuttgart 1834) Erwähnung. Sein Sohn, Karl Ludwig v. L. (1811—1877) folgt ihm in der Direktion der Wiener Sternwarte.

Bessel, Friedrich Wilhelm (22. Juli 1784 bis 17. März 1846), aus Minden, wo sein Vater Justizbeamter war. Die geringen Einkünfte und die zahlreiche Familie erschwerten Unterhalt und Unterricht; der junge B., dessen Neigung und Anlage zum Rechnen sich sehr frühzeitig zeigte, entschloß sich daher, nach Absolvierung der Untertertia des Gymnasiums, Kaufmann zu werden. Auf Befürwortung seines Lehrers Thilo willigte der Vater ein und brachte den Knaben Ende 1798 selbst nach Bremen, wo er in ein angesehenes Handelshaus zu siebenjähriger Lehrzeit eintrat. Die Großartigkeit des Geschäftes fesselte B. ungemein, doch fand er sich bald nicht hinreichend beschäftigt und fing an, zu studieren, in der Absicht, Schiffskargador einer überseeischen Expedition zu werden. Das erste Buch, welches er zu diesem Zwecke durchnahm, Moores Epitome of navigation, machte ihn auf die Wichtigkeit der Astronomie für die Schifffahrt aufmerksam; er verschaffte sich Bohnenbergers Anleitung zu geographischen Ortsbestimmungen, sowie ein elementares Lehrbuch der Mathematik, und warf sich nun mit aller Leidenschaft und Energie auf die Astronomie, ohne indessen die geschäftlichen Arbeiten zu vernachlässigen. Auch der große Beobachter verriet sich schon damals in den Versuchen und Beobachtungen, die er mit selbstgefertigten Sextanten anstellte. Durch das Studium von Lalandes Astronomie und der Abhandlung über Kometenbahnbestimmung von Olbers wurde er schon 1804 befähigt, aus den Beobachtungen von Harriot und Torporley über den Halleyschen Kometen von 1607 eine Bahn abzuleiten.

Diese erste wissenschaftliche Arbeit, die er Olbers vorlegte, entschied seine Zukunft. Der scharfblickende Arzt und Astronom veranlaßte ihren Druck in Zachs Monatl. Korrespondenz und ermunterte den jungen Kaufmann auf alle Weise. Auf seinen Wunsch berechnete B. noch eine Reihe anderer Kometenbahnen, bildete sich dabei aber gleichzeitig auf das eifrigste in der höheren Mathematik aus, die ihm bis dahin ziemlich fremd geblieben war.

Inzwischen trat in seinem äußeren Leben eine Wendung ein; B. verließ den Kaufmannsstand und nahm, gleichfalls auf Vorschlag von Olbers, Anfang 1806 die Inspektorstelle bei Schröter in Lilienthal an. Hier schon entfaltete er in Beobachtung, Rechnung, theoretischer Untersuchung eine ungewöhnliche Tätigkeit, und namentlich entwickelte sich sein Beobachtungstalent rasch.

In Lilienthal blieb B. nicht lange. Als König Friedrich Wilhelm III. von Preußen nach Gründung der Universität Berlin auch eine Sternwarte und zwar in Königsberg zu errichten beschlossen hatte, erging der Ruf an B., neben der Professur für Astronomie zugleich die Direktion des neuen Instituts zu übernehmen, und der junge, mittlerweile schon berühmt gewordene Astronom folgte ihm. Im Mai 1810 siedelte er nach Königsberg über. Auf der neuen

Königsberger Sternwarte — sie wurde Ende 1813 eingeweiht — entfaltete B. eine rege Tätigkeit. Mit anfangs nur geringen Mitteln wußte er die wertvollsten Resultate zu erzielen, und je besser mit der Zeit die Instrumente wurden, desto feiner bildete er ihre Theorie aus, und desto vollkommener wurden die daraus gezogenen Resultate. Als eine Hauptaufgabe betrachtete er zunächst die Festlegung aller zur Bestimmung genauester Positionen der Gestirne erforderlichen Fundamente, und viele Jahre hat er, neben den Beobachtungen selbst, die zu immer genaueren Sternkatalogen führten, der Untersuchung dieser Grundlagen gewidmet. Über die Präzession, die Nutation und Aberration, die Refraktion und die Schiefe der Ekliptik hat er zum Teil schon seit 1808 die eingehendsten Untersuchungen angestellt, die Theorie dieser Erscheinungen entwickelt und den verschiedenen Verzeichnissen der Fundamentalsternörter auf diese Weise, wie bei immer vollkommeneren instrumentellen Mitteln (Meridiankreise von Reichenbach und Repsold) eine bis dahin nicht gekannte Vollendung zu geben gewußt. Abgesehen von diesen Sternverzeichnissen ist als die wichtigste Schrift jener Zeit die große Bearbeitung der Bradleyschen Beobachtungen zu nennen, die unter dem Titel »Fundamenta astronomiae« 1818 in Königsberg erschien, und welche in Wahrheit die Grundlagen der Astronomie, soweit sie durch Messung zu erlangen sind, fast vollständig enthält. In der Tat bilden die Fundamenta den Mark- und Grundstein der modernen sphärischen und Stellar-Astronomie, ähnlich wie Laplaces *Mécanique céleste* den Höhepunkt der physischen, die *Theoria motus* von Gauß den Ausgangspunkt der sogenannten theoretischen Astronomie der Gegenwart bezeichnen. Nach Vollendung der Fundamenta begann er 1821 das große Unternehmen, alle Sterne von -15° bis $+45^\circ$ Deklination bis zur 9. Größe in Meridianzonen möglichst genau festzulegen. Im Anschluß hieran gab er zugleich Anregung und Plan zu den Sternkarten, welche von verschiedenen Astronomen bis in die fünfziger Jahre bearbeitet und unter dem Namen der Berliner Akademischen Sternkarten bekannt geworden sind.

Ein neues Feld der Tätigkeit eröffnete sich B., als er 1829 in den Besitz des Fraunhoferschen Heliometers gelangte. Für Mikrometerbeobachtungen leistete dieses Instrument mehr als der alte Reichenbachsche und mindestens dasselbe wie der spätere Repsoldsche Meridiankreis für absolute Bestimmungen, und es ist bekannt, wie B. das neue Instrument in gleich vollendeter Weise zu prüfen und zu benutzen gewußt hat, wie die Meridianinstrumente. Als wichtigstes Ergebnis ist hier die erste Sternparallaxe, von 61 Cygni, zu nennen; aber auch auf Doppelsterne, Jupiters- und Saturns-Trabanten u. a. wurde das Heliometer angewandt, und überall ergab es Resultate, die an Sicherheit die meisten bisherigen Messungen und die aus ihnen gezogenen Folgerungen weit übertrafen. Freilich hätte dies nicht geschehen können, wäre nicht der komplizierte Meßapparat erst in allen seinen Teilen von B., sowohl der allgemeinen Theorie nach wie praktisch im einzelnen, untersucht worden. Diese wie die vorgenannten Untersuchungen, denen sich andere wichtige Arbeiten aus der sphärischen wie theoretischen Astronomie anreihen, bilden den Inhalt der »Astronomischen Untersuchungen« (2 Bände, Königsberg 1841, 42). In den letzten Jahren wandte sich B. wieder mehr den Meridianbeobachtungen zu, und eine der folgenreichsten Arbeiten, die Untersuchung der veränderlichen Eigenbewegungen des Sirius und des Procyon, welche zur Erkenntnis ihrer Doppelsternnatur führte, verdanken wir dieser Zeit.

So liegt denn zwar B.s größtes Verdienst in der festen Begründung der praktischen und sphärischen Astronomie; seine vielseitige Natur und geistige Anlage führten ihn aber auch auf andere als rein astronomische Gebiete. Fruchtbringend sind namentlich seine Arbeiten in der Geodäsie und Geophysik: die ostpreussische Gradmessung, die er im Verein mit Baeyer seit 1832 ausführte, die damit in engem Zusammenhang stehenden Untersuchungen über das preussische Längenmaß und die Länge des Sekundenpendels und die Resultate über Form und Größe der Erde, die er aus der Verbindung der wichtigsten Gradmessungen ableitete; sie sichern ihm auch hier den Ruhm eines Forschers ersten Ranges.

Über Bessels äußeres Leben bleibt wenig zu sagen. Bald nach seiner Übersiedelung von Lilienthal (1812) vermählte er sich mit Johanna Hagen, die ihm zwei Söhne und drei Töchter schenkte. Mehrere von diesen überlebte er indessen, und der Tod des hoffnungsreichen Wilhelm (1840) war für den Vater der schwerste Schlag. Seine eigene Gesundheit, die trotz reizbarer Konstitution lange Zeit eine feste gewesen war, fing an zu schwanken, und allmählich bildete sich in einer Unterleibsgeschwulst das tödliche Übel aus, welches den großen Mann am 17. März 1846 aus der Reihe der Lebenden rief.

Santini, Giovanni (1786—1877), aus Caprese bei Borgi de S. Sepolero im Toscanischen. Studiert erst in Pisa, dann in Mailand; 1806 Assistent des Observatoriums in Padua, von 1813 bis zu seinem im höchsten Alter erfolgten Tode Direktor der Sternwarte und Professor der Astronomie in Padua. — S. war ein sehr fleißiger und geschickter Beobachter, und namentlich sind seine, den Besselschen ähnlichen, Zonenbeobachtungen, die er seit 1837 ausführte, für die praktische Astronomie von entschiedenem Nutzen geworden. Als Schriftsteller ist er in seinem Vaterlande durch die *Elementi di astronomia* (2 Voll. Padua 1819, 20) und die *Teorica degli stromenti ottici* (2 Voll. 1828) bekannt und geschätzt.

Fraunhofer, Joseph von (1787—1826), aus Straubing bei München; Sohn eines armen Glasers. Erst Lehrling bei einem Spiegelmacher und Glasmachereier in München; wird durch einen Zufall in die Nähe des Königs Max geführt, der sich seiner annimmt. 1806 findet er eine Anstellung als Optiker in dem mechanisch-optischen Institut von Reichenbach & Utzschneider. Wenige Jahre später schon (1809) wird er Teilnehmer der optischen Abteilung in Benediktbeuren, die unter der Firma Utzschneider & Fraunhofer selbständig weitergeht, und 1818 deren alleiniger Direktor. Nach der Verlegung des Instituts nach München (1823) wird er dort zugleich Professor der Physik und Mitglied der Akademie der Wissenschaften. — Fr.s Verdienste beruhen ebensowohl im Praktischen, in der Vervollkommnung der achromatischen Fernrohre, für welche ihm anfangs der einige Jahre am Institut angestellte Schweizer Guinand durch die ersten guten Flintglasscheiben das notwendige Rohmaterial lieferte, als im Theoretischen, in der Ausbildung der theoretischen Optik. Mißt zum ersten Male mit Hilfe des von ihm erfundenen Beugungsgitters die Wellenlängen der nach ihm benannten Linien des Sonnenspektrums.

Rümker, Carl Ludwig Christian (1788—1862), aus Neubrandenburg. Von 1817—21 Direktor der Navigationsschule zu Hamburg. 1821 ging er nach Australien als Direktor der Sternwarte zu Paramatta und blieb dort bis

1831; dann kehrte er nach Hamburg zurück und übernahm wieder die Navigationschule, sowie gleichzeitig die neue Sternwarte. Schwankende Gesundheit zwang ihn, 1857 nach Lissabon überzusiedeln, wo er auch starb. — R. hat die Stellarastronomie durch verschiedene Sternkataloge, namentlich »Mittlere Örter von 12000 Fixsternen« (Hamburg 1843) gefördert. — Sein Sohn, George R. (1832—1900), war sein Nachfolger in der Direktion der Hamburger Sternwarte.

Bond, William Cranch (1789—1859), aus Falmouth in Maine (Ver. Staaten). Ursprünglich Uhrmacher; erbaut sich eine Privatsternwarte in Dorchester, tritt 1838 in den öffentlichen Dienst und wird 1844 Direktor der in Cambridge errichteten Sternwarte. Ihm folgt sein Sohn George Phillips B. (1825—1865), erst als Assistent, dann nach dem Tode des Vaters als Direktor. — Die beiden Bond gehören zu den verdientesten amerikanischen Astronomen. Der Vater ist namentlich auch als Erfinder tätig; von ihm, S. C. Walker (1805—53) und O. Mitchel rührt der elektrische Chronograph her. Der Sohn hat sich durch ausgezeichnete Beobachtungen und Untersuchungen (Donatischer Komet, Orionnebel u. a. in den *Annals of the Harv. Coll. Observ.*), wie auch namentlich neben Rutherford durch Anwendung der Photographie zur Abbildung und Messung himmlischer Objekte (Doppelsterne, Plejaden u. a.) hervorgetan.

Schwabe, Samuel Heinrich (1789—1875), aus Dessau. Übernimmt nach einer Vorbereitung in Berlin die Apotheke des Großvaters, die er jedoch 1829 verkauft, um in Ruhe seinen Lieblingsstudien, der Botanik und Astronomie, leben zu können. — Als Astronom hat er sich hauptsächlich der Beobachtung der Sonne zugewandt und durch die Entdeckung der Periodizität der Sonnenflecke, 1843, Ruhm erworben; indessen rühren auch wertvolle Messungen des Saturn und Beobachtungen des Halleyschen Kometen von ihm her.

Encke, Johann Franz (23. September 1791 bis 26. März 1865), aus Hamburg, Sohn eines Predigers. Der frühzeitige Tod des Vaters und die zahlreiche Familie erschwerten die erste Jugend. 1811 bezog er die Universität Göttingen, um sich der Mathematik zu widmen. Die Persönlichkeit von Gauß fesselte ihn hier vor allem, und durch ihn wurde er der Astronomie zugeführt. Der Eifer und das rechnerische Talent E.s wurden von Gauß bald erkannt, und verschiedene Bahnberechnungen der ersten kleinen Planeten machten seinen Namen schon damals berühmt.

Inzwischen brachten die kriegerischen Zeiten mannigfachen Wechsel mit sich; 1813 trat er in die hanseatische Legion, kehrte Mitte 1814 nach Göttingen zurück, trat aber schon im nächsten Jahre als Sekondeleutnant in die preußische Armee ein. Der Friedensschluß führte ihn 1816 dauernd zur Wissenschaft zurück, und zwar wurde er Assistent von Lindenau auf der Seeberger Sternwarte. Hier beschäftigte er sich zuerst auch mit Beobachtungen, denen er freilich niemals den gleichen Geschmack wie den Rechnungen abgewinnen konnte.

Nach Lindenaus Fortgang, 1817, war E. lange Zeit allein und faktischer, wenn auch nicht nomineller Direktor, was er erst 1822 wurde. 1823 vermählte er sich. Die nun folgende Zeit ist wohl die wirkungsreichste seines Lebens; die wichtigen Untersuchungen über den Ponschen Kometen kurzer Umlaufzeit, der später unter dem Namen seines Berechners so berühmt geworden

ist, wie die Bestimmung der Sonnenparallaxe aus den Venusdurchgängen von 1761 und 1769 rühren aus ihr her. Diese Arbeiten hauptsächlich verschafften ihm auch 1825 den Ruf als Direktor der Sternwarte und Astronom der Akademie der Wissenschaften nach Berlin, den er nach einigem Zögern auch annahm. Die Tätigkeit, die E. in diesen Stellungen wie auch als akademischer Lehrer entfaltete, war eine höchst bedeutende. Als Astronom der Akademie hat er sich hauptsächlich um das wirkliche Zustandekommen der nach Bessels Plane entworfenen Akademischen Sternkarten Verdienste erworben; als Lehrer hat er eine ganze Reihe hervorragender Astronomen herangebildet, als Direktor der neuen, von Humboldt mitveranlaßten Sternwarte, die allerdings erst 1835 vollendet, aber mit vortrefflichen Instrumenten ausgerüstet wurde, wertvolle Beobachtungen teils selbst angestellt, teils durch seine Schüler und Assistenten ausführen lassen. Daneben leitete er seit Bodes Tod die Herausgabe des Berliner astronomischen Jahrbuchs und veröffentlichte darin selbst eine Reihe namentlich für die Bahnbestimmung der Himmelskörper wichtiger Abhandlungen.

Das stille, regelmäßige Leben, das ganz der Wissenschaft und der Familie geweiht war, trug wesentlich zur Erhaltung seiner Gesundheit bei. Ende 1859 stellten sich Schlaganfälle ein, die ihn schwächten, und deren Wiederholung am 26. August 1865 in Spandau, wohin er sich zurückgezogen hatte, zu seinem Ende führte.

Will man E.s Verdienst um die Astronomie kurz charakterisieren, so darf man sagen, es besteht in erster Linie in der Ausbildung aller auf die Bahnbestimmung der Himmelskörper bezüglichen Methoden. Theoretiker im Sinne wie Gauß oder Beobachter wie Bessel war E. nicht. Das aber, was er in der Anwendung der Theorie und der Verwertung der Beobachtungen geleistet hat, wird unvergänglich bleiben.

Herschel, Sir John Frederick William (7. März 1792 bis 11. Mai 1871), der große Sohn und das einzige Kind seines gleich großen Vaters Sir William H. — Nachdem er Kindheit und Knabenzeit im elterlichen Hause verlebt hatte, trat er 17jährig in das St. Johns-College in Cambridge, um sich nominell der Rechtswissenschaft, tatsächlich aber der Mathematik und Astronomie zu widmen. Bereits 1813 wurde er graduiert (B. A.) und Mitglied der Royal Society und veröffentlichte seine erste, rein mathematische Schrift. Nach kurzer juristischer Tätigkeit in London mit Wollaston und J. South bekannt geworden, wandte er sich nun ganz den physikalischen Wissenschaften zu, denen die praktische Astronomie an die Seite trat, als ihn der Tod des Vaters in den Besitz von dessen mächtigen Teleskopen brachte. Seine ersten Beobachtungen, von Doppelsternen, datieren schon von 1816; doch wurden diese durch die Reihe von Messungen, die er 1821—23 mit South auf dessen Privatsternwarte anstellte, bei weitem übertroffen. Nach dem Tode des Vaters übernahm er nun in Slough mit dessen Instrumenten als Erbeil gleichsam auch die Objekte, denen der größte Teil der Zeit und Kraft Sir Williams gewidmet gewesen, die Nebel und die Doppelsterne. Er stellte sich jetzt als Aufgabe die wiederholte Prüfung dieser Objekte und hat dieselben viele Jahre lang fast ausschließlich verfolgt. Als Hauptinstrument benutzte er ein im Jahre 1820 gemeinsam mit dem Vater konstruiertes Teleskop von 18 Zoll Öffnung und 20 Fuß Fokallänge und als Methode der Himmelsdurchforschung die der zonenweisen Beobachtung, der »sweeps«, wie sie ähnlich der Vater befolgt hatte. Die Früchte dieser

und aller späteren Bemühungen sind in elf Doppelsternkatalogen und in einem großen Nebelfleckkatalog niedergelegt; letzterer, 1864 herausgegeben, der sogenannte General Catalogue, enthält alle bis dahin überhaupt bekannt gewordenen Nebel und Sternhaufen, 5079 an Zahl.

Schon früh mußte H. sich sagen, daß, sollte sein Ziel erreicht werden, der südliche Himmel nicht ausgeschlossen werden dürfte, und so entschloß er sich denn zu einer mehrjährigen astronomischen Expedition nach dem Kap der guten Hoffnung. Im November 1833 verließ er England mit seinem 20füßigen Reflektor und einem 7füßigen Refraktor, den er für die eigentlichen Doppelsternmessungen benutzt hatte, und stellte diese Instrumente am Fuße des Tafelberges, in Feldhausen, etwa 10 Kilometer südlich von dem königlichen Observatorium der Kapstadt, auf. Von 1834 bis Anfang 1838 hat H. hier die wertvollsten Beobachtungen ausgeführt und durch sie zuerst den bis dahin fast unbekanntem südlichen Himmel dem wissenschaftlichen Auge erschlossen. Neben den Messungen von Doppelsternen und den Beobachtungen von Nebelflecken, die in erster Linie standen, unternahm er Helligkeitsbestimmungen von Fixsternen, untersuchte die Verteilung der Sterne der südlichen Hemisphäre, stellte endlich auch Beobachtungen verschiedener Körper unseres Sonnensystems, namentlich des Halleyschen Kometen, an. Alle diese Beobachtungen und Forschungen finden sich in dem großartigen Werke: »Results of astron. observ. made 1834—1838 at the Cape of Good Hope« (London 1847) vereinigt.

Seit der Kapreise hat H. ausgedehnte Beobachtungsreihen nicht mehr unternommen, seine Zeit und Kräfte vielmehr der Sammlung, Sichtung und Katalogisierung seiner eigenen wie anderer Messungen und Beobachtungen, sowie spezielleren astronomischen oder physikalischen, namentlich optischen Untersuchungen gewidmet. Seine angestrenzte Tätigkeit griff indessen seine Gesundheit an, und so zog er sich denn später in die Stille des Landlebens zurück. Seine körperlichen Kräfte schwanden mehr und mehr, und er verschied am 11. März 1871 auf seinem Landsitz Collingwood in Kent.

Struve, Friedrich Georg Wilhelm (15. April 1793 bis 23. November 1864), aus Altona; Sohn des dortigen Gymnasialdirektors. Unter der sorgsamsten Pflege des Vaters gedieh der fähige Knabe und konnte schon 1808 die Universität Dorpat beziehen. Neben der Philologie, die er als Fachstudium erwählte, trieb er mathematische Studien und wandte sich (1811) speziell der Astronomie zu, als ihm auf der Privatsternwarte eines reichen Dorpaters Gelegenheit zu Beobachtungen geboten wurde. Indessen vernachlässigte er anfangs die Philologie nicht, konnte vielmehr nach Ablauf von drei Jahren das Oberlehrerexamen mit Auszeichnung bestehen. Als aber der Observator der Sternwarte zu Dorpat diese verließ, brach sich seine Neigung unaufhaltsam Bahn; er promovierte 1813 mit einer astronomischen Abhandlung und erlangte die Observatorstelle und damit faktisch die Leitung der Sternwarte.

Die anfangs nicht sehr bedeutenden instrumentellen Mittel wußte der praktische Sinn und das Beobachtungstalent S.s auf das beste zu verwerten; es zeigt sich das sowohl in den Meridianbeobachtungen am Dollond'schen Passageninstrument, als in den Messungen von Doppelsternen, die er seit 1812 mit einem Troughton'schen Refraktor anstellte. Seine Vorliebe für diese Himmelskörper verrät sich schon damals auch in dem Katalog, den er nach den Beobachtungen Herschels u. a. zusammenstellte, und welcher die Grundlage für seine

späteren epochemachenden Arbeiten bildete. Für längere Zeit wurden diese jedoch gehemmt. Eine schon 1816 unternommene Triangulation in Livland hatte den Plan zu einer ausgedehnten Breitengradmessung in den Ostseeprovinzen reifen lassen; der 1819 ausgearbeitete Plan erhielt die Zustimmung der Regierung, und S. ging nun nach Deutschland, um die Instrumente zu bestellen; im Jahre 1822 wurden dann die Gradmessungsarbeiten begonnen und 1827 vollendet.

Die wichtigsten Früchte seiner Reise bezogen sich indessen weniger auf die Gradmessung als auf die praktische Astronomie; es waren zwei Instrumente, welche der Dorpater Sternwarte den Rang eines Instituts ersten Ranges verschafften: der Reichenbachsche Meridiankreis, den sie 1822, und namentlich der große Fraunhofersche Refraktor, den sie 1824 erhielt. S. konnte jetzt seine Lieblingsidee, die Kenntnis der Doppelsternastronomie nach Kräften zu bereichern, in umfassender Weise zur Ausführung bringen. Der Refraktor wurde bestimmt, sämtliche zwischen dem Nordpol und -15° Dekl. existierende Doppelsterne, deren Distanz unter $32''$ war, aufzusuchen und sie nach Distanz und Positionswinkel zu messen; der Meridiankreis sollte dann zur Festlegung ihrer absoluten Örter dienen. Diese Riesenaufgabe hat Struve gelöst. Schon drei Jahre nach Ankunft des Refraktors konnte er sein großes Doppelsternverzeichnis herausgeben, den »Catalogus novus stellarum duplic. etc.« (Dorpat 1827), der 3112 Doppelsterne enthält. In 13 weiteren Jahren wurde dann auch die Hauptaufgabe, die Messungen von 2709 Doppelsternen, bewältigt und das Fundamentalwerk der Doppelsternastronomie, die »Mensurae micrometricae stellarum duplicium etc.« (Petersburg 1837) geschaffen. Der dritte Teil der großen Aufgabe endlich wurde gelöst in den »Positiones mediae stellarum imprimis duplicium« (Petersburg 1852), dem Katalog, der die genauen Rektaszensionen und Deklinationen von 2874 Sternen (meist Doppelsterne), enthält.

Schon Ende der zwanziger Jahre hatte die Petersburger Akademie den Plan einer neuen Sternwarte ins Auge gefaßt. Derselbe gelangte zur Ausführung, nachdem Kaiser Nikolaus I. einen geeigneten ausgedehnten Raum bei dem Dorfe Pulkowa, etwa 18 Kilometer südlich von Petersburg, geschenkt, eine Kommission ernannt und deren wesentlich von S. verfaßtes Gutachten gebilligt hatte. S. wurde zum Direktor des Instituts ernannt und ging 1834 ins Ausland, um sich mit den berühmtesten deutschen Künstlern über die Ausführung der Instrumente, die in jeder Hinsicht ersten Ranges sein sollten, zu besprechen. Der Bau selbst wurde inzwischen ausgeführt, und im Frühling 1839 konnte das neue Institut, die Nikolai-Hauptsternwarte zu Pulkowa, bezogen werden. Das großartige Observatorium erforderte eine ganz neue Tätigkeit. In erster Linie sollte es allerdings rein wissenschaftlichen Zwecken dienen, dann aber auch einen Zentralpunkt für die ganze Astronomie und die mathematische Geographie Rußlands bilden. So traten denn an S. neue Aufgaben heran, denen zu genügen gerade seine nicht nur wissenschaftlich hervorragende Persönlichkeit vorzüglich befähigt war. Die langen Jahre seines Direktorats sind nicht allein durch rein astronomische Arbeiten, die teils von ihm, teils von seinem Sohne Otto S. (geb. 1819, gest. 1905), und von zahlreichen Adjunkten, wie Fuß, Peters, Döllen, Wagner, Winnecke u. a. ausgeführt wurden, von hoher Bedeutung für die Wissenschaft geworden; auch für die geographische Kenntnis des russischen Reiches geschah ungemein viel. Eine der umfassendsten, je auf geodätischem Gebiete ausgeführten Arbeiten, die große, über 25 Breitengrade ausgedehnte russische

Gradmessung, die einen lange gehegten Wunsch S.s realisierte, hätte von einem andern als ihm kaum durchgeführt werden können.

S.s eigentliche Domäne, die Doppelsternastronomie, stand noch lange mit im Vordergrund seiner und der Pulkowaer Bestrebungen, und die von ihm selbst und namentlich seinem Sohne Otto ausgeführten Messungen, ebenso die gleichfalls von beiden gemachten Entdeckungen überragen in mancher Hinsicht selbst die Dorpater Arbeiten. Daneben wurden aber mit den schönen Meßinstrumenten, dem Meridiankreis von Repsold und dem Vertikalkreis von Ertel, ausgedehnte andere Untersuchungen unternommen und zahlreiche Beobachtungen der Sonne und von Fixsternen, zur Festlegung genauer Örter sowohl, wie für Bestimmung der wichtigsten astronomischen Konstanten, angestellt.

Eine Neubestimmung der Aberrationskonstante führte S. selbst noch durch; die Vollendung der Beobachtungen zur Bestimmung der Nutationskonstante war ihm aber nicht beschieden. Die körperlichen Kräfte zeigten eine Abnahme, so daß er die Beobachtungen ganz aufgeben mußte. Nach einer schweren Krankheit, deren Folgen nicht ganz zu beseitigen waren, legte er 1862 die Direktion in die Hände seines Sohnes nieder und entschlummerte am 23. November 1864.

Mädler, Johann Heinrich (1794—1874), aus Berlin. Nach dem Tode der Eltern (1813) mußte er zur Erhaltung der Geschwister Seminarlehrer werden, und erst nach jahrelanger harter Arbeit erübrigte er Zeit genug, um dabei die Universität zu besuchen. Die Bekanntschaft mit dem Bankier Wilh. Beer, dem er 1824 Privatvorträge über Astronomie und Mathematik hielt, entschied seine Zukunft. Beer wurde von M. zum Bau einer kleinen Sternwarte bewogen, an der dann von 1830 an beide eifrig beobachteten. Namentlich war es der Mond, dem sie sich zuwandten; das Resultat ihrer Beobachtungen, Messungen und Untersuchungen, die große »Mappa selenographica« (Berlin 1834) und der erläuternde Text dazu: »Der Mond nach seinen kosmischen und individuellen Verhältnissen etc.« (1837), machten M. rasch bekannt. Schon früher hatte er an Arbeiten der Universitäts-Sternwarte teilgenommen; 1836 wurde er nun zum Assistenten derselben ernannt, worauf er seine Lehrerstelle aufgab. Als bald darauf, durch den Weggang Struves nach Pulkowa, das Direktorat der Dorpater Sternwarte frei wurde, erhielt M. den Ruf dorthin als Direktor und Professor der Astronomie. Von 1840—65 war er in Dorpat auf verschiedenen Gebieten der Stellarastronomie, speziell aber wie Struve auf dem der Doppelsterne tätig, und seine Beobachtungen und Messungen, die allerdings denen seines großen Vorgängers erheblich nachstehen, füllen verschiedene Bände der Dorpater Beobachtungen. Ein Augenleiden, welches die Beobachtungen unmöglich machte, wie der Wunsch nach literarischer Beschäftigung, die ihn von jeher besonders angezogen hatte, veranlaßten ihn, 1865 den Abschied zu nehmen. Er kehrte nach Deutschland zurück und lebte nacheinander in Wiesbaden, Bonn und Hannover, an welch letzterem Orte er nach langer Krankheit am 14. März 1874 starb.

Hansen, Peter Andreas (8. Dezember 1795 bis 28. März 1874), aus Tondern in Schleswig. Seinem heißen Wunsche, studieren zu dürfen, stellten sich allzuviele Schwierigkeiten in den Weg, und so begab er sich denn in die Lehre zu einem Uhrmacher in Flensburg und 1818 nach Erfüllung der Lehrzeit von dort nach Berlin. Nach einem Jahre in die Vaterstadt zurückgekehrt, errichtete er eine Uhrmacherwerkstatt, ohne indessen sein hohes Ziel, das freilich

unerreichbar schien, ganz aus dem Sinne zu verlieren. Die Krankheit seiner Schwester brachte ihn nun 1820 in Berührung mit dem Arzte Dirks, der die hohe Begabung H.s bald erkannte; diese Bekanntschaft bezeichnet den Wendepunkt in seinem Leben. Dirks brachte es dahin, daß der Vater endlich die Erlaubnis gab, den jungen Uhrmacher bei Schumacher, damals in Kopenhagen, einzuführen. Zuerst dessen Gehilfe bei den Gradmessungsarbeiten in Holstein, wurde er 1821 beständiger Mitarbeiter Schumachers, mit dem ihn bald innige Freundschaft verband. Die hervorragenden Leistungen des jungen Astronomen lenkten jetzt die Aufmerksamkeit auf ihn, und so wurde er schon nach wenigen Jahren als Nachfolger Enckes an die Seeberger Sternwarte berufen. Im August 1825 siedelte H. nach Gotha über und ist dort in stiller Tätigkeit bis an sein Ende geblieben, obschon ihm mehrfach verlockende Anerbietungen gemacht wurden, so 1839 nach Dorpat, 1847 nach Königsberg, 1857 nach Kopenhagen.

Die großen praktischen Talente, die H. auszeichneten, konnten an einer mit so geringen Mitteln ausgerüsteten Sternwarte wie der auf dem Seeberge nicht vollauf zur Geltung kommen. Gleichwohl hat er durch mannigfache sinnreiche Erfindungen und Verbesserungen der astronomischen Instrumente und ihrer Hilfsapparate auch der Beobachtungskunst große Dienste geleistet. Als 1857 die neue Sternwarte in Gotha selbst gebaut und die auf dem Seeberge verlassen wurde, hat er eine Menge praktischer Einrichtungen vorgeschlagen und ausgeführt, die später auch anderen Sternwarten von Nutzen gewesen sind. Die Theorie der Instrumente hat er gleichfalls durch schöne Arbeiten über das Heliometer, das Äquatorial und das Passageninstrument ungemein gefördert; ebenso bereicherte er die theoretische Geodäsie, Dioptrik und Wahrscheinlichkeitsrechnung durch scharfsinnige Untersuchungen. Der Schwerpunkt seiner geistigen Tätigkeit aber, das, was ihm zumeist den Anspruch auf den Namen eines der größten Astronomen gibt, liegt in seinen Arbeiten über die Bewegungen der Himmelskörper, speziell über die Störungen. Die Störungstheorie, deren Grundzüge er bereits in den ersten Jahren seines Aufenthalts auf dem Seeberge in den Astr. Nachrichten veröffentlichte, bildet das Fundament seiner wichtigsten und umfassendsten Untersuchungen, die er bis tief in die fünfziger Jahre teils als selbständige Werke, teils in den Schriften der kgl. sächs. Gesellschaft der Wissenschaften bekannt gemacht hat. Das praktisch rechnerische Resultat seiner Untersuchungen über die Mondbewegung ist in den großen »Tables de la Lune« niedergelegt, die 1857 von der britischen Admiralität herausgegeben wurden und noch jetzt, obschon sie Abweichungen vom Himmel zeigen, den meisten numerischen Angaben in den verschiedensten Ephemeridensammlungen (Jahrbüchern) zugrunde liegen. Gemeinsam mit Olufsen hatte er 1853 auch Sonnentafeln publiziert (Kopenhagen), die an Stelle der Carlini-Besselschen lange Zeit gebraucht worden sind.

Lohrmann, Wilhelm Gotthelf (1796—1840), aus Dresden, seit 1828 Vorsteher der technischen Anstalt daselbst. Die von ihm 1821 begonnene und nach Zeichnung und Messung durchgeführte, aber erst durch Julius Schmidt fertig gestellte und herausgegebene »Mondcharte in 25 Sectionen etc.« (Leipzig 1878) stellt ihn den tüchtigsten Selenographen ebenbürtig zur Seite.

Dawes, William Rutter (1799—1868), aus London. Ein ausgezeichnete Beobachter, namentlich auf dem Gebiete der Doppelsterne. (Catalogue of microm. measures of double stars. Mem. Astr. Soc. Vol. 35.)

Argelander, Friedrich Wilhelm August (22. März 1799 bis 17. Februar 1875), aus Memel. Nach sorgfältiger Erziehung, teils im elterlichen Hause, teils auf dem Gymnasium zu Elbing und, seit 1813, auf dem Collegium Fridericianum zu Königsberg, bezog A. als Student der Kameralwissenschaften 1817 die dortige Universität. Bald aber zogen ihn Astronomie und Mathematik und namentlich Bessels Person und Vorlesungen vor anderen an; er widmete sich der Astronomie und erlangte in kurzem das Vertrauen seines großen Lehrers so sehr, daß dieser ihm eine Reihe von praktischen rechnerischen Aufgaben übergab. Ende 1820 wurde er als Assistent der Sternwarte dauernd angestellt. Im Frühling 1822 promovierte er mit einer Schrift über die Flamsteedschen Beobachtungen und erlangte bald darauf mit seiner mustergültigen Abhandlung über die Bahn des großen Kometen von 1811 (Königsberg 1822) die *Venia docendi*. Als indessen die Stelle des Observators der Sternwarte zu Åbo frei wurde, folgte er 1823 einem Rufe dorthin.

Zunächst beschäftigte ihn dort die vollständige Ausrüstung und die Aufstellung der Instrumente; ausgedehnte Beobachtungen waren erst von 1827 an möglich, als der neue Reichenbach-Ertelsche Meridiankreis eingetroffen war. Ein verheerender Brand, der den größten Teil der Stadt im Herbst 1827 zerstörte und die Sternwarte selbst bedrohte, unterbrach zwar die Beobachtungen längere Zeit, doch konnte A. eine der wichtigsten Arbeiten, die Beobachtungen von 560 Sternen mit starker Eigenbewegung, noch zu Ende führen. Universität und Sternwarte wurden nach der Hauptstadt Helsingfors verlegt, und A., der zum ordentlichen Professor der Astronomie ernannt war, konnte im Sommer 1833 die Beobachtungen wieder aufnehmen. Der größte Teil der Zeit wurde der Berechnung und Publikation der Åboer Beobachtungen, sowie Untersuchungen der Eigenbewegung des Sonnensystems gewidmet; als Resultat der ersteren erschien der Åboer Katalog von 560 Sternen, als das der letzteren die wichtige Abhandlung über die Eigenbewegung des Sonnensystems.

Aber auch Helsingfors behielt den jungen Astronomen nicht lange. Im Jahre 1836 hatte die preussische Regierung beschlossen, in Bonn eine Sternwarte ersten Ranges zu erbauen; A., an den der Ruf erging, das neue Institut zu leiten, siedelte Anfang 1837 nach Bonn über. Die Jahre, die bis zur Vollendung der neuen Sternwarte vergingen, benutzte der rastlose Mann zur Anfertigung seines so ungemein nutzbringenden Sternatlasses, der »*Uranometria nova*« (Berlin 1843), sowie zu seinen epochemachenden Beobachtungen und Untersuchungen über die veränderlichen Sterne. Bis in die letzten Jahre seines reichen Lebens hat er sich diesem Zweige der Fixsternkunde mit ganz besonderer Vorliebe hingegeben. Inzwischen konnte auch, nach Aufstellung eines mit Gradbogen versehenen Passageninstruments, eine wichtige Beobachtungsreihe in Angriff genommen und durchgeführt werden: die nördlichen Zonen, von 45° bis 80° Dekl., nahe 22 000 Sterne enthaltend, die den Anschluß an die Besselschen bilden. Als dann 1845 endlich die neue Sternwarte bezogen werden konnte, fanden die Zonen auch nach Süden zu eine Fortführung; mit einem Pistorschen Meridiankreise wurden (1849—52) über 17 000 Sterne bis zur 9. und 9.10. Größe von -15° bis -31° Dekl. beobachtet. Noch vor dem Abschluß dieser Beobachtungen faßte A. aber einen noch weit großartigeren Plan; es sollten überhaupt alle Sterne bis mindestens zur 9. Größe zwischen dem Nordpol und -2° Dekl. nach einheitlicher Art bis auf etwa 1^s und 0.5 genau beobachtet werden. Diese große Aufgabe, an der sich neben

A. selbst in erster Linie Schönfeld, der nachmalige Direktor der Sternwarte, und Krueger, später Direktor der Kieler Sternwarte, beteiligten, wurde glücklich durchgeführt. Von Februar 1852 bis März 1859 wurden an einem Komemensucher von 34 Lin. Öffnung in 625 Nächten 1841 Zonen beobachtet, die etwa 850000 einzelne Beobachtungen enthalten; Zweifel, die bei einem derartigen Unternehmen begreiflicher Weise nicht selten auftauchen, wurden an größeren Instrumenten in 476 Revisionszonen, welche etwa 137000 Beobachtungen repräsentieren, gelöst. Das Endergebnis, die Rektaszensionen und Deklinationen von 324198 Sternen für 1855, liegt in dem großartigen Werke der »Bonner Durchmusterung« vor, welches 1859—62 erschien (Bonner Beobachtungen III.—V. Band), und mit dem in dem »Atlas des nördlichen gestirnten Himmels« die bildliche Darstellung Hand in Hand ging. Als Fortsetzung und Abschluß der A.schen Arbeiten in der Fixsternastronomie und speziell der Statistik der Gestirne muß die von Schönfeld durchgeführte »Südliche Durchmusterung« (von -2° bis -23° Dekl.) angesehen werden.

Argelanders bis in das hohe Alter kräftige Gesundheit wurde erst im Sommer 1874 durch eine typhusartige Krankheit ernsthaft gestört, und an ihren Folgen verschied er sanft und ruhig am 17. Februar 1875.

Lassell, William (1799—1880), aus Bolton. Im Jahre 1820 beginnt Lassell mit der Herstellung größerer Spiegelteleskope zum eigenen Gebrauche und erreicht allmählich in dieser Kunst große Geschicklichkeit. Im Jahre 1844 verfertigt er einen Spiegel von zwei Fuß Durchmesser. 1847 entdeckt er den Neptunstrabanten, 1848 gleichzeitig mit Bond den achten Saturnstrabanten und 1851 zwei Trabanten des Uranus. 1852 siedelt er mit seinen Instrumenten nach Malta über und verfertigt hier einen Riesenreflektor von vier Fuß Öffnung, mit dem er allein über 600 Nebelflecke entdeckt. Nach seiner Rückkehr von Malta errichtet er eine Sternwarte in Maidenhead, in welcher sein zweifüßiger Reflektor Aufstellung fand.

Parsons, William, Earl of Rosse (1800—1867), geb. zu York in England. Studiert in Dublin und Oxford; nach dem Tode des Vaters Earl, »Representative Peer« von Irland und Mitglied des Oberhauses. — Konstruiert und errichtet auf seinem Stammsitz Birr Castle bei Parsonstown die Riesen-Teleskope, die seinen Namen weltbekannt gemacht haben, und deren Herstellung ebensoviel theoretisches Wissen wie praktisches Können und mechanische Geschicklichkeit in höchstem Grade erforderten. — Sein Sohn, der jetzige Earl of Rosse (geb. 1840), arbeitet im Geiste des Vaters fort.

Steinheil, Carl August (1801—1870), aus Rappoltsweiler im Elsaß. Studiert in Göttingen und Königsberg und promoviert 1825 an letzterer Universität, wo er sich Bessel eng anschließt. 1832—49 Professor der Physik und Mathematik, sowie Konservator der mathematischen Sammlungen in München; wirkt dann einige Jahre als Vorstand des Departements für Telegraphie in Wien; dann aber, von 1852 an, als Ministerialrat wieder in München, wo er 1855 ein optisches Institut gründet, welches später von seinem Sohne Dr. Adolf Steinheil und gegenwärtig unter der Firma C. A. Steinheil Söhne von seinem Enkel Dr. Rudolf St. geleitet wird. — Scharfsinniger und ideenreicher Erfinder und Entdecker, namentlich in der Telegraphie und praktischen Optik. Macht 1838 auf die Benutzung der Erde statt des rückleitenden Telegraphen-

drahtes aufmerksam; erfindet 1834 einen neuen Reflexionsprismenkreis, konstruiert 1842 ein sinnreiches Photometer, ferner elektrische Uhren; verbessert die achromatischen Fernrohre, stellt Silberspiegel für Teleskope her usw.

Airy, George Biddel (1801—1892), aus Almvick in Northumberland. Frühzeitig zeigte sich seine hohe Begabung, und schon als Student verfaßte er eine Abhandlung über die Gestalt der Erde. Seine »Principles and Construction of the achromatic eyepieces of telescopes« und die Entdeckung des Astigmatismus des menschlichen Auges machten ihn berühmt; 1826 erhielt er die Stellung eines Mathematikprofessors in Cambridge, und zwei Jahre darauf wurde er zum Professor der Astronomie und Experimentalphilosophie daselbst ernannt. Die bescheidenen instrumentellen Hilfsmittel des Cambridger Observatoriums wurden infolge seiner Bemühungen bald bereichert; er selbst war sowohl als Beobachter, als besonders auch als Theoretiker in den verschiedensten Teilen der Astronomie und physikalischen Optik (Mathematical Tracts on the Lunar and Planetary Theories, the Figure of the Earth . . . and the Undulatory Theory of Optics) tätig. Als Pond 1835 zurücktrat, wurde Airy an seiner Stelle zum Astronomer Royal ernannt. Dieses Amt behielt er 46 Jahre lang; unter seiner Leitung erlangte Greenwich bald den Ruf einer Sternwarte ersten Ranges. Als die Hauptaufgabe des Instituts betrachtete Airy die Bestimmung der Stellungen und Bewegungen der Himmelskörper, und er hat deshalb regelmäßige Beobachtungen der Sonne, des Mondes, der Planeten sowie der Fixsterne am Meridiankreis und Altazimut organisiert. Neuerungen war er nicht unzugänglich; so richtete er einen umfangreichen meteorologischen und magnetischen Dienst ein, und bereits im Jahre 1873 wurde die Bestimmung der Radialgeschwindigkeit der Gestirne auf spektroskopischem Wege und die Photographie der Sonne in den Greenwicher Arbeitsplan aufgenommen. Zu erwähnen sind noch die umfangreichen Rechenarbeiten, die Airy vornehmen ließ, so die Reduktion der Greenwicher Planeten- und Mondbeobachtungen der Jahre 1750 bis 1830, und ferner seine Lehrbücher der Akustik, des Magnetismus, der Wellentheorie des Lichtes, der Gravitation, die zahlreiche Auflagen erlebten. Seine Aufsätze: »On Tides and Waves«, und »Figure of the Earth« in der Encyclopedia Metropolitana sind auch heute noch hochgeschätzt. Im Jahre 1881 trat Airy von der Leitung der Sternwarte zurück und verbrachte seinen Lebensabend in stiller Zurückgezogenheit.

- **Lamont, Johann** von (1805—1879), aus Braemar im nördlichen Schottland. Nach Absolvierung der Schule wird er auf seinen lebhaften Wunsch nach München gesandt, um unter Soldners Leitung sich an der Sternwarte Bogenhausen im Beobachten und Rechnen zu üben. Hier zeigt L. ebensoviel Eifer als Geschick; bereits 1828 wird er Assistent und 1835, zwei Jahre nach Soldners Tode, sogenannter Konservator, tatsächlich Direktor der Sternwarte, welche Stellung er bis zu seinem Tode innehat; gleichzeitig wird er zum Akademiker, später (1852) auch zum ordentlichen Professor an der Universität ernannt. Sein Hauptverdienst liegt auf dem Gebiete des terrestrischen Magnetismus, wo er bald eine der größten Autoritäten wurde; doch verdankt ihm auch die Astronomie, namentlich die praktische, zahlreiche und schöne Arbeiten. Anfangs beschäftigte er sich namentlich mit Beobachtungen der Saturns- und Uranussatelliten zur Bestimmung ihrer Bahnen und der Massen der Hauptkörper, sowie mit Nebeln und Sternhaufen, wofür der große Refraktor der

Sternwarte sich vorzüglich eignete. Daneben und seit 1840 fast ausschließlich leitete er die Meridianbeobachtungen einer großen Zahl von teleskopischen Sternen, nach Art der Besselschen und Argelanderschen Zonen; die zwölf Kataloge, welche von 1866 bis 1874 in den Annalen der Sternwarte erschienen, enthalten über 34000 Sterne meist 8. und 9. Größe zwischen $+27^\circ$ und -33° Deklination; seit 1850 wandte er hierbei, als der erste in Europa, die Methode der elektrochronographischen Registrierung der Durchgänge an.

Heis, Eduard (1806—1877), aus Cöln. Studiert 1824—27 zu Bonn Mathematik und Naturwissenschaften; wird dann Lehrer an einem Cölner Gymnasium, 1837 an der Realschule in Aachen. Von dort wird er 1852 als Professor der Mathematik und Astronomie an die Akademie zu Münster berufen, wo er bis an sein Ende bleibt. H. war in erster Linie Lehrer und hat als solcher, teils persönlich, teils literarisch, namentlich durch seine bekannte »Sammlung von Beispielen und Aufgaben aus der Arithmetik und Algebra« sehr fruchtbringend gewirkt. Zur Astronomie fühlte er sich schon früh hingezogen, und bereits 1839 begann er die Beobachtungen über Sternschnuppen und Feuerkugeln, die seinen Namen dauernd an die Himmelskunde knüpfen. Durch Argelander wurde er dann auch dem Studium der Veränderlichen, des Zodiaklichts, der Milchstraße, der Dämmerungserscheinungen und des Nordlichts zugeführt, alles Erscheinungen, die der Liebhaber, der über keine oder nur geringe instrumentelle Mittel verfügt, verfolgen kann. H. hat mit unermüdlichem Fleiß diese sämtlichen Phänomene jahrzehntelang beobachtet und durch seine Schüler, die er dafür zu interessieren wußte, beobachten lassen. Die wertvollen Resultate, die aus seinen Wahrnehmungen abgeleitet worden sind, dürfen als glänzendes Beispiel dessen, was der Laie und Liebhaber für die Wissenschaft leisten kann, gelten. Seine Helligkeitsschätzungen von Fixsternen und Untersuchungen über die Milchstraße enthält der vortreffliche »Atlas coelestis novus«, der wegen der ungewöhnlichen Schärfe und Lichtempfindlichkeit des H.schen Auges weit mehr Sterne als Argelanders Uranometrie auführt.

Peters, Christian August Friedrich (1806—1880), aus Hamburg. Vollständig strenge Schulbildung verhinderten die väterlichen Vermögensverhältnisse, und so bildete sich der begabte Knabe mehr autodidaktisch, namentlich auch durch das Studium mathematischer und astronomischer Bücher, aus. Bald wurde Schumacher auf ihn aufmerksam, zog ihn in seine Nähe und beschäftigte ihn mit Rechnungen und bei geodätischen Arbeiten. Im Jahre 1833 promovierte er in Königsberg, wohin er zu speziell astronomischer Ausbildung unter Bessel gegangen war, wurde 1834 Assistent der Hamburger Sternwarte und erhielt 1839 einen Ruf als etatsmäßiger Astronom an die neue Pulkowaer Sternwarte, wo er zehn Jahre blieb. 1849 vertauschte er diese Stellung mit der astronomischen Professur in Königsberg, blieb aber dort nur wenige Jahre, um dann nach dem Tode von Petersen (1854) die Direktion der Altonaer Sternwarte und die Herausgabe der Astron. Nachrichten zu übernehmen. Als die Sternwarte 1872 nach Kiel verlegt und dort in größerem Maßstabe und vollständiger ausgerüstet neu errichtet worden war, siedelte P. mit über, indem er zugleich die Professur für Astronomie übernahm, und blieb daselbst bis zu seinem Tode. — Als echter Nachfolger Bessels, wenn auch nicht so vielseitig, hat sich P. um die Sicherung der Grundlagen der sphärischen und den Ausbau der Stellarastronomie große und bleibende Verdienste erworben. Unter seinen Arbeiten sind besonders

hervorzuheben die über die Eigenbewegung des Sirius (Königsberg 1851), über die Nutation (Numerus constans nutationis, Petersburg 1842) und über die Parallaxen der Fixsterne (Petersburg 1848).

Kaiser, Friedrich (1808—1872), aus Amsterdam. 1826 Observator an der Sternwarte zu Leiden, 1837 Direktor derselben. Durch sein vorzügliches Lehrtalent fesselte er zahlreiche Schüler, und auch weitere Kreise verstand er mit seiner Gabe edler Popularisierung für die Astronomie zu gewinnen. Indessen genügte der Zustand und Einrichtung der alten Sternwarte nicht; nach langem Zögern bewilligte die Regierung die Mittel zur Errichtung eines neuen Instituts, das im Jahre 1860 fertiggestellt wurde. Von mehreren Assistenten unterstützt, führte K. hauptsächlich Fundamentalbestimmungen der Hauptsterne aus, später Zonenbeobachtungen nach dem Plane der Astron. Gesellschaft und Arbeiten für die Europäische Gradmessung, deren Kommissionsmitglied K. war. Die Beobachtungen am Meridiankreis überließ K. seinen Assistenten; er selbst widmete sich mikrometrischen Messungen am Refraktor. Krankheit unterbrach aber 1867 seine eigenen Beobachtungen, die auch nicht wieder aufgenommen wurden; am 28. Juli 1872 entschlief er.

K. muß als einer der feinsten und sorgfältigsten Beobachter der neueren Zeit angesehen werden. Seine Doppelsternmessungen, die Untersuchungen über den Planeten Mars und die Prüfung des Airyschen Doppelbildmikrometers sind Muster genauer Beobachtung und sorgfältiger Kritik. Als nicht geringes Verdienst darf auch der Einfluß gelten, den er in verschiedenen populären Schriften, namentlich in der sehr verbreiteten, unter dem Titel: »De Sterrehemel« (Amsterdam 1844/45) erschienenen populären Astronomie auf weitere Kreise gewann.

Pritchard, Charles (1808—1893), aus Alberbury (England); war bis 1862 Lehrer und Direktor einer Schule; erst im vorgerückten Alter wandte er sich ausschließlich der Astronomie zu, die ihn von Jugend an interessiert hatte. 1870 wurde er Professor der Astronomie in Oxford, wo auf seine Veranlassung hin eine Universitäts-Sternwarte gegründet wurde, deren Direktor er bis zu seinem Tode war. Pr. war einer der ersten unter den Astronomen, welche die Photographie für die messende Astronomie nutzbar machten, indem er sie zunächst auf eine Bestimmung des Durchmessers und der physischen Libration des Mondes anwandte. Später bestimmte er auf photographischem Wege die Parallaxen einer größeren Zahl von hellen Sternen. Auch nahm er regen Anteil an den Vorarbeiten für die photographische Himmelskarte. Um die Photometrie erwarb er sich Verdienste durch die Messung der Helligkeiten der dem bloßen Auge sichtbaren Sterne mit Hilfe eines Keilphotometers; die »Uranometria Nova Oxoniensis« enthält die Resultate dieser Arbeit.

Leverrier, Urbain Jean Joseph (11. März 1811 bis 23. September 1877), aus Saint-Lô im Departement La Manche. Mit 20 Jahren kam er auf die Ecole polytechnique, wo er sich so auszeichnete, daß er schon nach zwei Jahren (1833) eine Stellung als Ingenieur und Chemiker bei der Administration des Tabacs erhielt. Seine ersten wissenschaftlichen Arbeiten behandeln chemische Fragen; bald aber wendet er sich fast ausschließlich astronomischen Studien zu, und 1839 bereits legt er sein erstes wichtiges Mémoire über die säkularen Änderungen der Bahnelemente der sieben Hauptplaneten der Pariser

Akademie vor, dem dann in ununterbrochener Reihe andere nicht weniger bedeutende, sämtlich theoretischen Inhalts, folgen: 1843 die später noch weiter ausgearbeitete Theorie der Merkursbewegung, in den beiden nächsten Jahren die Untersuchungen über die drei periodischen Kometen von Lexell, Faye und De Vico. In diese Zeit fallen auch seine epochemachenden Untersuchungen über die Uranusbewegung, die, wie bekannt, zur Entdeckung des Neptun führten und L.s Namen den glänzendsten, welche die astronomische Wissenschaft aufzuweisen hat, beigesellten. Als 1853 Arago starb, wurde L. zum Direktor der Pariser Sternwarte ernannt, und er hat diese Stellung mit Ausnahme der Jahre 1870—72, wo er wegen Differenzen mit dem Personal ihr enthoben war, bis zu seinem Tode innegehabt. Durch seine außerordentliche Energie, Willensstärke und Arbeitskraft hat die Pariser Sternwarte den Ruhm und die einflußreiche Stellung wieder erlangt, die sie zwei Jahrhunderte zuvor, zur Zeit ihrer Gründung, besessen hatte, und seine einzig dastehenden Leistungen in der Theorie der planetarischen Bewegungen haben ihm selbst unvergänglichen Ruhm gesichert.

Dembowski, Hercules, Baron von (1811—1881), begüterter italienischer Edelmann von polnischer Abkunft, verdienter Privatastronom. Mißt, erst in Neapel, seit 1862 in Gallarate bei Mailand, die meisten Doppelsterne der *Mensurae microm.* und des Pulkowaer Kataloges vorzüglich genau; entdeckt auch eine nicht unbedeutende Anzahl zum Teil schwieriger Doppelsterne.

Peters, Christian Heinrich Friedrich (1813—1890), aus Coldenbüttel in Schleswig. Studiert in Berlin und Göttingen. Geht 1838 nach Sizilien behufs trigonometrischer Aufnahmen; wird dort Direktor der trigonometrischen Abteilung der Landesvermessung. 1848 wird er wegen seiner Sympathie für die Erhebung des Landes entlassen und ausgewiesen, bleibt aber dort und beteiligt sich, zuletzt als Major, an den damaligen Kämpfen. Nach der Einnahme Palermos flüchtet er zuerst nach Frankreich, dann nach Konstantinopel. 1854 geht er, von Humboldt empfohlen, nach Nordamerika und wird 1858 Direktor der Sternwarte in Clinton. Bekannt ist Peters besonders durch seine zahlreichen Planetenentdeckungen, 48 von 1861—1889, und durch seine vorzüglichen Sternkarten.

Faye, Hervé (1814—1902), aus St. Benoît-du-Sault (Frankreich). Durch Arago 1836 an das Pariser Observatorium berufen; 1843 zum Astronomen desselben ernannt. Faye hat ausgezeichnete Beobachtungen aller Art ausgeführt; er versuchte, die Spektralanalyse, die Photographie und die Thermodynamik für die Astronomie nutzbar zu machen. Seine bekanntesten Arbeiten sind die über die Bewegung und Entstehung der Sonnenflecke und seine kosmogonischen Untersuchungen (*Sur l'Origine du Monde*). Außerdem hat sich Faye auch noch mit meteorologischen und geodätischen Problemen beschäftigt.

Ångström, Anders Jonas (1814—1874), aus Lögdö in Schweden. Studierte Mathematik in Upsala; 1842 am Observatorium zu Stockholm angestellt; 1843 Observator zu Upsala; von 1858 bis zu seinem Tode Professor der Physik daselbst. Veröffentlichte Untersuchungen über das Sonnenspektrum, über die Spektren der Elemente, über den Halleyschen Kometen. In seinem 1868 erschienenen Atlas des Sonnenspektrums »*Spectre Normal du Soleil*« waren die Fraunhoferschen Linien zum ersten Male nach ihren Wellenlängen

aufgeführt; die hierfür gewählte Einheit, das Zehnmillionstel-Millimeter, heißt daher die Ängströmsche Einheit.

Delaunay, Charles Eugène (1816—1872), aus Lusigny im Departement Aube. Zuerst Lehrer der Geodäsie an der École polytechnique, später dort und an der École des Mines Professor für Geometrie, Mechanik und Ingenieurwissenschaft; seit 1850, wo er die Stellung an ersterer aufgibt, Ingénieur en chef an der letzteren. Im März 1870 an Leverriers Stelle zum Direktor der Pariser Sternwarte ernannt, bewährt er sich dort unter schwierigen Verhältnissen, während der Belagerung von Paris und der Schreckensherrschaft der Kommune. Im Sommer 1872 verunglückt er bei einer Bootfahrt in der Nähe von Cherbourg. — D. hat sich als Analytiker und theoretischer Astronom in hohem Grade ausgezeichnet. Sein wichtigstes Werk, welches er als seine Lebensaufgabe betrachtet und seit 1846 unausgesetzt bearbeitet hat, ist die »Théorie de la Lune«, von der 1860 und 1867 zwei Bände in den Mémoires de l'Institut de France erschienen sind; andere hiermit zusammenhängende Untersuchungen, namentlich über die Akzeleration der mittleren Mondbewegung, sind in besonderen Abhandlungen erschienen.

Wolf, Rudolf (1816—1893), aus Fällanden bei Zürich. Nach beendigem Studium der Astronomie in Wien und Berlin zunächst Lehrer der Mathematik in Bern, 1847 Direktor der Sternwarte daselbst; 1855 Professor der Astronomie in Zürich, seit 1864 Direktor der neuerbauten Sternwarte daselbst. Unermüdlicher Beobachter der Sonnenflecke, entdeckt er 1852 die Beziehungen zwischen Sonnentätigkeit und Erdmagnetismus; von bleibendem Werte sind seine beiden Werke: »Geschichte der Astronomie« und »Handbuch der Astronomie«.

Rutherford, Lewis Morris (1816—1892), aus Morrisania, N. Y. Beobachtete bereits 1863 die Spektre der Fixsterne, des Mondes und der Planeten; konstruierte schon 1864 ein Objektiv für die Photographie zölestischer Objekte, mit welchem er schöne Aufnahmen der Himmelskörper machte. R. erkannte auch als erster, daß die Photographie für die messende Astronomie von großer Bedeutung sei, und in der Tat haben seine Himmelsaufnahmen, welche er 1890 dem Columbia College Observatory übergab, diese Voraussicht vollkommen bestätigt. R. hat auch Photographien des Sonnenspektrums hergestellt und früher sehr hochgeschätzte Beugungsgitter verfertigt.

Secchi, Angelo (1818—1878), aus Reggio in der Lombardei. Mitglied des Jesuitenordens; lebt nach Empfang der Priesterweihe mehrere Jahre in Rom und geht 1848, durch die Stürme der Revolution vertrieben, nach den Vereinigten Staaten, wo er in dem Georgetown College bei Washington als Lehrer der Naturwissenschaft für kurze Zeit ein Asyl findet. Nach De Vicos Tode (1849) wird er vom Ordensgeneral nach Rom als Direktor der Sternwarte des Collegio Romano und Nachfolger De Vicos zurückgerufen. In seiner neuen Stellung entfaltet S. auf den verschiedensten Gebieten der praktischen Astronomie, der Meteorologie und Physik der Erde eine vielfache Tätigkeit. Wenn seine Resultate, die er sowohl in der Physik der Sonne wie der Sterne hauptsächlich auf spektroskopischem Wege erlangt zu haben glaubte, nicht stets einer strengeren Prüfung Stich halten, so liegt die Schuld in dem, was andererseits einen Vorzug seiner Natur ausmacht: der raschen Erfassung aller Fragen und Probleme und der Vielseitigkeit seiner Arbeiten. — Unter seinen

zahlreichen Schriften hat besonders das zweibändige Werk über die Sonne: »Le Soleil« große Verbreitung gefunden und seinen Namen in weiteren Kreisen bekannt gemacht; das spätere, kleinere Buch »Les Étoiles« leidet trotz manches Guten an den erwähnten und noch anderen Fehlern in hohem Grade.

Foucault, Léon (1819—1868), aus Paris. Beschäftigt sich schon früh mit physikalisch-chemischen Problemen; seit 1862 Astronom am Bureau des Longitudes und physikalischer Assistent an der Sternwarte; rastlos in Experimenten und Untersuchungen tätig, die ihn vor der Zeit aufreiben. Durch seinen 1851 zum Nachweis der Erdrotation unternommenen Pendelversuch ist er weit bekannt geworden; höhere Verdienste aber um Astronomie und Physik hat er sich durch seine sinnreiche Methode der Bestimmung der Lichtgeschwindigkeit, durch Verbesserung der Uhrwerke bei Fernrohren und durch die Herstellung von Silberglasspiegeln für große Teleskope erworben.

Adams, John Couch (1819—1892), aus Lidcot in Cornwall. Bedeutender Mathematiker und theoretischer Astronom; 1858 Professor an der Universität St. Andrews (Schottland), dann an der in Cambridge; 1861 Direktor der Sternwarte daselbst. Adams ist durch seine Untersuchungen (1845) über die Störungen der Uranusbewegung berühmt geworden, welche er gleichzeitig mit Leverrier ausführte (siehe S. 411), und die zur Entdeckung des Neptun geführt hätten, wenn Challis in Cambridge seine Beobachtungen der ihm von Adams bezeichneten Stelle des Himmels reduziert hätte. Auch die Arbeiten von Adams über die säkulare Akzeleration des Mondes und über die Bahn der Novembermeteore haben Aufsehen erregt.

Tempel, Wilhelm (1821—1889), aus Nieder-Kunersdorf. Lithograph. Entdeckt als Liebhaber-Astronom 1859 in Venedig einen Kometen und den Merope-Nebel. Von 1860—1870 in Marseille als Assistent der Sternwarte; entdeckt dort vier kleine Planeten und zehn Kometen. Als Deutscher 1870 ausgewiesen, wird er Assistent der Sternwarte Brera bei Mailand, wo er bis 1874 vier neue Kometen entdeckt. Dann Adjunktastronom an der Sternwarte Arcetri bei Florenz; entdeckt daselbst einen Kometen sowie eine große Anzahl schwacher Nebelflecke.

Brünnow, Franz Friedrich Ernst (1821—1891), aus Berlin. Arbeitet zuerst unter Encke und wird 1847 Direktor der Sternwarte in Bilk. Von 1851—1854 erster Assistent der Berliner Sternwarte, folgt er 1854 einem Rufe als Direktor der Sternwarte in Ann Arbor, Michigan U. S., und wird 1866 Astronomer Royal for Ireland in Dunsink, welche Stelle er 1874 wegen Überarbeitung und Augenschwäche aufgibt, um sich ins Privatleben zurückzuziehen. Von größeren Arbeiten Brünnows sind zu erwähnen seine preisgekrönte Untersuchung über den de Vicoschen Kometen, seine Tafeln der Flora, Victoria und Iris. In Dunsink sind seine umfangreichen Untersuchungen über Fixsternparallaxen angestellt worden. Einen unvergänglichen Ruf hat sich Br. durch sein bereits in Bilk geschriebenes »Lehrbuch der sphärischen Astronomie« verschafft.

Seidel, Ludwig Philipp von (1821—1896), aus Zweibrücken. Schüler von Bessel, Jacobi, Dirichlet und Gauß; 1846 Privatdozent, später außerordentlicher, 1854 ordentlicher Professor der Mathematik in München. S.s wissenschaftliche Tätigkeit war hauptsächlich der reinen Mathematik gewidmet;

für die Astronomie waren seine zahlreichen dioptrischen Arbeiten von großer Bedeutung, sowie seine astrophotometrischen Messungen mit Steinheils Prismenphotometer.

d'Arrest, Heinrich Louis (1822—1875), aus Berlin. Bezieht 1839 die Berliner Universität, um sich mathematischen und astronomischen Studien zu widmen. Auf der Sternwarte ist er bald erfolgreich tätig, und seine sorgfältigen Arbeiten, namentlich über die Bahnen von Kometen und kleinen Planeten, verschaffen ihm 1848 die Stellung eines Observators an der Leipziger Sternwarte. Er verläßt Leipzig 1857, um einem Rufe als Direktor der neu zu gründenden Sternwarte nach Kopenhagen zu folgen. In der verhältnismäßig kurzen Zeit von drei Jahren wird das neue Observatorium fertig, und d'A. kann im Herbst 1861 die Beobachtungen an dem Refraktor beginnen, während der Meridiankreis von Pistor und Martins der Fürsorge des Observators C. Schjellerup überlassen bleibt. Schon in Leipzig hatte d'A. eine wertvolle Reihe von Positionsbestimmungen von Nebelflecken veröffentlicht und hierdurch den Beweis geliefert, daß selbst mit relativ geringen Mitteln viel geleistet werden kann. Diese Beobachtungen setzte er in Kopenhagen in umfassendster Weise fort. 1867 legte er in seinem fundamentalen Werke: »Siderum nebulosorum observationes Havnienses« die Resultate fast sechsjähriger Beobachtungen, Messungen und Entdeckungen der astronomischen Welt vor. Es ist eine Arbeit, welche den Vergleich mit der Bonner Durchmusterung oder mit Struves Mensuris micrometr. nicht zu scheuen braucht. In den letzten Jahren wendete sich d'A. mit Vorliebe und Erfolg spektralanalytischen Untersuchungen zu, und auch hier leistete er Hervorragendes. Um 1870 unternahm er spektroskopische Beobachtungen der hellen Nebel und Sternhaufen, und nach 1872 begann er, die Fixsternspektren systematisch und zonenweise zu beobachten; doch wurden diese Untersuchungen durch seinen allzufrühen Tod unterbrochen.

Spoerer, Friedrich Wilhelm Gustav (1822—1895), aus Berlin. Seit 1846 Gymnasiallehrer, zuletzt in Anklam; 1874 bis 1894 Observator am Astrophysikalischen Observatorium zu Potsdam, zu dessen Gründung Sp.s Sonnenbeobachtungen den Anstoß gegeben haben. Eifriger Beobachter der Sonnenflecke schon in Anklam, lieferte er besonders während seiner Tätigkeit in Potsdam wertvolles Material für die Sonnenstatistik. Er führte u. a. mehrere Bestimmungen der Rotationselemente der Sonne aus und stellte die schon von Carrington beobachtete Abnahme der Rotationsgeschwindigkeit der Sonnenflecke vom Äquator nach den Polen fest.

Luther, Carl Theodor Robert (1822—1900), aus Schweidnitz; seit 1851 als Nachfolger Brünnows Astronom der Sternwarte zu Bilk bei Düsseldorf. Unermüdlicher Beobachter der kleinen Planeten, von denen er selbst 24 entdeckt hat.

Hind, John Russell (1823—1895), aus Nottingham (England). Anfangs Zivilingenieur, 1840 bis 1844 Astronom an der Sternwarte zu Greenwich, 1844 bis 1853 an Bishops Privatsternwarte in London, wo er zehn kleine Planeten, drei Kometen und die Nova vom Jahre 1848 entdeckte. Von 1853 an war er Superintendent des Nautical Almanac Office, bis er sich 1891 zur Ruhe setzte.

Kirchhoff, Gustav (1824—1887), aus Königsberg. Habilitierte sich bereits mit 23 Jahren an der Berliner Universität, wurde 1850 außerordentlicher Professor der Physik in Breslau, 1854 ordentlicher Professor in Heidelberg, von 1875 an in Berlin. Seine vorzüglichen, meist theoretischen Arbeiten auf dem Gebiete der Physik haben in Beziehung auf ihren praktischen Wert ihren Gipfelpunkt in seinem klassischen Beweise des Zusammenhanges zwischen Absorption und Emission bei glühenden Gasen, der unter dem Namen des Kirchhoffschen Gesetzes die Grundlage der Spektralanalyse ist. In Verbindung mit seinem Freunde Bunsen verwertete Kirchhoff die Spektralanalyse auch praktisch. Von großer Bedeutung war sein Atlas des Sonnenspektrums; ferner gab er eine in ihren Hauptzügen auch jetzt noch gültige Deutung der physischen Konstitution der Sonne.

Gould, Benjamin Apthorp (1824—1896), aus Boston (Nordamerika). Von 1845 bis 1848 studierte er in Europa, davon etwa $2\frac{1}{2}$ Jahre in Deutschland. Nach seiner Rückkehr nach Amerika war er von 1852 bis 1867 als Assistent der U. S. Coast Survey tätig und fungierte gleichzeitig von 1855 bis 1859 als Leiter des Dudley Observatoriums in Albany. 1866 fand unter seiner Leitung die erste Längenbestimmung zwischen Europa und Amerika vermittels des transatlantischen Kabels statt. 1870 siedelte er nach Südamerika über, um im Auftrage der Argentinischen Regierung in Cordoba eine Nationalsternwarte einzurichten. Dadurch wurde ihm die Möglichkeit gegeben, seinen schon seit Jahren gehegten Wunsch zu verwirklichen, die von Bessel und Argelander am nördlichen Himmel ausgeführten Zonenbeobachtungen auch auf den ganzen Südhimmel auszudehnen. 15 Jahre hat G. in Cordoba zugebracht, und drei große Werke sind neben zahlreichen kleineren Arbeiten das Ergebnis seiner rastlosen Tätigkeit. 1879 erschien die *Uranometria Argentina*, eine nach dem Muster der Argelanderschen Uranometrie ausgeführte Beschreibung der hellen Sterne des südlichen Himmels, welche wegen der großen Genauigkeit der Größenschätzungen einen besonderen Wert besitzt. 1884 folgte der Zonenkatalog und 1886 der Argentinische Generalkatalog. Außerdem fertigte er eine große Zahl photographischer Aufnahmen von Sternhaufen, Doppelsternen und Fixsternen mit starker Eigenbewegung an, mit deren Ausmessung und Verarbeitung er seit seiner Rückkehr nach Cambridge, Mass. (1885) bis an sein Lebensende beschäftigt war. 1849 hat er das *Astronomical Journal* gegründet und nach einer längeren Unterbrechung (von 1861 an) 1886 wieder ins Leben gerufen.

Schmidt, Johann Friedrich Julius (1825—1884), aus Eutin. Zuerst bei Benzenberg in Bilk (Düsseldorf), kommt Schmidt 1846 als Assistent nach Bonn, wo er unter anderem die Bearbeitung der *Hora V* der Berliner Akademischen Sternkarten ausgeführt hat. 1853 als Leiter der von Unkrechtsbergschen Privatsternwarte in Olmütz angestellt; seit 1858 Direktor der Sternwarte in Athen. Schmidt ist als einer der unermüdetsten und vielseitigsten Beobachter bekannt. Seine Beobachtungen beziehen sich auf alle Gebiete der Astronomie, besonders aber auf veränderliche Sterne. Außerdem hat er sich mit Erfolg dem Studium der vulkanischen Erscheinungen Griechenlands gewidmet. Sein berühmtestes Werk, auf welches er den größten Teil seines Lebens verwendet hat, ist die von der preußischen Regierung herausgegebene große Mondkarte.

Carrington, Richard (1826—1875), aus Chelsea. Nach normalem Schulbesuch kommt er 1844 nach Cambridge, wo sich seine Neigung zu den mathematisch-mechanischen Wissenschaften Bahn bricht. Er verläßt nach längeren Studien die Universität, bildet sich systematisch für die praktische Astronomie aus und wird dann für drei Jahre Beobachter an der Sternwarte zu Durham. Die mangelhafte Ausstattung und die geringe Aussicht, Besseres zu erlangen, bestimmten ihn aber, die Sternwarte zu verlassen und sich selbst eine solche zu bauen. Nach längerem Suchen wurde zu Redhill eine passende Lokalität gefunden und zwei Jahre darauf, 1854, bezogen, Anfang der sechziger Jahre indessen mit einer noch günstigeren in Churt, Surrey, vertauscht. C. ist unter den zahlreichen englischen Privatastronomen einer der erfolgreichsten. Seine mit einem Meridiankreise angestellten und in dem Redhill Catalogue 1857 publizierten Beobachtungen von mehr als 3700 sehr nördlichen teleskopischen Sternen zeichnen sich durch Genauigkeit aus, und die durch $7\frac{1}{2}$ Jahre konsequent fortgesetzten Beobachtungen der Sonnenflecke, 1863 in einem Bande zusammengefaßt, haben die wichtigsten Daten zur Erkenntnis der Sonnenrotation und der Fleckenbewegung geliefert.

Klinkerfues, Ernst Friedrich Wilhelm (1827—1884), aus Hofgeismar in Hessen. Zuerst Geometer, wird er durch Gerling in die Astronomie eingeführt und kommt auf dessen Empfehlung 1851 nach Göttingen zu Gauß, wo er 1855 Observator der Sternwarte wird. 1859 tritt er in die provisorische Direktion der Sternwarte ein, wird 1863 außerordentlicher Professor und 1868 Direktor der Abteilung für praktische Astronomie an der Sternwarte. Obschon er ein eifriger Beobachter war — er hat sechs Kometen entdeckt —, so gehören seine Hauptarbeiten wesentlich der theoretischen Astronomie an: Berechnung der Bahnen von Kometen, Doppelsternen und Planeten, Bestimmung der absoluten Störungen bei kleinen Planeten und bei Bahnen mit großer Exzentrizität und starker Neigung; ferner Untersuchungen über die Beziehungen zwischen Kometen und Sternschnuppen. Seine Leistungen auf dem Gebiete der Meteorologie sind bekannt.

Schjellerup, Hans Carl Friedrich Christian (1827—1887), aus Odense. Zuerst bei einem Uhrmacher in der Lehre, hat sich Schjellerup durch eignes Studium zum Besuche des Polytechnikums in Kopenhagen vorbereitet, wo sich der berühmte Physiker Oerstedt für ihn interessierte. Nach Vollendung seiner Studien wurde er Observator der Kopenhagener Sternwarte. Seine Arbeiten bewegen sich hauptsächlich auf dem Gebiete der Fixsternkataloge, und er selbst gab einen sehr geschätzten derartigen Katalog heraus. Seine gründliche Kenntnis des Arabischen gab ihm Veranlassung zu einer neuen Bearbeitung des Sternkatalogs von Ulugh Beigh.

Schönfeld, Eduard (1828—1891), aus Hildburghausen. Widmet sich zuerst dem Baufache, wird aber durch Gerling in Marburg in die Astronomie eingeführt. 1852 kommt er nach Bonn, um sich unter Argelander speziell dieser Wissenschaft zu widmen. Argelander, der sofort die außerordentliche Begabung Schönfelds erkannte, überträgt ihm bereits 1853 die Assistentenstelle der Sternwarte. Hier entfaltet Sch. eine außerordentliche Tätigkeit, indem er im Verein mit Krueger das großartige Werk der Durchmusterung des nördlichen Himmels durchführt. Schon in Bonn zum Professor der Astronomie

ernannt, geht er im Jahre 1859 nach Mannheim als Direktor der dortigen Großherzoglichen Sternwarte. Trotz der sehr bescheidenen Mittel der bereits damals in jeder Beziehung veralteten Sternwarte versteht es Sch., auch hier Arbeiten von dauerndem Werte zu liefern. Das Studium der veränderlichen Sterne, in Bonn begonnen, wird konsequent fortgesetzt. Als seine Hauptarbeit in Mannheim ist sein Katalog der Nebelflecke zu betrachten, in welchem eine große Anzahl von Positionsbestimmungen der in dem kleinen Mannheimer Refraktor sichtbaren Nebelflecke enthalten ist. Im Jahre 1875 wird Sch. als Nachfolger Argelanders nach Bonn berufen, und hier beginnt er sofort sein größtes Werk, die »Südliche Durchmusterung des Himmels«, welches er, nur in den Reduktionsarbeiten unterstützt, allein zu Ende geführt hat.

Roberts, Isaac (1829—1904), aus Groes in Nord-Wales; widmete sich dem Baugewerbe, ging jedoch zu Anfang der achtziger Jahre gänzlich zur Astronomie über. R. muß als einer der Pioniere der Himmelsphotographie angesehen werden; sein Verdienst ist es vor allem, gezeigt zu haben, daß die Reflektoren sich zur Photographie der Nebelflecke in vorzüglicher Weise eignen. Er hat seine Resultate in zwei Bänden: »Photographs of Stars, Star-Clusters and Nebulae« veröffentlicht.

Bruhns, Carl Christian (1830—1881), aus Plön in Holstein. Sohn eines Schlossers. Kommt 1851, um Schlosser oder Mechaniker zu werden, zu Borsig, dann zu Siemens und Halske nach Berlin, wird dort mit Eneke bekannt und von diesem, der seine ungewöhnlichen rechnerischen Gaben bald erkennt, bereits 1852 als Assistent an der Sternwarte angestellt; 1854 wird er Observator, 1859 Dozent an der Universität. Doch bleibt er nicht lange; 1860 erhält er einen Ruf als Professor der Astronomie und Observator der neu zu errichtenden Sternwarte nach Leipzig und wird bald darauf, nachdem Möbius zurückgetreten war, deren Direktor. — Außerordentliche Arbeitskraft und Energie, wie sicherer, alles Wesentliche rasch überschauender Blick befähigten Br., neben der Astronomie auch der Meteorologie, der Geodäsie und selbst praktischen Geschäften mit Erfolg sich zu widmen. Auf rein astronomischem Gebiete hat Br. als Rechner, speziell als Planetenrechner, wohl das meiste geleistet und als Beobachter sich durch die Entdeckung mehrerer teleskopischer Kometen verdient gemacht.

Newton, Hubert Anson (1830—1896), aus Sherburne (Nord-Amerika). Von 1855 bis zu seinem Tode Professor der Mathematik am Yale College zu New Haven (Conn.); von 1882—1884 Direktor der Sternwarte der Universität. Hauptsächlich bekannt durch seine Untersuchungen über die Novembersternschnuppen, über die Bahnen und die Häufigkeit der Meteore, den Ursprung der Kometen und den Einfluß des Jupiter auf die Kometenbahnen, sowie über ähnliche Fragen.

Bredichin, Theodor (1831—1904), aus Nikolajeff (Rußland). 1857 Professor der Astronomie in Moskau, 1873 Direktor der Sternwarte daselbst, 1890 Direktor der Sternwarte zu Pulkowa. 1894 trat er zurück, um sich ungestört seinen wissenschaftlichen Arbeiten widmen zu können. Seine bedeutsamste Arbeit, die ihn fast sein ganzes Leben hindurch beschäftigt hat, sind die Untersuchungen über die Formen der Kometen, besonders der Schweife derselben, und im Zusammenhange damit seine Theorie der Meteore.

Tietjen, Friedrich (1832—1895), aus Garnholt in Oldenburg. Seit 1862 Assistent an der Sternwarte zu Berlin, 1874 Direktor des astronomischen Recheninstituts und Herausgeber des astronomischen Jahrbuchs, sowie Professor an der Universität. Hat wertvolle Beiträge zur Theorie und Methode der Bahnbestimmung und der Störungsrechnung geliefert. Hervorragender Rechner.

Krueger, Carl Nikolaus Adalbert (1832—1896), aus Marienburg in Westpreußen. Studierte zuerst in Berlin, dann in Bonn, wurde hier 1853 zweiter, 1859 erster Gehilfe an der Sternwarte, folgte 1862 einem Rufe nach Helsingfors als Professor der Astronomie und Direktor der Sternwarte, führte nach dem Tode Hansens von 1876—1880 die Direktion der Gothaer Sternwarte und beschloß seine wissenschaftliche Laufbahn als Direktor der Sternwarte und Professor an der Universität zu Kiel. In Bonn hat er gemeinsam mit Schönfeld die von Argelander begonnene Bonner Durchmusterung durchgeführt. Daneben beobachtete er Kometen und kleine Planeten, sowie veränderliche Sterne, auch hat er umfangreiche Messungsreihen zur Parallaxenbestimmung von Fixsternen ausgeführt. Für das von der Astronomischen Gesellschaft ins Leben gerufene große Werk der allgemeinen Ortsbestimmung aller Sterne bis zur 9. Größe übernahm er die Zone von 55° bis 65° und stellte dieselbe teils noch in Helsingfors, teils in Gotha fertig. Bei seiner Übersiedelung nach Kiel übernahm er die Herausgabe der Astronomischen Nachrichten, die er mit Geschick bis zu seinem Tode fortgeführt hat.

Zöllner, Johann Carl Friedrich (1834—1882), aus Berlin. Nach in Berlin und Basel absolviertem Studium promoviert Zöllner mit einer photometrischen Untersuchung; seine nächsten Arbeiten sind alle diesem Gebiete gewidmet. 1865 erfolgt seine Habilitation in Leipzig mit theoretischen Untersuchungen über die Lichtstärke der Mondphasen, denen seine berühmte Abhandlung über die physische Beschaffenheit der Himmelskörper mit besonderer Rücksicht auf die Photometrie folgt. 1866 wird er außerordentlicher, 1872 ordentlicher Professor der Astrophysik in Leipzig. — Zöllner war außerordentlich produktiv und hat eine beträchtliche Anzahl scharfsinniger astrophysikalischer und rein physikalischer Untersuchungen veröffentlicht. Mit seinem Werke über die Natur der Kometen betritt Zöllner die Bahn subjektiver Kritik, die ihm sehr viele Anfeindungen eingetragen hat. Später neigt Zöllner immer mehr zu spiritistischen Untersuchungen und Spekulationen hin, die er mathematisch durch Annahme eines vierdimensionalen Raumes zu erklären sucht. Alle seine späteren Schriften verraten einen anormalen Gemütszustand, vor dessen voraussichtlich weiterem Fortschreiten ihn ein plötzlicher Tod bewahrt hat. Er starb am Herzschlage, mit der Feder in der Hand, mitten in eifrigster literarischer Tätigkeit.

Winnecke, August Friedrich Theodor (1835—1897), aus Groß-Heere bei Hildesheim. Schon als Student in Berlin wissenschaftlich tätig; 1856 in Bonn; seit 1858 in Pulkowa, zuletzt als stellvertretender Direktor; 1865 infolge von Überanstrengung geistig erkrankt; nach seiner Genesung in Karlsruhe; 1872 als Direktor der Sternwarte an die neu gegründete Universität nach Straßburg berufen; 1882 wegen erneuter Erkrankung zurückgetreten, kurz nachdem die neue Sternwarte, die ganz nach seinen Plänen erbaut wurde, vollendet worden war. Lebte noch 16 Jahre in geistiger Umnachtung in einer Anstalt in Bonn. Hervorragender und unermüdlicher Beobachter; entdeckt mehrere Kometen.

Von seinen Arbeiten sind besonders zu erwähnen: Die Bestimmung der Sonnenparallaxe aus Marsbeobachtungen (1862), Beobachtungen veränderlicher Sterne, Untersuchungen über Parallaxen von Sternen und Nebelflecken.

Draper, Henry (1837—1882), aus Virginia. Sohn des berühmten Physikers J. W. Draper. Nach vollendetem Studium errichtete Draper eine vorzügliche Privatsternwarte, nachdem er selbst größere Reflektoren für dieselbe angefertigt hatte, und beschäftigte sich vorzugsweise mit der Photographie der Himmelskörper und ihrer Spektre, auf welchem Gebiete er Hervorragendes geleistet hat. Seine Witwe hat dem Harvard College Observatory in Cambridge, Mass., eine sehr beträchtliche Stiftung, Henry Draper Memorial, überwiesen, mit deren Hilfe daselbst spektralphotographische Untersuchungen im größten Umfange betrieben werden.

McClellan, Frank (1837—1904), aus Westminster (England). Liebhaber-Astronom; bekannt durch seine Leistungen in der Spektralphotographie (Sonnenpektrum, Spektre von Metallen) und durch eine spektroskopische Durchmusterung des nördlichen und des südlichen Himmels.

Watson, James (1838—1880), aus Elgin in Kanada. Seit 1857 Assistent, 1863—1879 Direktor der Sternwarte zu Ann Arbor und Professor der Astronomie als Nachfolger seines Lehrers Brünnow; zuletzt Direktor des Washburn Observatory in Madison (Wisconsin). — W. ist einer der glücklichsten Entdecker von Planetoiden, deren er (1857—1878) nicht weniger als 26 gefunden hat. Sehr geschätzt ist sein Lehrbuch »Theoretical Astronomy«.

Abbe, Ernst (1841—1905), in Eisenach als Sohn eines Spinnmeisters geboren; studiert in Jena und Göttingen Physik und Astronomie und wird 1877 Direktor der Sternwarte zu Jena. Seine Hauptverdienste liegen auf dem Gebiete der Optik, die er theoretisch wie praktisch in ungeahnter Weise förderte. A. ist Mitbegründer und langjähriger Leiter der bekannten Zeißwerke gewesen. Die Fernrohroptik verdankt ihm eine bedeutende Förderung durch Einführung neuer Glassorten, deren Auffindung und Herstellung durch A.s systematische Studien mit dem Glastechniker O. Schott (Glaswerke von Schott & Gen. in Jena) ermöglicht wurde. A.s berühmte Vorlesungen über Optik sind in Czapskis Theorie der optischen Instrumente (1893) enthalten.

Oppolzer, Theodor von (1841—1886), aus Prag. Sohn des bekannten Pathologen Johann von Oppolzer. Studiert auf Wunsch seines Vaters Medizin. Seine Vorliebe und sein unverkennbares Talent für die exakten Wissenschaften veranlaßten ihn schon damals in Wien, sich auch dem Studium der Mathematik mit vollem Eifer hinzugeben. Nach seiner 1864 erfolgten Promotion zum Doktor der Medizin verdankte er es seiner Mutter, daß er sich eine eigene Sternwarte erbauen und sich ungestört der Astronomie als seiner Lebensaufgabe widmen konnte. Vom Jahre 1866 an lehrte er an der Wiener Hochschule, seit 1875 als ordentlicher Professor. Seine ersten Arbeiten beziehen sich auf die Berechnung von Planeten- und Kometenbahnen, wobei er im Laufe der sich hieranschließenden theoretischen Untersuchungen mit verschiedenen Verbesserungen und neuen Methoden auf dem Gebiete der Bahnbestimmung hervortrat. Die Resultate dieser Arbeiten hat O. in einem sehr umfangreichen »Lehrbuch der Bahnbestimmung der Planeten und Kometen« niedergelegt,

welches eine außerordentliche Verbreitung gefunden hat. Im Jahre 1873 übernahm er die Ausführung der für die Europäische Gradmessung in Österreich erforderlichen astronomischen Arbeiten. Gleichzeitig hiermit hat O. ein ebenfalls sehr umfangreiches Werk ausgearbeitet, seinen »Canon der Finsternisse«, in welchem die Elemente aller Sonnen- und Mondfinsternisse für den Zeitraum von 1500 v. Chr. bis 2000 n. Chr. berechnet sind, und welches für alle Zeiten eine unentbehrliche Grundlage für derartige Untersuchungen bleiben wird. Auch mit rein theoretischen Untersuchungen über das Störungsproblem, speziell über die Störungen des Mondes, hat sich O. beschäftigt.

Engelmann, Rudolf (1841—1888), aus Leipzig, Sohn des Verlagsbuchhändlers Wilhelm Engelmann. Studierte in Bonn und Leipzig Astronomie; 1863 Observator der Leipziger Sternwarte und 1871 Privatdozent. 1874 wurde er durch Familienverhältnisse gezwungen, die Sternwarte zu verlassen und in das väterliche Geschäft einzutreten. Trotzdem führte er seine astronomischen Arbeiten und Beobachtungen, letztere auf seiner Privatsternwarte, in eifriger Weise fort. Seine Haupttätigkeit bezog sich auf die Doppelsterne; seine Messungen sind von bleibendem Wert. Eine wichtige Frucht der glücklichen Vereinigung seiner astronomischen Kenntnisse mit seiner buchhändlerischen Tätigkeit ist die Herausgabe der sämtlichen Besselschen Abhandlungen und Rezensionen.

Gylden, Johann August Hugo (1841—1896), aus Helsingfors. Mit 19 Jahren hatte er die Universität absolviert, ging 1861 für ein Jahr nach Gotha zu Hansen; war von 1862 bis 1871 an der Sternwarte zu Pulkowa tätig; von da ab bis zu seinem Tode bekleidete er das Amt des Astronomen der Akademie und Direktors der Sternwarte zu Stockholm. In die Zeit seines Aufenthalts zu Pulkowa fallen die Untersuchungen über die Konstitution der Atmosphäre und die Refraktion, welche für die Pulkowaer Fundamentalbeobachtungen von großer Bedeutung sind. Die Hauptarbeit seines Lebens bilden Untersuchungen auf dem Gebiete der Störungstheorie, zu denen er einen großen Teil des mathematischen Rüstzeuges erst durch eigene Arbeiten geschaffen oder wenigstens für seine Zwecke verwendbar gemacht hat. Die Hauptpunkte seiner Untersuchungen über die absoluten Bahnen der Himmelskörper sind in einer Reihe von Veröffentlichungen unter dem Titel »Undersökningar af teorien för himlakropparnas rörelser« niedergelegt. Die Anwendung seiner Theorie auf das Sonnensystem sollte in dem groß angelegten Werke »Traité analytique des orbites absolues des huit planètes principales« gegeben werden. Es war ihm aber nur noch vergönnt, den ersten Teil davon, die analytischen Entwicklungen der absoluten Bahnen enthaltend, im Drucke zu vollenden; die numerischen Rechnungen hat er nicht mehr zu Ende führen können.

Von anderen Arbeiten sind noch besonders hervorzuheben: »Die Grundlehren der Astronomie nach ihrer geschichtlichen Entwicklung dargestellt« (1877), ferner Untersuchungen über die Rotation der Himmelskörper, über die Erklärung des Lichtwechsels der veränderlichen Sterne, über die Parallaxen und Eigenbewegungen der Sterne, über kosmogonische Fragen sowie über verschiedene Aufgaben des Versicherungswesens.

Cornu, Marie Alfred (1841—1902), aus Orléans. 1866 Ingenieur, 1867 Professor der Physik an der École polytechnique; 1886 Mitglied des Bureau des Longitudes. Hervorragender Physiker; lieferte u. a. Beiträge zur Kenntnis

des Sonnenspektrums, besonders des ultravioletten Teiles und der tellurischen Linien, sowie Untersuchungen über Metallspektren. Von weiteren Untersuchungen sind am bekanntesten die Bestimmungen der Geschwindigkeit des Lichts und der Dichtigkeit der Erde.

Lindemann, Eduard (1842—1897), aus Nishni-Nowgorod. Von 1868 bis zu seinem Tode wissenschaftlicher Sekretär an der Sternwarte zu Pulkowa. Um die Wissenschaft verdient durch wertvolle Arbeiten auf dem Gebiete der Astrophotometrie.

Tisserand, François Félix (1845—1896), aus Nuits-Saint-Georges (Frankreich). Auf Empfehlung Leverriers trat er 1866 als Adjunkt bei dem Observatorium zu Paris ein; 1873 wurde er zum Direktor der Sternwarte zu Toulouse ernannt; 1878 kehrte er nach Paris zurück als Nachfolger Leverriers in der Akademie und als Mitglied des Bureau des Longitudes. 1892 wurde er Direktor der Pariser Sternwarte. Seine Schriften, die sich namentlich mit den verschiedensten Problemen der Himmelsmechanik beschäftigen, zeichnen sich durch große Klarheit und Exaktheit aus; ganz besonders ist dies der Fall bei seinem klassischen Lehrbuche »*Traité de Mécanique Céleste*«, welches vier Bände umfaßt. Viele von seinen Arbeiten, so auch seine bekannte Abhandlung »*Sur la Théorie de la Capture des Comètes Périodiques*« sind in der von ihm begründeten und herausgegebenen Zeitschrift »*Bulletin Astronomique*« erschienen.

Pérotin, Joseph Athanase (1845—1904), aus Saint-Loup (Frankreich). Schon im Jahre 1873 von Tisserand an der Sternwarte zu Toulouse angestellt; 1879 für die Leitung des Baues und Ausrüstung der Sternwarte berufen, die Bischoffsheim bei Nizza gründete; von 1881 bis zu seinem Tode Direktor der neuen Sternwarte. P. ist als Beobachter auf den verschiedensten Gebieten der Astronomie tätig gewesen. Seine wichtigsten Arbeiten sind drei der Bewegung der Vesta gewidmete Abhandlungen sowie seine Neubestimmung der Lichtgeschwindigkeit nach den Methoden von Fizeau und Cornu. Bei 6 kleinen Planeten wird P. als Entdecker genannt.

Schur, Adolf Christian Wilhelm (1846—1901), aus Altona. Von 1873 bis 1877 war er Assistent, von da ab Observator an der Sternwarte zu Straßburg; im Jahre 1886 wurde ihm die Stelle des Direktors der Göttinger Sternwarte übertragen, wo er hauptsächlich mit dem Heliometer ausgedehnte Messungsreihen anstellte. Unter seinen Arbeiten sind besonders hervorzuheben die Vermessungen der Praesepe und der Sternhaufen im Perseus, seine Untersuchungen über die Masse und die Gestalt des Planeten Jupiter, über den Doppelstern 70 Ophiuchi und über Sternparallaxen.

Rowland, Henry Augustus (1848—1901), zu Honesdale, Penn., geboren, ist zunächst einige Jahre als Ingenieur tätig, studiert dann Physik und wird Professor an der Johns Hopkins University in Baltimore. Rowland verfaßte eine große Zahl wichtiger Arbeiten auf dem Gebiete der Wärme- und Elektrizitätslehre; seine Hauptleistungen sind aber die Erfindung und Herstellung des Konkavgitters und die mit einem solchen Apparate von ihm und seinen Schülern ausgeführte Aufnahme (*Photographic Map of the Normal Solar Spectrum*) und Ausmessung des Sonnenspektrums (*Preliminary Table of Solar Spectrum Wave-*

Lengths). Rowland hat auch eine Methode zur Herstellung fehlerfreier Mikrometerschrauben angegeben, nach welcher jetzt allgemein von den Mechanikern gearbeitet wird.

Henry, Paul Pierre (1848—1905), und sein Bruder **Mathieu Prosper** (1849—1903), aus Nancy. Ersterer wurde 1864, letzterer 1865 an der Pariser Sternwarte angestellt. Von 1871 bis 1884 setzten sie gemeinschaftlich die von Chacornac begonnenen Ekliptikalkarten fort. Im Verlaufe dieser Arbeit wurden sie schließlich (1884) dazu geführt, die Photographie als Hilfsmittel zur Mappierung der Sterne zu benutzen. Die dazu nötigen photographischen Fernrohrobjektive schliften sie selbst, und in der Folgezeit ist eine große Anzahl von Objektiven und Spiegeln aus ihrer Werkstätte hervorgegangen. Ihre astrophographischen Arbeiten gaben den Anlaß zu dem internationalen Unternehmen der photographischen Himmelskarte, an welchem sie sich in erfolgreichster Weise beteiligten.

Callandreaux, Pierre Jean Octave (1852—1904), aus Angoulême (Frankreich). Bereits 1874 trat er als Aide-Astronome bei der Sternwarte zu Paris ein; während seiner 30jährigen Tätigkeit an diesem Institut hat er eine Reihe der wertvollsten Arbeiten geliefert, besonders auf dem Gebiete der Himmelsmechanik. Von Bedeutung sind vor allem seine Untersuchungen über die Gleichgewichtsfiguren der Himmelskörper, sowie über die Einwirkung der Anziehung des Jupiter auf die Kometenbahnen.

Keeler, James Edward (1857—1900), aus La Salle (Illinois, U.S.). Studiert, zum Teil auf deutschen Universitäten, Physik, nimmt 1884—1886 als Assistent des Allegheny-Observatoriums an den bolometrischen Arbeiten Langleys teil, kommt dann an das Lick-Observatorium, wo ihm die spektroskopischen Arbeiten übertragen werden. Hier untersucht er die Spektren von 14 Nebeln und bestimmt zum ersten Male einwurfsfrei und mit großer Genauigkeit die Radialgeschwindigkeiten derselben (Spectroscopic Observations of Nebulae). Weiterhin veröffentlichte er eine große Reihe wertvoller Abhandlungen über die Spektren einiger Planeten, Kometen und Fixsterne sowie Untersuchungen über das Objektiv des Lickrefraktors und über den Bau von Spektrographen. 1891 kommt er als Direktor an das Allegheny-Observatorium und macht hier seine berühmte Untersuchung: A Spectroscopic Proof of the Meteoric Constitution of Saturn's Rings. 1898 wird er Direktor des Lick-Observatoriums und widmet sich ausschließlich der Photographie der Nebelflecke, nachdem es ihm nach vielen und langwierigen Versuchen gelungen war, den Crossleyreflektor so zu vervollkommen, daß er für diese Aufgabe brauchbar wurde. Diese bisher nicht übertroffenen Photographien werden jetzt publiziert.

Elemente und Verzeichnisse.

I. Elemente der großen Planeten.

Namen	Mittlere tägliche Bewegung	Siderische Umlaufszeit in mittl. Tagen	Mittlere Entfernung von der Sonne		Exzentrizität
			Astr. Einh.	Mill. km.	
Merkur ☿	14732.42	87.969	0.38710	<u>58</u>	0.20561
Venus ♀	5767.67	224.701	0.72333	108	0.00682
Erde ☿	3548.19	365.256	1.00000	<u>149</u>	0.01675
Mars ♂	1886.52	686.980	1.52369	<u>228</u>	0.09331
Jupiter ♃	299.13	4332.588	5.20280	<u>778</u>	0.04825
Saturn ♄	120.46	10759.201	9.53884	<u>1426</u>	0.05606
Uranus ♅	42.23	30586.29	19.19098	<u>2869</u>	0.04704
Neptun ♆	21.53	60188.71	30.07067	<u>4495</u>	0.00853

Namen	Länge des Perihels	Länge des aufst. Knotens	Neigung	Mittlere Länge am 0. Jan. 1900 *) 0h Berlin
Merkur	75° 53' 59"	47° 8' 45"	7° 0' 10"	178° 1' 36"
Venus	130 9 50	75 46 47	3 23 37	342 42 27
Erde	101 13 15	0 0 0	0 0 0	99 39 36
Mars	334 13 7	48 47 9	1 51 1	293 43 41
Jupiter	11 54 27	98 55 58	1 18 42	159 56 13
Saturn	90 6 40	112 20 51	2 29 39	14 49 35
Uranus	169 2 56	73 29 25	0 46 22	243 21 43
Neptun	43 45 20	130 40 44	1 46 45	85 1 30

9 Jan. 1850

Namen	Äquat.-Durchm. in der Entf. 1	Äquat.-Durchm. (Erde = 1)	Äquat.-Durchm. Kilometer	Abplattung	Masse		Dichtigkeit	Schwere am Äquator	Rotationsdauer	Albedo
					Sonne = 1	Erde = 1				
Merkur	6.6	0.37	4770	0	$\frac{1}{6000000}$	0.05	1.04	0.39	88 ^d ?	0.14
Venus	17.1	0.97	12420	0	$\frac{1}{408000}$	0.81	0.87	0.85	225 ^d ?	0.76
Erde	17.6	1	<u>12755</u>	$\frac{1}{297}$	$\frac{1}{329300}$	1	1	1	23 ^h 56 ^m 4 ^s	—
Mars	9.4	0.53	6780	0?	$\frac{1}{3093500}$	0.11	0.71	0.38	24 37 23	0.22
Jupiter	199.6	11.34	<u>144600</u>	$\frac{1}{14}$	$\frac{1}{1047355}$	314.50	0.23	2.39	9 50	0.62
Saturn	162.8	9.25	<u>118000</u>	$\frac{1}{10}$	$\frac{1}{3501.6}$	94.07	0.13	1.06	10 14	0.72
Uranus	69.4	3.94	50300	$\frac{1}{10}$	$\frac{1}{22800}$	14.40	0.23	0.93	?	0.60
Neptun	78	4.43	55500	?	$\frac{1}{19314}$	17.05	0.20	0.85	?	0.52
Sonne ☉	31'59.3	109.05	1390900	0	1	329390	0.25	27.70	25 ^d —27 ^d	—

*) Bei Jupiter und Saturn gelten die Angaben für 1850 Januar 0.

II. Elemente einiger kleiner Planeten.

Nummer und Name	Jahr der Entdeckung	Entdecker	Tägliche Bewegung	Umlaufzeit	Ex-zentrizität	Länge des Perihels	Länge des Knotens	Neigung	Halbe große Achse
(1) Ceres . . .	1801	Piazzi	771.0	4 ^a 60	0.080	148.3	80.8	10.6	2.767
(2) Pallas . . .	1802	Olbers	768.4	4.62	0.239	121.4	172.7	34.6	2.773
(3) Juno	1804	Harding	814.2	4.36	0.257	54.9	170.9	13.0	2.668
(4) Vesta	1807	Olbers	977.6	3.63	0.089	250.6	103.4	7.1	2.362
(5) Astraea . . .	1845	Hencke	857.1	4.14	0.186	135.5	141.5	5.3	2.578
(6) Hebe	1847	Hencke	939.5	3.78	0.202	15.4	138.7	14.8	2.425
(7) Iris	1847	Hind	962.6	3.69	0.231	42.1	260.6	5.5	2.386
(8) Flora	1847	Hind	1086.3	3.27	0.157	32.9	110.3	5.9	2.201
(9) Metis	1848	Graham	962.3	3.69	0.123	71.1	68.5	5.6	2.387
(10) Hygiea . . .	1849	de Gasparis	636.6	5.57	0.110	238.0	285.3	3.8	3.144
(15) Eunomia . . .	1851	de Gasparis	825.5	4.30	0.187	27.9	293.9	11.7	2.644
(16) Psyche . . .	1852	de Gasparis	709.9	5.00	0.135	13.2	150.6	3.1	2.923
(18) Melpomene . . .	1852	Hind	1020.1	3.48	0.218	15.1	150.1	10.2	2.296
(20) Massalia . . .	1852	de Gasparis	948.5	3.74	0.143	99.2	206.5	0.7	2.410
(22) Kalliope . . .	1852	Hind	715.1	4.96	0.103	58.3	66.7	13.7	2.909
(24) Themis . . .	1853	de Gasparis	637.8	5.56	0.122	134.2	35.8	0.8	3.140
(29) Amphitrite . . .	1854	Marth	869.0	4.08	0.074	56.4	356.7	6.1	2.555
(30) Urania	1854	Hind	975.3	3.64	0.128	32.0	308.3	2.1	2.365
(31) Euphrosyne . . .	1854	Ferguson	633.9	5.60	0.220	93.7	31.5	26.5	3.153
(65) Cybele	1861	Tempel	557.6	6.36	0.106	259.9	158.9	3.5	3.434
(69) Hesperia . . .	1861	Schiaparelli	689.9	5.14	0.170	108.6	187.3	8.5	2.980
(108) Hecuba	1869	R. Luther	617.4	5.75	0.103	172.1	352.3	4.4	3.208
(153) Hilda	1875	J. Palisa	452.2	7.85	0.169	286.3	228.3	7.9	3.949
(164) Eva	1876	Paul Henry	831.0	4.27	0.347	359.5	77.6	24.4	2.632
(180) Garumna . . .	1878	Perrotin	789.9	4.49	0.166	124.2	314.8	0.9	2.722
(183) Istria	1878	J. Palisa	760.9	4.66	0.349	45.1	142.9	26.4	2.791
(190) Ismene	1878	C. H. F. Peters	453.0	7.83	0.162	106.5	177.1	6.1	3.944
(208) Lacrimosa . . .	1879	J. Palisa	720.6	4.92	0.015	130.4	5.5	1.8	2.894
(279) Thule	1888	J. Palisa	403.2	8.80	0.082	308.7	75.4	2.4	4.263
(286) Iclea	1889	J. Palisa	621.7	5.71	0.015	4.3	149.6	17.9	3.194
(311) Claudia	1891	Charlois	720.7	4.92	0.017	135.5	81.2	3.3	2.894
(323) Brucia	1891	Wolf	1119.6	3.17	0.275	29.3	97.0	19.3	2.158
(324) Bamberga . . .	1892	J. Palisa	806.1	4.40	0.335	9.1	329.0	11.3	2.686
(334) Chicago	1892	Wolf	459.7	7.72	0.015	8.9	134.3	4.6	3.905
(349) Dembowska . . .	1892	Charlois	709.5	5.00	0.090	13.7	33.1	8.3	2.924
(361) Bononia	1893	Charlois	450.4	7.88	0.200	95.3	19.5	12.6	3.959
(433) Eros	1898	Witt	2015.2	1.76	0.223	121.2	303.5	10.8	1.458
(434) Hungaria	1898	Wolf	1309.3	2.71	0.074	297.5	174.7	22.5	1.944
(473) —	1901	Wolf	690.1	5.14	0.256	30.6	333.5	27.8	2.979
(475) Oello	1901	Stewart	852.7	4.16	0.380	337.4	35.8	18.6	2.587

III. Elemente der Satelliten.

Erdmond.

Siderische Umlaufzeit	27 ^d 32166	Größte Entfern. v. Erde, Kilom.	405530
Tropische »	27.32158	Kleinste » » » »	363310
Synodische »	29.53059	Durchmesser, mittl.	31' 5"8
Anomalistische »	27 ^d 5546	» Kilometer	3480
Drakonitische »	27.2122	Dichtigkeit } Erde = 1	0.0124
Umlaufzeit des Perigaeums . .	3232 ^d 58	Masse } Erde = 1	0.0758
» » Knotens	6793.39	Oberfläche } Erde = 1	0.0202
Mittl. Bew. in Länge, im mittl. Tag	13° 10' 35"0	Volumen } Erde = 1	0.62
Länge des aufst. Knotens . . .	146 13 40	Geoz. Libration, Max. in Länge	7° 54'
» » Perigaeums	99 51 52	» » » » Breite	6 51
Neigung der Bahn	5 8 48	Maximum der Libration, total	11 25
» des Mondäquators	1 31 22	Vollkommen unsichtb. Oberfl.	0.410
Exzentrizität der Bahn	0.054908	Mittl. Winkelgr. v. 1° selenogr.	16'6
Entfern. v. Erde, Erdäqu.-Hlbn.	60.274	Bogen, selenogr., entspr. 1" <small>im Mondzentrum</small>	3' 37"
» » » Kilometer	384420	Kilom., entsprechend 1" <small>im Mondzentrum</small>	1.8

374 000

3480

Mars.

	Phobos	Deimos
Umlaufzeit, siderisch	0 ^d 3189	1 ^d 2624
Halbachse, Mars-Halbm.	2.70	6.74
» Kilometer	9150	22850
Exzentrizität der Bahn	0.0217	0.0031
Länge des Knotens	80° 48'	81° 6'
» Perihels	258 30	224 53
Neigung	27 28	27 24

Jupiter. (7)

	I	II	III	IV	V
Umlaufzeit, siderisch	1 ^d 76914	3 ^d 55118	7 ^d 15455	16 ^d 68902	0 ^d 49818
Halbe große Achse, Jupitershalbm.	5.93	9.44	15.06	26.49	2.55
» » » Kilometer	429000	682000	1089000	1915000	184000
Exzentrizität der Bahn	0	0	0.00132	0.00724	0.00501
Länge des Knotens } bez. auf	335° 45'	336° 55'	341° 30'	344° 57'	342° 1'
» » Perihels } Ekliptik	—	—	216 49	251 38	342 34
Neigung	2 8	1 39	2 0	1 57	2 20
Durchmesser, Kilometer	3950	3290	5730	5380	160
Masse (Jupiter = 1)	0.00001688	0.00002323	0.00008844	0.00004247	—

Saturn. (10)

1 2 3 4 5 6 7 8 9

	Mimas	Enceladus	Tethys	Dione	Rhea	Titan	Hyperion	Japetus	Phoebe
Umlaufzeit, sid.	0 ^d 9424	1 ^d 3702	1 ^d 8878	2 ^d 7369	4 ^d 5175	15 ^d 9455	21 ^d 2775	79 ^d 3308	Ele-
Halbachse, Saturnshm.	3.07	3.94	4.87	6.25	8.73	20.22	24.49	58.91	mente
» Kilometer	181000	233000	287000	369000	515000	1193000	1445000	3476000	noch
Exzentrizität der Bahn	0.0190	0.0046	0.0000	0.0020	0.0009	0.0289	0.129	0.0284	nicht
Länge des Knotens . . .	164° 43'	167° 58'	166° 4'	168° 5'	167° 48'	168° 18'	169° 28'	142° 12'	be-
» » Perihels	105 53	307 56	—	164 53	304 58	276 15	259 42	354 0	kannt
Neigung	27 30	28 4	28 40	28 4	28 23	27 40	27 15	18 28	↑

retrograd.

Uranus.

	Ariel	Umbriel	Titania	Oberon
Umlaufzeit, siderisch	2 ^d 5204	4 ^d 1442	8 ^d 7059	13 ^d 4633
Halbachse, Uranushalb.	7.04	9.91	16.11	21.54
» Kilometer	177000	249000	405000	542000
Exzentrizität der Bahn	0.020	0.010	0.0011	0.0038
Länge des Knotens	167° 20'	164° 6'	165° 32'	165° 17'
» » Perihels	3 46	322 39	259 5	315 3
Neigung	97 58	98 21	97 47	97 54

retrograd.

Neptunstrabant.

Umlaufzeit, siderisch	5 ^d 8768
Halbachse, Neptunshalb.	14.73
» Kilometer	454000
Exzentrizität der Bahn	0.0070
Länge des Knotens	187° 25'
» » Perihels	89 48
Neigung	142 40

Anmerkungen zu den Elementen.

Die Bahnelemente der großen Planeten sind nach Newcomb und Hill, die der kleinen nach dem Berliner Astronomischen Jahrbuche gegeben.

Die Elemente des Mondes sind in der Hauptsache den Hansenschen Tables de la Lune, die der übrigen Satelliten den betr. Spezialuntersuchungen und Tafeln von Damoiseau, H. Struve, Newcomb u. a. entnommen.

Längen und Neigungen sind beim Monde, den vier ersten Jupitersatelliten und den Uranustrabanten auf das Äquinoktium und die Ekliptik von 1850.0 bezogen; bei den Satelliten des Mars auf 1880, den fünf ersten des Saturn auf 1889, dem Neptunstrabanten auf 1890; beim 5. Jupitersmonde auf 1892, bei Titan und Hyperion auf 1890, bei Japetus auf 1885.

IV. Elemente der
deren Wieder-

Name	Periheldurchgang	Länge des Perihels	Länge des aufsteigenden Knotens	Neigung
Encke	1901 Sept. 15	158° 48'	334° 49'	12° 54'
Tempel ₂	1899 Juli 29	306 34	120 57	12 39
Brorsen	1890 Febr. 24	116 23	101 28	29 23
Tempel ₃ —L. Swift	1903 Jan. 24	43 48	290 12	5 26
Winnecke	1904 Jan. 21	274 20	104 13	17 0
De Vico—E. Swift	1901 Febr. 14	348 57	24 51	3 35
Tempel ₁	1898 Okt. 4	241 16	72 36	10 47
Finlay	1900 Febr. 17	8 4	52 23	3 3
d'Arrest	1897 Juni 3	319 26	146 25	15 43
Biela	1866 Jan. 26	109 40	245 46	12 22
Wolf	1898 Juli 5	19 22	206 29	25 12
Holmes	1899 April 28	345 48	331 44	20 48
Brooks ₂	1903 Dez. 6	1 42	18 4	6 4
Faye	1903 Juni 4	45 27	206 28	10 38
Tuttle	1899 Mai 5	116 29	269 50	54 29
Pons—Brooks	1884 Jan. 26	93 17	254 6	74 3
Olbers	1887 Okt. 8	149 53	84 32	44 34
Halley	1910 Mai 16	305 38	57 11	17 47

V. Elemente großer und

Bezeichnung	Entdecker	Periheldurchgang	Länge des Perihels	Länge des Knotens	Neigung
1680	Kirch	Dez. 18	262° 49'	272° 9'	60° 40'
1729	Sarabat	Juni 16	321 3	310 37	77 4
1744	Klinkenberg	März 1	197 12	45 45	47 7
1770 I	Messier	Aug. 14	356 17	131 59	1 34
1807	Verschiedene	Sept. 19	270 55	266 47	63 10
1811 I	Flaugergues	Sept. 12	75 1	104 25	73 3
1819 II	Tralles	Juni 28	287 8	273 42	80 45
1819 IV	Blanpain	Nov. 20	67 19	77 14	9 1
1823	in der Schweiz	Dez. 9	274 34	303 3	76 12
1826 V	Pons	Nov. 18	315 30	235 6	89 22
1843 I	Verschiedene	Febr. 27	278 42	1 20	35 40
1858 VI	Donati	Sept. 30	36 13	165 19	63 2
1860 I	Liais	Febr. 17	173 50	324 4	79 40
1861 I	Thatcher	Juni 3	243 22	29 56	79 46
1861 II	Tebbutt	Juni 12	249 5	278 59	85 26
1862 III	Tuttle	Aug. 23	344 42	137 27	66 26
1865 I	Abbott	Jan. 14	141 12	252 56	87 30
1866 I	Tempel	Jan. 11	60 28	231 26	17 18
1874 III	Coggia	Juli 9	271 6	118 44	66 21
1880 I	Verschiedene	Jan. 28	279 51	6 6	35 21
1881 III	Tebbutt	Juni 16	265 13	270 58	63 26
1881 V	Denning	Sept. 13	18 28	65 57	6 51
1882 I	Wells	Juni 11	53 56	204 56	73 49
1882 II	Verschiedene	Sept. 17	276 25	346 1	38 0

periodischen Kometen,
kehr beobachtet ist.

Halbe große Achse	Exzentrizität	Kleinste Distanz von der Sonne	Größte Distanz von der Sonne	Siderische Umlaufzeit in Julian. Jahren	Bewegungsrichtung	Berechner
2.218	0.846	0.342	4.10	3.304	D.	Thonberg.
3.032	0.542	1.389	4.68	5.281	D.	Schulhof.
3.099	0.810	0.588	5.61	5.456	D.	Lamp.
3.183	0.638	1.152	5.21	5.678	D.	Bossert.
3.239	0.715	0.923	5.55	5.828	D.	Hillebrand.
3.447	0.516	1.670	5.22	6.400	D.	Seares.
3.497	0.402	2.091	4.90	6.538	D.	Gautier.
3.503	0.723	0.969	6.04	6.556	D.	Schulhof.
3.549	0.626	1.327	5.77	6.686	D.	Leveau.
3.551	0.752	0.879	6.22	6.692	D.	Clausen.
3.605	0.555	1.603	5.61	6.845	D.	Thraen.
3.615	0.411	2.128	5.10	6.874	D.	Zwiers.
3.695	0.470	1.959	5.43	7.101	D.	Neugebauer.
3.794	0.565	1.650	5.94	7.390	D.	Strömgren.
5.716	0.822	1.019	10.41	13.667	D.	Rahts.
17.237	0.955	0.776	33.70	71.56	D.	Schulhof u. Bossert.
17.411	0.931	1.199	33.62	72.65	D.	Ginzel.
17.955	0.962	0.687	35.22	76.08	R.	Pontécoulant.

merkwürdiger Kometen.

Periheldistanz	Exzentrizität	Umlaufzeit (Jahre)	Bewegungsrichtung	Sichtbarkeit (Wochen)	Berechner
0.0062	1	—	D.	19	Encke.
4.0505	1	—	D.	25	Hind.
0.2222	1	—	D.	12	Plummer.
0.6744	0.7861	5.6	D.	16	Leverrier.
0.6461	0.9955	1713	D.	28	Bessel.
1.0354	0.9951	3094	R.	73	Herz.
0.3414	1	—	D.	15	Hind.
0.8926	0.6867	4.8	D.	8	Encke.
0.2265	1	—	R.	13	Encke.
0.0269	1	—	R.	11	Gambart.
0.0055	0.9999	512	R.	7	Kreutz.
0.5785	0.9963	1880	R.	39	Hill.
1.1989	1	—	D.	2	Pechüle.
0.9207	0.9835	415	D.	22	Oppolzer.
0.8224	0.9851	409	D.	50	Kreutz.
0.9626	0.9604	119.6	R.	14	Hayn.
0.0258	1	—	R.	15	Koerber.
0.9765	0.9054	33.2	R.	7	Oppolzer.
0.6758	0.9988	13700	D.	26	Hepperger.
0.0055	1	—	R.	2	Kreutz.
0.7345	0.9964	2954	D.	38	Bossert.
0.7253	0.8284	8.7	D.	7	Matthiessen.
0.0608	1	—	D.	21	Rebur.
0.0078	0.9999	772	R.	39	Kreutz.

Bezeichnung	Entdecker	Perihel- durchgang	Länge des Perihels	Länge des Knotens	Neigung
1885 II	Barnard	Aug. 6	270° 48'	92° 17'	80° 39'
1886 I	Fabry	April 6	162 58	36 23	82 37
1887 I	Verschiedene	Jan. 11	266 17	324 38	51 32
1888 I	Sawerthal	März 17	245 18	245 23	42 15
1889 I	Barnard	Jan. 31	16 58	357 25	13 38
1889 II	Barnard	Juni 11	74 38	310 42	16 9
1893 II	Rordame	Juli 7	290 13	337 21	20 2
1895 IV	Perrine	Dez. 18	47 50	320 31	38 23
1898 VII	Coddington	Sept. 14	307 15	73 59	69 56
1899 I	Swift	April 13	16 17	24 59	33 45
1901 I	Verschiedene	April 24	266 35	109 38	48 55
1903 II	Giacobini	März 23	123 3	117 28	43 55

VI. Verzeichnis von veränderlichen Sternen.

Das Verzeichnis beruht hauptsächlich auf Pickerings provisorischem Katalog und enthält alle sicher veränderlichen Sterne, die im Maximum wenigstens die Größe 6.5 erreichen.

Bezeichnung	1900.0		Helligkeit		Länge der Periode	Klasse	Entdeckung	
	AR.	Dekl.	Max.	Min.			Name	Jahr
<i>T</i> Ceti	0 ^b 16 ^m 7	-20 ^o 37'	5 ^m 1	7 ^m 0		III	Chandler	1881
<i>R</i> Andromedae	18.8	+38 1	6.0	< 13	410 ^d 7	II	(Bonn)	1858
<i>α</i> Cassiopejæ	34.8	+55 59	2.2	2.8		III	Birt	1831
<i>R</i> Sculptoris	1 22.4	-33 4	6.2	8.8	376.4	II	Gould	1872
<i>ν</i> Ceti	2 14.3	- 3 26	1.7	9.5	331.6	II	Fabricius	1596
<i>R</i> Horologii	50.6	-50 18	5.9	11.8	405.0	II	Fleming	1892
<i>ρ</i> Persei	58.8	+38 27	3.4	4.2		III	Schmidt	1854
<i>β</i> Persei	3 1.7	+40 34	2.3	3.5	2.86731	V	Montanari	1669
<i>S</i> Fornacis	41.9	-24 42	5	9		II?	Abetti	1899
<i>X</i> Persei	49.1	+30 45	6	7		III?	Müller u. Kempf	1898
<i>λ</i> Tauri	3 55.1	+12 12	3.3	4.2	3.9529	V	Baxendell	1848
<i>R</i> Doradus	4 35.6	-62 16	4.8	6.8	345.0	II	Gould	1874
<i>ε</i> Aurigæ	54.8	+43 40	3.4	4.1	9905	V?	Fritsch	1821
<i>R</i> Leporis	55.0	-14 57	6	8?	436.1	II	Schmidt	1855
<i>W</i> Orionis	5 0.2	+ 1 2	6	7		III	Espin u. a.	1894
<i>Y</i> Tauri	39.7	+20 39	6	8		III	Birmingham u. a.	1887
<i>α</i> Orionis	49.8	+ 7 23	1	1.4		III	J. Herschel	1840
<i>U</i> Orionis	49.9	+20 10	5.8	12.3	375	II	Gore	1885
<i>η</i> Geminorum	6 8.8	+22 32	3.2	4.2	231.4	III	Schmidt	1865
<i>T</i> Monocerotis	19.8	+ 7 8	5.7	6.8	27.0122	IV	Gould	1871
<i>S</i> Monocerotis	35.5	+ 9 59	4.9	5.4		III	Winnecke	1867
<i>ζ</i> Geminorum	58.2	+20 43	3.8	4.3	10.15382	IV	Schmidt	1847
<i>L</i> ₂ Puppis	7 10.5	-44 29	3.4	6.2	140.15	II	Gould	1872
<i>R</i> Canis majoris	14.9	-16 12	5.7	6.3	1.13595	V	Sawyer	1887

Periheldistanz	Exzentrizität	Umlaufszeit (Jahre)	Bewegungs- richtung	Sichtbarkeit (Wochen)	Berechner
2.5078	1.0029	—	D.	8	Berberich.
0.6424	1	—	D.	34	Svedstrup.
0.0097	1	—	R.	2	Kreutz.
0.6988	0.9958	2182	D.	29	Tennant.
1.8149	1.0011	—	R.	139	Berberich.
2.2553	0.9995	—	R.	73	Millosevich.
0.6745	0.9995	44400	R.	26	Kromm.
0.1920	1	—	R.	37	Aitken.
1.7016	1.0010	—	D.	65	Merfield.
0.3266	1.0004	—	R.	23	Merfield.
0.2448	1	—	R.	7	Merfield.
2.7777	1	—	D.	29	Ristenpart.

Bezeichnung	1900.0		Helligkeit		Länge der Periode	Klasse	Entdeckung	
	AR.	Dekl.	Max.	Min.			Name	Jahr
<i>V</i> Puppis . . .	0 ^h 55 ^m 4	−48 ^o 58′	4 ^m .1	4 ^m .8	1 ^d 45448	V	Williams . . .	1886
<i>R</i> Cancri . . .	8 11.0	+12 2	6	11.5	352.81	III	Schwerd . . .	1829
<i>X</i> Cancri . . .	49.8	+17 37	6	8		III	Birmingham . . .	1871
<i>S</i> Antliae . . .	9 27.9	−28 11	6.3	6.8	0.3242	IV	Paul	1888
<i>R</i> Carinae . . .	29.7	−62 21	4.5	10.5	309.7	II	Gould	1871
<i>R</i> Leonis . . .	42.2	+11 54	4.6	10.5	312.8	II	Koch	1782
<i>l</i> Carinae . . .	42.5	−62 3	3.6	5.0	35.5	IV	Gould	1871
<i>S</i> Carinae . . .	10 6.2	−61 4	5.8	9.0	148.7	II	Gould	1871
<i>U</i> Hydrae . . .	32.6	−12 52	4.5	6.3		II	Gould	1871
<i>η</i> Argus (Carin.)	41.2	−59 10	>1	7.4		I?	Burchell	1827
<i>S</i> Muscae . . .	12 7.4	−69 36	6.4	7.3	9.6	IV	Roberts	1891
<i>T</i> Ursae majoris	31.8	+60 2	6.4	13.1	257.2	II	(Bonn)	1860
<i>R</i> Virginis . . .	33.4	+ 7 32	6.4	12.1	145.47	II	Harding	1809
<i>R</i> Muscae . . .	36.0	−68 52	6.5	7.6	0.88250	IV	Gould	1871
<i>S</i> Crucis . . .	48.4	−57 53	6.5	7.6	4.68989	IV	Roberts	1891
<i>R</i> Hydrae . . .	13 24.2	−22 46	3.5	9.7	425.15	II	Montanari	1670
<i>S</i> Virginis . . .	27.8	− 6 41	5.6	12.3	376.4	II	Hind	1852
<i>T</i> Centauri . . .	36.0	−33 6	6.4	7.7	90.4	II	Markwick	1894
<i>R</i> Canum ven. . .	44.6	+40 2	6.1	11.5	338	II	Espin	1888
<i>θ</i> Apodis . . .	55.6	−76 19	5.5	6.6		III	Gould	—
<i>R</i> Centauri . . .	14 9.4	−59 27	5.6	11.8	569.0	II	Gould	1871
<i>V</i> Centauri . . .	25.4	−56 27	6.4	7.8	5.4	IV	Roberts	1894
<i>W</i> Bootis . . .	39.0	+26 57	5.2	6.1		III	Schmidt	1867
<i>R</i> Apodis . . .	46.2	−76 15	5.5	6.2		III?	Gould	1873
<i>δ</i> Librae . . .	55.6	− 8 7	5.0	6.2	2.32735	V	Schmidt	1859
<i>ι</i> Librae . . .	15 6.5	−19 25	4.3	5.0		III	Pickering	1896
<i>R</i> Coronae bor.	44.4	+28 28	5.0	10.1		II	Pigott	1795
<i>R</i> Serpentis . . .	46.1	+15 26	5.6	13	357.0	II	Harding	1826
<i>S</i> Triang. austr.	52.2	−63 30	6.4	7.4	6.3231	IV	Gould	1879

Bezeichnung	1900.0		Helligkeit		Länge der Periode	Klasse	Entdeckung	
	AR.	Dekl.	Max.	Min.			Name	Jahr
<i>X</i> Herculis . . .	13 ^h 59 ^m 6	+47 ^o 31'	5 ^m 9	7 ^m 2		III	Gore	1890
<i>U</i> Herculis . . .	16 21.4	+19 7	6.4	12.0	409 ^d	II	Hencke	1860
<i>g</i> Herculis . . .	25.4	+42 6	4.7	6.0		III	Baxendell	1857
<i>α</i> Herculis . . .	17 10.1	+14 30	3.1	3.9		III	Herschel	1795
<i>U</i> Ophiuchi . . .	11.4	+ 1 19	6.0	6.7	0.83869	V	Gould	1871
<i>u</i> Herculis . . .	13.6	+33 12	4.6	5.4		III	Schmidt	1869
<i>X</i> Sagittarii . . .	41.3	-27 48	4.4	5.4	7.01185	IV	Schmidt	1866
<i>Y</i> Ophiuchi . . .	47.3	- 6 7	6.1	6.5	17.1207	IV	Sawyer	1888
<i>W</i> Sagittarii . . .	58.6	-29 35	4.3	5.1	7.59460	IV	Schmidt	1866
<i>RS</i> Sagittarii . . .	18 11.0	-34 8	5.7	6.3	2.41570	V	Gould	1874
<i>Y</i> Sagittarii . . .	15.5	-18 54	5.4	6.2	5.7732	IV	Sawyer	1886
<i>U</i> Sagittarii . . .	26.0	-19 12	6.5	7.3	6.7446	IV	Schmidt	1866
<i>R</i> Scuti	42.2	- 5 49	4.8	7.8		III?	Pigott	1795
<i>S</i> Scuti	44.9	- 8 1	6	8		III	Birmingham u. a.	1874
<i>β</i> Lyrae	46.4	+33 15	3.4	4.5	12.90801	IV	Goodricke	1784
<i>z</i> Pavonis	46.6	-67 21	3.8	5.2	9.0908	IV	Thome	1872
<i>R</i> Lyrae	52.3	+43 49	4.0	4.7	46.4	III	Baxendell	1856
<i>V</i> Aquilae	59.1	- 5 50	6.5	8.0		III	Knott	1871
<i>R</i> Aquilae	19 1.6	+ 8 5	5.8	< 12	350.6	II	(Bonn)	1856
<i>RY</i> Sagittarii . . .	10.0	-33 42	6.5	< 11.0		II?	Markwick	1896
<i>T</i> Sagittarii . . .	10.5	-17 9	6.5	8.1	384	II	Pogson	1863
<i>U</i> Sagittae	14.4	+19 26	6.5	9	3.38067	V	Schwab	1901
<i>U</i> Aquilae	24.0	- 7 15	6.2	6.9	7.0240	IV	Sawyer	1886
<i>SU</i> Cygni	40.8	+29 1	6.2	7.0	3.844	IV	Müller u. Kempf	1897
<i>χ</i> Cygni	46.7	+32 40	4.5	13.5	406.02	II	Kirch	1686
<i>η</i> Aquilae	47.4	+ 0 45	3.7	4.5	7.17638	IV	Pigott	1784
<i>S</i> Sagittae	51.5	+16 22	5.5	6.1	8.38320	IV	Gore	1885
<i>X</i> Cygni	20 39.5	+35 14	6.0	7.0	16.3855	IV	Chandler	1886
<i>U</i> Delphini	40.9	+17 44	6.4	7.3		III	d'Arrest	1874
<i>T</i> Vulpeculae . . .	47.2	+27 52	5.5	6.2	4.4360	IV	Sawyer	1885
<i>T</i> Cephei	21 8.2	+68 5	5.1	10.5	387	II	Ceraski	1878
<i>W</i> Cygni	32.2	+44 56	5.0	6.7	131.5	II?	Gore	1885
<i>μ</i> Cephei	40.4	+58 19	4?	5?		III	Hind	1848
<i>δ</i> Cephei	22 25.4	+57 54	3.7	4.6	5.36643	IV	Goodricke	1784
<i>β</i> Pegasi	58.9	+27 32	2.2	2.7		III	Schmidt	1847
<i>R</i> Aquarii	23 38.6	-15 50	6.2	9.8	387.16	II	Harding	1811
<i>V</i> Cephei	51.7	+82 38	6.2	7.1	360	III	Chandler	1882
<i>R</i> Cassiopejæ . . .	53.3	+50 50	5.3	12.8	429.5	II	Pogson	1853

VII. Verzeichnis von Doppelsternen.

Das Verzeichnis enthält außer der Bezeichnung und dem Orte der Doppelsterne noch die Größen der einzelnen Komponenten, sowie eine Messung der Distanz und des Positionswinkels aus neuerer Zeit nebst der Epoche dieser Messung.

Bezeichnung und Sternbild	1900		Größen	Distanz	Pos.-W.	Epoche
	AR.	Dekl.				
Σ 3062 Cassiopeja	0 ^h 1 ^m 0	+ 57 ^o 53'	7 ^m 8 ^m	1.5	348 ^o	1904.0
$O\Sigma$ 4 Andromeda	0 11.5	+ 35 55	8 9	0.2	101	1900.9
Σ 36 51 Piscium	0 27.2	+ 6 24	5 9	27.7	83	1902.8
β 395 82 Ceti	0 32.2	- 25 19	7 7	0.6	294	1902.8
Σ 46 55 Piscium	0 34.7	+ 20 54	5 8	6.0	195	1895.9
Σ 60 η Cassiopejae	0 43.0	+ 57 17	4 7	5.7	226	1903.2
$O\Sigma$ 20 66 Piscium	0 49.3	+ 18 38	6 6	0.4	315	1903.5
Σ 73 36 Andromedae	0 49.6	+ 23 5	6 7	1.0	20	1903.9
Σ 99 φ Piscium	1 8.3	+ 24 3	4 ^{1/2} 10	8.0	227	1891.9
Σ 100 ζ Piscium	1 8.5	+ 7 3	4 5 ^{1/2}	23.7	64	1900.8
Σ 113 42 Ceti	1 14.7	- 1 2	6 7	1.2	352	1903.0
Σ 93 Polaris	1 22.6	+ 88 46	2 9	18.3	214	1904.7
Σ 180 γ Arietis	1 48.0	+ 18 48	4 4	8.0	359	1901.9
Σ 202 α Piscium	1 56.9	+ 2 17	4 5	2.4	320	1901.9
Σ 205 γ Andromedae AB	1 57.8	+ 41 51	3 5	10.2	62	1903.8
$O\Sigma$ 38 γ Andromedae BC	1 57.8	+ 41 51	5 6	0.5	114	1903.8
Σ 227 6 Trianguli	2 6.6	+ 29 51	4 ^{1/2} 7	4.0	76	1901.9
Σ 228 259 Andromedae	2 7.6	+ 47 1	7 8	0.6	91	1904.0
Σ 262 ι Cassiopejae	2 20.8	+ 66 57	4 ^{1/2} 7	1.9	250	1900.8
Σ 295 84 Ceti	2 36.1	- 1 8	6 9	4.0	326	1901.9
Σ 299 γ Ceti	2 38.1	+ 2 49	3 7	3.1	291	1903.1
β 524 20 Persei AB	2 47.4	+ 37 57	5 ^{1/2} 6 ^{1/2}	0.1	31	1899.2
Σ 333 ε Arietis	2 53.5	+ 20 57	5 ^{1/2} 6	1.1	207	1902.1
Σ 470 32 Eridani	3 49.2	- 3 14	4 6	6.2	349	1901.9
Σ 471 ε Persei	3 51.1	+ 39 43	3 8	8.8	8	1899.2
$O\Sigma$ 82 Taurus	4 17.0	+ 14 50	7 9	0.6	110	1904.2
β 883 AB	4 45.7	+ 10 54	7 ^{1/2} 8	0.2	91	1903.1
AC			7 ^{1/2} 10	17.6	158	1903.1
Σ 654 ρ Orionis	5 8.1	+ 2 45	5 8	6.8	64	1893.1
Σ 668 Rigel AB	5 9.7	- 8 19	1 8	9.2	204	1902.0
Σ 696 23 Orionis	5 17.6	+ 3 27	5 7	31.9	28	1893.0
Σ 738 λ Orionis	5 29.6	+ 9 52	4 6	4.3	45	1893.0
Σ 748 θ Orionis AB	5 30.4	- 5 27	7 8	8.7	32	1903.1
CD			5 7	13.3	241	1903.1
Σ 762 σ Orionis	5 33.7	- 2 39	4 10	11.3	237	1899.1
Σ 774 ζ Orionis	5 35.7	- 2 0	2 5 ^{1/2}	2.7	158	1902.0
Σ 948 12 Lyncis AB	6 37.4	+ 59 33	6 6 ^{1/2}	1.5	117	1902.2
Sirius	6 40.7	- 16 35	1 10	6.3	128	1903.1
Σ 1066 δ Geminorum	7 14.2	+ 22 10	3 8	7.0	208	1903.2
Σ 1110 Castor	7 28.2	+ 32 6	2 3	5.6	225	1903.1
Procyon	7 34.1	+ 5 29	1 8 ^{1/2}	5.4	345	1902.2
β 101 9 Argus	7 47.1	- 13 38	6 6 ^{1/2}	0.5	297	1899.9
Σ 1196 ζ Cancri AB	8 6.5	+ 17 57	5 ^{1/2} 7	1.0	352	1904.3
AC			5 ^{1/2} 6 ^{1/2}	5.4	110	1904.3
Σ 1273 ε Hydrae AB	8 41.5	+ 6 47	4 6	0.2	147	1904.2
AC			4 7	3.5	232	1904.2
Σ 3121 Cancer	9 12.0	+ 29 0	7 ^{1/2} 7 ^{1/2}	0.8	26	1903.2
Σ 1334 38 Lyncis	9 12.6	+ 37 14	4 6	3.0	236	1902.1
Σ 1356 ω Leonis	9 23.1	+ 9 30	6 7	0.9	116	1903.2
$O\Sigma$ 208 φ Ursae majoris	9 45.3	+ 54 32	5 5	0.3	291	1901.3

Bezeichnung und Sternbild		1900		Größen	Distanz	Pos.-W.	Epoche
		AR.	Dekl.				
	8 Sextantis	9 ^h 47 ^m 5	— 7 ^o 38'	5 ¹ / ₂ ^m 6 ^m	0 ^o .5	85 ^o	1904.2
Σ	1424 γ Leonis	10 14.4	+ 20 22	2 3 ¹ / ₂	3.8	117	1903.2
Σ	1466 35 Sextantis	10 38.1	+ 5 16	6 7	6.4	240	1893.3
Σ	1523 ξ Ursae majoris	11 12.8	+ 32 6	4 5	2.4	137	1904.4
OΣ	234 Ursa major	11 25.4	+ 41 50	7 7 ¹ / ₂	0.3	141	1901.4
OΣ	235 Ursa major	11 26.7	+ 61 38	6 7 ¹ / ₂	0.5	134	1903.4
Σ	1579 65 Ursae majoris AB	11 49.9	+ 47 2	6 8	3.9	38	1894.6
Σ	1596 2 Comae Berenices	11 59.2	+ 22 0	6 8	3.8	238	1898.3
Σ	1657 24 Comae Berenices	12 30.1	+ 18 56	4 ¹ / ₂ 6	20.2	271	1898.4
	γ Centauri	12 36.0	— 48 25	4 4	1.4	355	1901.7
Σ	1670 γ Virginis	12 36.6	— 0 54	3 3	5.9	328	1903.2
Σ	1687 35 Comae Berenices	12 48.4	+ 21 48	5 8	1.0	80	1903.5
Σ	1728 42 Comae Berenices	13 5.1	+ 18 4	5 ¹ / ₂ 6	0.6	192	1903.3
Σ	1744 ζ Ursae majoris	13 19.9	+ 55 27	2 4	14.5	150	1903.2
OΣ	269 Canes venatici	13 28.4	+ 35 25	7 7	0.3	220	1899.4
β	612	13 34.3	+ 11 1	6 6	0.3	228	1899.2
Σ	1777 ο Virginis	13 38.1	+ 4 2	6 8	3.1	231	1899.4
Σ	1785 Bootes	13 44.6	+ 27 29	7 8	1.4	289	1902.6
	α Centauri	14 32.8	— 60 25	1 1	22.0	211	1901.3
Σ	1865 ζ Bootis	14 36.4	+ 14 9	4 4	0.4	152	1904.2
Σ	1877 ε Bootis	14 40.6	+ 27 30	3 6 ¹ / ₂	2.8	330	1903.4
OΣ	285 AB	14 41.7	+ 42 48	7 8	0.4	122	1903.4
Σ	1879 Bootes	14 41.4	+ 10 4	8 8 ¹ / ₂	0.5	133	1901.5
OΣ	285 AB	14 41.7	+ 42 48	7 8	0.4	122	1903.4
Σ	1909 ι Bootis	15 0.5	+ 48 3	5 6	4.5	244	1903.3
Σ	1937 η Coronae bor.	15 19.1	+ 30 39	6 6	0.9	11	1901.6
	γ Lupi	15 28.5	— 40 50	4 ¹ / ₂ 4 ¹ / ₂	0.5	93	1898.3
Σ	1954 δ Serpentis	15 30.0	+ 10 58	3 4	3.6	187	1899.4
OΣ	298 Bootes	15 32.5	+ 40 8	7 7 ¹ / ₂	1.2	186	1903.4
Σ	1967 γ Coronae bor.	15 38.5	+ 26 37	4 7	0.7	116	1903.5
Σ	1998 ξ Scorpiae AB	15 58.9	— 11 6	5 5 ¹ / ₂	0.3	286	1903.5
Σ	2084 ζ Herculis	16 37.5	+ 31 47	3 6 ¹ / ₂	1.0	194	1904.6
Σ	2140 α Herculis	17 10.1	+ 14 30	2 ¹ / ₂ 6	4.6	115	1903.5
β	416	17 12.1	— 34 53	6 8	2.5	291	1901.8
Σ	2161 ο Herculis	17 20.2	+ 37 14	4 5	4.0	312	1900.6
Σ	2173 221 Ophiuchi	17 25.2	— 0 58	6 6	0.9	327	1903.5
Σ	2220 μ ¹ Herculis BC	17 42.5	+ 27 47	9 10	1.4	247	1903.5
Σ	2272 70 _p Ophiuchi	18 0.4	+ 2 31	4 6	1.8	188	1904.6
	99 Herculis	18 3.2	+ 30 33	6 12	1.3	322	1901.5
Σ	2382 ε Lyrae	18 41.0	+ 39 34	5 6	3.2	12	1903.1
Σ	2383 5 Lyrae	18 41.1	+ 39 30	5 5 ¹ / ₂	2.4	127	1903.1
Σ	App. I. 38 ζ Lyrae	18 41.3	+ 37 30	4 6	43.5	149	1892.7
Σ	App. I. 39 β Lyrae AB	18 46.4	+ 33 15	3 7	45.7	149	1895.1
	ζ Sagittarii	18 56.2	— 30 1	3 4	0.4	62	1901.7
Σ	App. I. 43 β Cygni	19 26.7	+ 27 45	3 6	34.7	55	1901.7
Σ	2585 ζ Sagittae	19 44.5	+ 18 53	5 ¹ / ₂ 9 ¹ / ₂	8.2	312	1900.6
Σ	2603 ε Draconis	19 48.5	+ 70 1	4 7 ¹ / ₂	3.1	8	1894.6
Σ	2637 θ Sagittae AB	20 5.5	+ 20 37	6 8	11.5	328	1900.7
OΣ	400 Cygnus	20 6.9	+ 43 39	7 ¹ / ₂ 7 ¹ / ₂	0.2	29	1899.7
β	151 β Delphini	20 32.9	+ 14 15	3 5	0.3	48	1904.9
Σ	2716 49 Cygni	20 37.0	+ 31 57	6 8	3.1	49	1894.6
Σ	2729 4 Aquarii	20 46.1	— 6 0	6 7	0.2	218	1899.5
Σ	2737 ε Equulei AB	20 54.1	+ 3 55	6 6	0.6	283	1899.8
	AC			6 8	10.5	73	1899.8

Bezeichnung und Sternbild	1900		Größen	Distanz	Pos.-W.	Epoche
	AR.	Dekl.				
Σ 2758 61 Cygni	21 ^h 2 ^m 4	+ 38 ^o 15'	5 ^m 6 ^m	22'2	126 ^o	1902.9
Σ 2777 δ Equulei AB	21 9.6	+ 9 36	4 10	44.0	18	1902.8
τ Cygni	21 10.8	+ 37 37	5 8	0.9	312	1899.8
Σ 2806 β Cephei	21 27.4	+ 70 7	3 8	13.0	249	1894.6
Σ 2824 ζ Pegasi AC	21 40.1	+ 25 11	4 11	12.4	299	1898.7
β 989 ζ Pegasi AB			4 5	0.2	284	1899.5
Σ 2909 ζ Aquarii	22 23.7	- 0 32	4 4	3.2	320	1902.9
Σ 3049 σ Cassiopejæ	23 53.9	+ 55 12	5 7	3.4	325	1894.7
β 733 85 Pegasi AB	23 56.9	+ 26 34	6 11	0.8	226	1899.5
AC			6 9	32.9	345	1898.7
AD			6 13	83.9	288	1898.7

VIII. Verzeichnis von Nebelflecken und Sternhaufen.

Das Verzeichnis enthält eine Anzahl der hellsten oder durch Figur, Größe oder sonst merkwürdigen Nebel und Sternhaufen nach Dreyers New General Catalogue. Es gibt Spalte 1) Die Nr. des New Gen. Cat.; 2) Die Nr. nach John Herschel; 3) Die Nr. nach Messier; 4) und 5) AR und Dekl. für 1900; 6) eine kurzgefaßte Beschreibung. Abkürzungen: N = Nebel; StH = Sternhaufen; ⊕ = Kugelförmiger Sternhaufen; ○ = Planetarischer Nebel; ⊙ = ringförmiger Nebel; h = hell; gr = groß; kl = klein; Dchm = Durchmesser; zml = ziemlich; verd = verdichtet; aufl = auflösbar; zerstr = zerstreut; ** 9 < = Sternen der 9. Größe und kleiner; v. = vorausgehend; f. = folgend; n. = nördlich; s. = südlich (bei benachbarten Sternen). Wo nichts bemerkt ist, sind die Objekte rund; die merkwürdigsten sind durch ein oder mehrere ! bezeichnet.

N.G.C.	J.H.	Mess.	1900		Beschreibung
			AR	Dekl.	
104	2322	..	0 ^h 19 ^m 6	- 72 ^o 38'	⊕ 47 Tucani; sehr h; über 15' Dchm.!!
224	50	31	37.2	+ 40 44	Andromeda-N.!!!
221	51	32	37.2	+ 40 19	N; sehr h; zml gr; Kern; südl. Begl. von 224.
253	61	..	42.6	- 25 50	N; sehr h; sehr gr; sehr längl (über 5' lang).!!
292	2356	..	48.3	- 73 53	(StH) Dichtester Teil der kleinen Kap-Wolke.!
598	131	33	1 28.2	+ 30 8	N; sehr h u. gr (40'); mehrere Kerne; aufl?
650	..	76	35.9	+ 51 3	Doppel-N; beide h.
651	36.1	+ 51 5	
869	207	..	2 12.0	+ 56 42	StH; h Persei. Sehr gr; sehr reich.!!
884	212	..	15.4	+ 56 41	StH; γ Persei; reich!
955	229	..	25.4	- 1 33	N; zml schwach (?); kl; Kern = * 11.12; * 11.12 f. 6 ^s , 2' s. var??
1365	2552	..	3 29.8	- 36 28	N; h; gr; längl (spiral.?)!
1435	40.2	+ 23 28	N in den Plejaden.
..	41.5	+ 23 47	Plejaden; Ort von γ Tauri (Aleyone)!!!
..	4 3.0	+ 30 31	* 8 ^m in N von 3' Dchm.
1535	2618	..	9.8	- 12 59	○; h; kl; (1/3' Dchm); Mitte heller. Gasspektrum!
..	14.0	+ 15 23	Hyaden; Ort von γ Tauri.

N.G.C.	J. H.	Mess.	1900		Beschreibung
			AR	Dekl.	
1555	4 ^h 16 ^m 1	+ 19 ^o 17'	Hinds N im Stier; var?
1850	2780	..	5 9.3	- 68 53	⊕; h; zml gr; Mitte heller; auf!
..	5 ^h 20 ^m -26 ^m	-67 ^o -70 ^o	Die Hauptnebel der großen Kap-Wolke!!
1952	357	1	28.5	+ 21 57	»Crab«-N im Stier; h; 5 ¹ / ₂ ' lang, 3 ¹ / ₂ ' breit!!
1976	360	42	30.4	- 5 27	Orion-N, Gasspektrum!!!
1977	30.5	- 4 54	* 5 ^m 6 c Orion. in N. Gasspektrum?!
1982	..	43	30.6	- 5 20	N; h; gr; rund mit Art Schweif; Mitte * 8.!
1990	363	..	31.1	- 1 16	N um ε Orion.; sehr gr; !!
1988	31.5	+ 21 10	Chacornacs var (??) N.
2070	2941	..	39.4	- 69 8	N; h; gr; unregelm; Gasspektrum.
2099	369	37	45.7	+ 32 31	StH; sehr h; reich; gr (24' Dchm); ** 10 <!
2392	450	..	7 23.3	+ 21 7	N; zml h; kl; * 8 ^m 9 in der Mitte; * 8 ^m am n Rand; Gasspektrum.!
2403	7 27.3	+ 65 55	N; sehr gr; mäßig h; sehr längl; Mitte heller!
2437	463	46	37.2	- 14 36	StH; gr; reich; 6' südl. von 2438!
2438	464	..	37.3	- 14 30	○ oder ellipt. N; mäßig h; 1' Dchm!
2632	517	44	8 34.5	+ 20 19	Praesepe im Krebs.!
2682	531	67	45.9	+ 12 12	StH; h; sehr gr (20'-30'); sehr reich; ** 9.10 <!
2792	3149	..	9 8.7	- 42 1	○; sehr kl; zml h = * 8.9; Gasspektrum!
2808	3152	..	9.9	- 64 27	⊕; gr; sehr reich; Mitte verd!
2818	3154	..	12.0	- 36 12	○; mäßig h; mäßig gr; in gr StH!
2867	3163	..	18.6	- 57 53	○ = * 8 ^m ; sehr kl; Gasspektrum!
2903	604	..	26.5	+ 21 57	{ Dopp. N; erster zml h; gr; längl (3' lang); Kern =
2905	604	..	26.5	+ 21 58	{ * 10.11. Zweiter sehr schwach.
3031	649	81	9 47.3	+ 69 32	N; sehr h; sehr gr; sehr längl (8' u. 2'); Kern = * 8.9!
3132	3228	..	10 2.8	- 39 57	○; h; gr; * 9 ^m in Mitte!
3242	3248	..	20.0	- 18 9	○; h; 1/2' Dchm; blau; Gasspektrum.
3309	3280	..	31.9	- 27 0	{ Dopp. N; beide zml h; zml gr.
3311	3281	..	32.0	- 27 1	
3372	3295	..	41.2	- 50 9	Der große N um η Argus; Gasspektrum!!
3379	757	..	42.6	+ 13 7	{ Dopp. N; beide h; zml gr; Kerne = ** 9.10.
3384	758	..	43.1	+ 13 9	{ Dritter schwacher f. 10 ^s , 6' s. auf 3384.
3532	3315	..	11 2.2	- 58 7	StH; sehr gr; reich; ** 8 <!!
3587	838	97	11 9.9	+ 55 33	○; h; gr; Mitte viel heller; Gasspektrum!
3627	857	66	15.1	+ 13 32	N; h; gr; sehr längl (7' u. 3'); Kern = * 10.
3666	882	..	19.1	+ 11 53	N; sehr schwach; Dchm 1 1/2'; var?!
3918	3365	..	45.4	- 56 38	○; sehr h = * 7; sehr kl (15''); blau; Gasspektrum!
4254	1173	99	12 13.7	+ 14 57	N; h; zml gr (2 1/2'); nach Rosse Spiral-N!
4321	1211	100	17.7	+ 16 22	N; schwach; gr; Mitte viel heller; nach Lassell Spiral-N! — Schwacher N. f. 14 ^s , 1' s.
4361	1231	..	19.3	- 18 14	N; h; zml gr; Mitte viel heller. Gasspektrum.
4526	1329	..	29.0	+ 8 14	N; h; gr; sehr längl; * 9 ^m v; heller * f.!
4590	3404	68	34.2	- 26 12	⊕; zml gr; sehr reich; stark verd; auf; darin roter*.
4736	1456	94	12 46.2	+ 41 39	○; h = * 8; 2' Dchm; blau!
4755	3435	..	47.7	- 59 49	Großer StH, α Crucis!!
5024	1558	53	13 8.0	+ 18 42	⊕; zml h; Mitte heller; 3' Dchm; ** 11 <!
5128	3501	..	19.6	- 42 29	N; h; gr; längl; zweispartig!
5139	3504	..	20.8	- 46 47	⊕; ω Cent.; sehr h; sehr gr (20')!!
5194	1622	51	25.7	+ 47 43	{ Spiral-N in den Jagdhunden.!! Begl.; h; Mitte viel
5195	1623	..	25.9	+ 47 47	{ heller; zml kl!!
5236	3523	83	31.4	- 29 22	(Spiral-?) N; h; gr; längl; Mitte fast * gleich!

N.G.C.	J. H.	Mess.	1900		Beschreibung
			AR	Dekl.	
5272	1663	3	13 ^h 37 ^m 5	+ 28° 53'	⊕; h; gr (7'); ** 11 < !
5904	1916	5	15 13.5	+ 2 27	⊕; h; zml gr (5'); stark verd; ** 11 < .
6210	1970	. .	16 40.2	+ 23 59	○; sehr h = * 8; sehr kl (8" Dchm); etw. ellipt.; blau; ! Gasspektrum.
6218	1971	12	42.0	- 1 45	⊕; h; zml gr (4'); auf; ** 10 > !
6326	3675	. .	17 12.9	- 51 38	○; zml schwach; sehr kl ! ! Gasspektrum.
6337	3680	. .	15.3	- 38 22	⊙; äußerst schwach; kl (3/4'); unter zahlr. ** 11 < ! !
6369	1981	. .	23.2	- 23 40	⊙; zml schwach; kl ! Gasspektrum.
6402	1983	14	32.3	- 3 11	⊕; zml h; zml gr (4'); sehr reich; auf; ** sehr kl.
6514	1991	20	56.3	- 23 2	N im Schützen; h; gr; unregelm. dreispaltig; eigentl. N-Gruppe. ! !
6523	3722	8	57.7	- 24 21	N im Schützen; h; sehr gr; äußerst unregelm.; mehr N-Gruppe; dazwischen zerstr. StH; Gasspektrum ! !
6543	17 58.6	+ 66 38	○ im Drachen h; kl; etw. ellipt. (23" u. 15"); kl Kern; blau; Gasspektrum !
6618	2008	17	18 14.9	- 16 13	Omega-N; sehr gr u. unregelm; h; Gasspektrum ! !
6643	22.5	+ 74 30	N; schwach; ellipt. (2' u. 1'): var??!
6656	2015	22	30.3	- 23 58	⊕; h; gr; reich; stark verd; ** 10 < !
6705	2019	11	45.8	- 6 24	StH; h; gr (ca. 12'); sehr reich; * 9 ^m im f. Teil.
6720	2023	57	49.8	+ 32 54	⊙ i. d. Leier; sehr h; gr; ellipt. (80" u. 60") ! ! ! Gasspektrum.
6760	19 6.1	+ 0 52	N; mäßig h; über 2' Dchm; var??!
6779	2036	56	12.7	+ 30 0	StH; zml h; ca. 3' Dchm; sehr reich; auf; * 9 ^m 10 v.
6818	2047	. .	19 38.3	- 14 23	○; h; sehr kl (14"); blau! Gasspektrum.
6819	2048	. .	38.5	+ 39 58	StH; reich; ca. 4' Dchm; ** 10 < ; * 7 ^m f. 40 ^s , 3' n.
6826	2050	. .	42.2	+ 50 17	○; mit * 10 in Mitte; zml h; kl (20")! Gasspektrum.
6853	2060	27	55.3	+ 22 26	Dumbbell-N; h; gr; Doppelkern; im allgem. ellipt. ! ! Gasspektrum.
6885	2071	. .	20 7.8	+ 26 12	StH; h; gr; reich; ** 6-10.
6894	2072	. .	12.4	+ 30 16	⊙ oder ○; schwach; zml kl (1/2'); * 9 ^m f. 15 ^s , 5' s. Gasspektrum.
6905	2075	. .	17.9	+ 19 47	○; zml h; zml kl (2/3'); zwischen 4 ** 10-12! Gasspektrum.
6934	2081	. .	20 29.3	+ 7 4	StH; h; 1' Dchm; sehr reich; * 9 ^m v. 8 ^s .
6940	30.3	+ 27 58	StH; h; gr; reich; verd.
6960	2088	. .	41.5	+ 30 22	N um <i>k</i> Cygni; mäßig h; sehr gr (über 30' lang); sehr unregelm. !
7009	2098	. .	58.7	- 11 45	○ im Wassermann; sehr h; kl; ellipt. (23" u. 17") ! ! Gasspektrum.
7027	21 3.2	+ 41 50	○; h = * 8; äußerst kl; etw. ellipt. (ca. 6" u. 4"); Kern; Gasspektrum. !
7078	2120	15	25.1	+ 11 44	⊕; h; gr; stark verd; auf; * 8 ^m f. 11 ^s , 7' n. !
7092	2126	39	28.6	+ 47 59	StH; gr; zerstr; ** 7-10.
7099	2128	30	21 34.7	- 23 38	StH; zml h; mäßig gr (über 3'); stark verd; * 10 ^m f. 42 ^s , 3' n. !
7662	2241	. .	23 21.1	+ 41 59	⊙ oder ○; h = * 8; kl (ca. 20"); blau; * 8 ^m f. 44 ^s , 1 1/2' n. ! ! Gasspektrum.

Tafeln.

I. Jährliche Präzession.

Deklination.

Rektaszension.

AR (Präz. +)			Präz. in Dekl.	AR (Präz. -)			AR					-20°	-10°	0°
0 ^h 0 ^m	24 ^h 0 ^m	20 ^{''} .1		12 ^h 0 ^m	12 ^h 0 ^m	0 ^h 0 ^m	12 ^h 0 ^m	3 ^s .07	3 ^s .07	3 ^s .07				
0 20	23 40	20.0		11 40	12 20	0 40	11 20	2.99	3.03	3.07				
0 40	23 20	19.7		11 20	12 40	1 20	10 40	2.90	2.99	3.07				
1 0	23 0	19.4		11 0	13 0	2 0	10 0	2.83	2.95	3.07				
1 20	22 40	18.8		10 40	13 20	2 40	9 20	2.76	2.92	3.07				
1 40	22 20	18.2		10 20	13 40	3 20	8 40	2.70	2.89	3.07				
2 0	22 0	17.4		10 0	14 0	4 0	8 0	2.65	2.87	3.07				
2 20	21 40	16.4		9 40	14 20	4 40	7 20	2.61	2.85	3.07				
2 40	21 20	15.4		9 20	14 40	5 20	6 40	2.59	2.84	3.07				
3 0	21 0	14.2		9 0	15 0	6 0	6 0	2.58	2.83	3.07				
3 20	20 40	12.9		8 40	15 20	12 0	0 0	3.07	3.07	3.07				
3 40	20 20	11.5		8 20	15 40	12 40	23 20	3.15	3.11	3.07				
4 0	20 0	10.0		8 0	16 0	13 20	22 40	3.24	3.15	3.07				
4 20	19 40	8.5		7 40	16 20	14 0	22 0	3.31	3.19	3.07				
4 40	19 20	6.9		7 20	16 40	14 40	21 20	3.38	3.22	3.07				
5 0	19 0	5.2		7 0	17 0	15 20	20 40	3.44	3.25	3.07				
5 20	18 40	3.5		6 40	17 20	16 0	20 0	3.49	3.27	3.07				
5 40	18 20	1.7		6 20	17 40	16 40	19 20	3.53	3.29	3.07				
6 0	18 0	0.0		6 0	18 0	17 20	18 40	3.55	3.30	3.07				
						18 0	18 0	3.56	3.31	3.07				
AR	AR	+10°	+20°	+30°	+40°	+45°	+50°	+55°	+60°	+65°	+70°	+75°	+80°	
0 ^h 0 ^m	12 ^h 0 ^m	3 ^s .07	3 ^s .07	3 ^s .07	3 ^s .07	3 ^s .1	3 ^s .1	3 ^s .1	3 ^s .1	3 ^s .1	3 ^s .1	3 ^s .1	3 ^s .1	
0 40	11 20	3.11	3.15	3.20	3.26	3.3	3.3	3.4	3.5	3.6	3.7	3.9	4.4	
1 20	10 40	3.15	3.24	3.33	3.45	3.5	3.6	3.7	3.9	4.0	4.3	4.8	5.7	
2 0	10 0	3.19	3.31	3.46	3.63	3.7	3.9	4.0	4.2	4.5	4.9	5.6	6.9	
2 40	9 20	3.22	3.38	3.57	3.79	3.9	4.1	4.3	4.6	4.9	5.4	6.3	7.9	
3 20	8 40	3.25	3.44	3.66	3.93	4.1	4.3	4.5	4.8	5.3	5.9	6.9	8.9	
4 0	8 0	3.27	3.49	3.74	4.04	4.2	4.4	4.7	5.1	5.5	6.2	7.4	9.6	
4 40	7 20	3.29	3.53	3.80	4.12	4.3	4.6	4.9	5.2	5.8	6.5	7.8	10.2	
5 20	6 40	3.30	3.55	3.83	4.17	4.4	4.6	5.0	5.3	5.9	6.7	8.0	10.5	
6 0	6 0	3.31	3.56	3.84	4.19	4.4	4.7	5.0	5.4	5.9	6.7	8.1	10.6	
12 0	0 0	3.07	3.07	3.07	3.07	3.1	3.1	3.1	3.1	3.1	3.1	3.1	3.1	
12 40	23 20	3.03	2.99	2.94	2.88	2.8	2.8	2.7	2.7	2.6	2.4	2.2	1.7	
13 20	22 40	2.99	2.90	2.81	2.69	2.6	2.5	2.4	2.3	2.1	1.8	1.4	0.5	
14 0	22 0	2.95	2.83	2.68	2.51	2.4	2.3	2.1	1.9	1.6	1.2	0.6	0.7 _n	
14 40	21 20	2.92	2.76	2.57	2.35	2.2	2.0	1.8	1.6	1.2	0.7	0.1 _n	1.8 _n	
15 20	20 40	2.89	2.70	2.48	2.21	2.0	1.8	1.5	1.3	0.9	0.3	0.7 _n	2.7 _n	
16 0	20 0	2.87	2.65	2.40	2.10	1.9	1.7	1.4	1.1	0.6	0.1 _n	1.2 _n	3.5 _n	
16 40	19 20	2.85	2.61	2.34	2.02	1.8	1.6	1.2	0.9	0.4	0.4 _n	1.6 _n	4.0 _n	
17 20	18 40	2.84	2.59	2.31	1.97	1.7	1.5	1.1	0.8	0.2	0.5 _n	1.8 _n	4.4 _n	
18 0	18 0	2.83	2.58	2.30	1.95	1.7	1.5	1.1	0.7	0.2	0.6 _n	1.9 _n	4.5 _n	

**II. Reduktion von
Mittlerer Zeit auf Sternzeit (s. S. 150), Sternzeit auf Mittlere Zeit.**

Mittlere Zeit	Reduktion auf Sternzeit	Minuten Mittl. Zeit	Reduktion + auf Sternzeit - auf Mittl. Zeit	Minuten Sternzeit	Sternzeit	Reduktion auf Mittl. Zeit	
1 ^h 0 ^m 52 ^s	+0 ^m 10 ^s	6 ^m 5 ^s	+1 ^s 0—	6 ^m 6 ^s	1 ^h 1 ^m 2 ^s	-0 ^m 10 ^s	
2 1 45	+0 20	12 10	+2.0—	12 12	2 2 5	-0 20	
3 2 37	+0 30	18 16	+3.0—	18 19	3 3 7	-0 30	
4 3 30	+0 40	24 21	+4.0—	24 25	4 4 10	-0 40	
5 4 22	+0 50	30 26	+5.0—	30 31	5 5 12	-0 50	
6 5 15	+1 0	36 31	+6.0—	36 37	6 6 15	-1 0	
7 6 7	+1 10	42 37	+7.0—	42 44	7 7 17	-1 10	
8 6 59	+1 20	48 42	+8.0—	48 50	8 8 19	-1 20	
9 7 52	+1 30	54 47	+9.0—	54 56	9 9 22	-1 30	
10 8 44	+1 40	0 ^m 37 ^s	+0 ^s 1—	0 ^m 37 ^s	10 10 24	-1 40	
11 9 37	+1 50	1 13	+0.2—	1 13	11 11 27	-1 50	
12 10 29	+2 0	1 50	+0.3—	1 50	12 12 29	-2 0	
13 11 21	+2 10	2 26	+0.4—	2 26	13 13 31	-2 10	
14 12 14	+2 20	3 3	+0.5—	3 3	14 14 34	-2 20	
15 13 6	+2 30	3 39	+0.6—	3 40	15 15 36	-2 30	
16 13 59	+2 40	4 16	+0.7—	4 16	16 16 39	-2 40	
17 14 51	+2 50	4 52	+0.8—	4 53	17 17 41	-2 50	
18 15 44	+3 0	5 29	+0.9—	5 30	18 18 44	-3 0	
19 16 36	+3 10	Beispiel. Gegeben: 7 ^h 34 ^m 55 ^s 6 Mittl. Zeit				19 19 46	-3 10
20 17 28	+3 20	7 ^h 6 ^m 7 ^s	Red. + 1 10		20 20 48	-3 20	
21 18 21	+3 30	24 21	» + 4.0		21 21 51	-3 30	
22 19 13	+3 40	4 16	» + 0.7		22 22 53	-3 40	
23 20 6	+3 50	(15)	» + (0.04)		23 23 56	-3 50	
24 20 58	+4 0	= 7 ^h 36 ^m 13 ^s 34 Sternzeit.				24 24 58	-4 0
Hierzu wird die Sternzeit im mittleren Mittag des betr. Tages addiert. — Bei Reduktion von Sternzeit auf mittl. Zeit wird die Sternzeit im mittl. Mittag von der gegebenen subtrahiert und der Rest in mittl. Zeit verwandelt.							

III. Monats- und Jahrestage.

Monat	Gemein-Jahr	Schalt-Jahr
Januar	0.0	0
Februar	0.0	31
März	0.0	59
April	0.0	90
Mai	0.0	120
Juni	0.0	151
Juli	0.0	181
August	0.0	212
September	0.0	243
Oktober	0.0	273
November	0.0	304
Dezember	0.0	334

IV. Verwandlung von Stunden usw. in Dezimalteile des Tages.

Stunden							
1 ^h	0 ^d .041 667	7 ^h	0 ^d .291 667	13 ^h	0 ^d .541 667	19 ^h	0 ^d .791 667
2	0.083 333	8	0.333 333	14	0.583 333	20	0.833 333
3	0.125 000	9	0.375 000	15	0.625 000	21	0.875 000
4	0.166 667	10	0.416 667	16	0.666 667	22	0.916 667
5	0.208 333	11	0.458 333	17	0.708 333	23	0.958 333
6	0.250 000	12	0.500 000	18	0.750 000	24	1.000 000
Minuten				Sekunden			
1 ^m	0 ^d .000 694	31 ^m	0 ^d .021 528	1 ^s	0 ^d .000 012	31 ^s	0 ^d .000 359
2	0.001 389	32	0.022 222	2	0.000 023	32	0.000 370
3	0.002 083	33	0.022 917	3	0.000 035	33	0.000 382
4	0.002 778	34	0.023 611	4	0.000 046	34	0.000 394
5	0.003 472	35	0.024 305	5	0.000 058	35	0.000 405
6	0.004 167	36	0.025 000	6	0.000 069	36	0.000 417
7	0.004 861	37	0.025 694	7	0.000 081	37	0.000 428
8	0.005 556	38	0.026 389	8	0.000 093	38	0.000 440
9	0.006 250	39	0.027 083	9	0.000 104	39	0.000 451
10	0.006 944	40	0.027 778	10	0.000 116	40	0.000 463
11	0.007 639	41	0.028 472	11	0.000 127	41	0.000 475
12	0.008 333	42	0.029 167	12	0.000 139	42	0.000 486
13	0.009 028	43	0.029 861	13	0.000 150	43	0.000 498
14	0.009 722	44	0.030 556	14	0.000 162	44	0.000 509
15	0.010 417	45	0.031 250	15	0.000 174	45	0.000 521
16	0.011 111	46	0.031 944	16	0.000 185	46	0.000 532
17	0.011 805	47	0.032 639	17	0.000 197	47	0.000 544
18	0.012 500	48	0.033 333	18	0.000 208	48	0.000 556
19	0.013 194	49	0.034 028	19	0.000 220	49	0.000 567
20	0.013 889	50	0.034 722	20	0.000 231	50	0.000 579
21	0.014 583	51	0.035 417	21	0.000 243	51	0.000 590
22	0.015 278	52	0.036 111	22	0.000 255	52	0.000 602
23	0.015 972	53	0.036 805	23	0.000 266	53	0.000 613
24	0.016 667	54	0.037 500	24	0.000 278	54	0.000 625
25	0.017 361	55	0.038 194	25	0.000 290	55	0.000 637
26	0.018 055	56	0.038 889	26	0.000 301	56	0.000 648
27	0.018 750	57	0.039 583	27	0.000 313	57	0.000 660
28	0.019 444	58	0.040 278	28	0.000 324	58	0.000 671
29	0.020 139	59	0.040 972	29	0.000 336	59	0.000 683
30	0.020 833	60	0.041 667	30	0.000 347	60	0.000 694

V. Verwandlung von Tagen in Dezimalteile des Jahres.

10 ^d	0 ^o .027	100 ^d	0 ^o .274	190 ^d	0 ^o .520	280 ^d	0 ^o .767	1 ^d	0 ^o .0027
20	0.055	110	0.301	200	0.548	290	0.794	2	0.0054
30	0.082	120	0.329	210	0.575	300	0.822	3	0.0082
40	0.110	130	0.356	220	0.603	310	0.849	4	0.0109
50	0.137	140	0.383	230	0.630	320	0.877	5	0.0137
60	0.164	150	0.411	240	0.657	330	0.904	6	0.0164
70	0.192	160	0.438	250	0.685	340	0.931	7	0.0191
80	0.219	170	0.466	260	0.712	350	0.959	8	0.0219
90	0.247	180	0.493	270	0.740	360	0.986	9	0.0246
								10	0.0274

VI. Mittlere Refraktion.

Scheinbare Höhe	Refraktion	Scheinbare Höhe	Refraktion	Scheinbare Höhe	Refraktion
0° 0'	34' 54"	5° 0'	9' 46"	20° 0'	2' 37"
0 30	29 4	6 0	8 23	25 0	2 3
1 0	24 25	7 0	7 20	30 0	1 40
1 30	20 51	8 0	6 30	35 0	1 22
2 0	18 9	9 0	5 49	40 0	1 9
2 30	16 1	10 0	5 16	45 0	0 58
3 0	14 15	12 0	4 25	50 0	0 48
3 30	12 48	14 0	3 47	60 0	0 33
4 0	11 39	16 0	3 19	70 0	0 21
4 30	10 40	18 0	2 56	80 0	0 10
5 0	9 46	20 0	2 37	90 0	0 0

Konstanten.

Dimensionen der Erde nach Bessel.

Halbe große Achse = 6377397.15 Meter.

Halbe kleine Achse = 6356078.96 »

Abplattung = $\frac{1}{299.15}$ = 0.0033428

Exzentrizität = 0.0816968

Oberfläche der Erde = 509 950 714 Quadratkilometer

Inhalt der Erde = 1 082 841 320 000 Kubikkilometer.

Länge des Sekundenpendels im Niveau des Meeres und im luftleeren Raume für die geographische Breite φ :

$$l = 0^m 99102 + 0^m 00510 \sin^2 \varphi .$$

Schwerkraft im Niveau des Meeres für die geographische Breite φ :

$$g = 9^m 7810 + 0^m 0503 \sin^2 \varphi .$$

Länge des siderischen Jahres . . . = 365.25636 Tage

» » tropischen » . . . = 365.24220 »

Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes im luftleeren Raume = 300000 Kilometer.

Lichtzeit von der Sonne bis zur Erde = 498.5 Sekunden.

Mittlere Entfernung der Erde von der Sonne für die Sonnenparallaxe 8''.80 =

149 480 976 Kilometer.

(Einer Änderung der Parallaxe von 0''.01 entspricht eine Änderung der Entfernung von 170000 Kilometer.)

724.

Zusätze und Berichtigungen.

Seite	3 Zeile	18	v. u. statt »hre« lies »ihre«.
>	34	> 2	v. u. statt »line« lies »linie«.
>	52	> 16	v. o. statt »folden« lies »folgenden«.
>	63	> 13/14	v. o. statt »geragen« lies »getragen«.
>	98	> 16	v. o. statt »sogenanten« lies »sogenannten«.
>	105	> 3	v. u. statt »der« lies »des«.
>	116	> 22/23	v. o. statt »aplanatische« lies »aplanatische«.
>	167	> 14	v. o. statt »Savary« lies »Savery«.
>	198	> 2	v. o. statt »werden« lies »worden«.
>	219	> 5	v. o. statt »werden« lies »worden«.
>	257	> 12	v. o. statt »zunächt« lies »zunächst«.
>	330	> 5ff. v. u.	Von J. F. H. Schulz ist neuerdings darauf hingewiesen worden, daß der Komet von 1843 erst einen Tag nach seinem Periheldurchgange entdeckt wurde, so daß über seine Bewegung und seine Geschwindigkeit vor diesem Zeitpunkte nichts bekannt ist. Ein Teil der unter 2. enthaltenen Darlegungen ist dementsprechend zu modifizieren.
>	351	> 17	v. u. statt »äußert« lies »äußerst«.
>	391	> 5	v. u. Während des Druckes sind von Perrine am Lickobservatorium auf photographischem Wege zwei weitere Jupitersatelliten, der sechste und der siebente, entdeckt worden. Die Bahnen beider Satelliten haben eine große Neigung gegen den Jupitersäquator.
>	404	> 16	v. o. Ebenfalls auf photographischem Wege hat W. H. Pickering neuerdings noch einen zehnten Saturnstrabanten entdeckt, der dieselbe Umlaufzeit wie Hyperion besitzt.
>	541	> 4	v. u. statt »Sagitarii« lies »Sagittarii«.
>	601	> 3	v. u. statt »annahm« lies »annahm«.

Alle Abbildungen zölestischer Objekte sind in diesem Werke so dargestellt, wie sie im umkehrenden astronomischen Fernrohre erscheinen. Demnach ist unten Norden, rechts Osten, oben Süden, links Westen.

Register.

- Abbe 702.
Abbott 710.
Aberration des Lichtes 97, 202, 206, 216 ff.
 chromatische, 111.
 sphärische, 116.
Aberrationskonstante 219.
 Bestimmung, 219.
 und Lichtgeschwindigkeit 219 f.
Abetti 712.
Abirring des Lichtes 216 ff.
Ablenkung des Lichtes 113 f.
Ablenkung, Minimum der, 234.
Ablesemikroskop 156, 166 f.
Åboer Katalog 509, 515.
Abplattung des Erdellipsoids 77 ff.
Abschlinie 122.
Absorption des Lichtes im Weltraume 606 f.,
 615.
 selektive, 229.
Absorptionsspektrum 229.
Abul Wefa 45, 658 f.
Abweichung, nördl. u. südl., 15, 97, 148.
Achromatisches Fernrohr 113 ff.
Achromatisches Objektiv 114 f.
Achse der Himmelskugel 12.
Achse, optische, 110.
Adams, J., 88 f., 411 ff., 467, 522, 696.
Adams, W., 541.
Aerolithe 457 f.
 Bestandteile, 458.
 Klassifikation, 458.
 Ursprung, 457 f.
Ägypter 35.
 Jahr der, 41.
Airy 75, 167, 411, 515, 691.
Airysches Doppelbildmikrometer 167.
Aitken 455, 531, 713.
Aktion und Reaktion 66.
Akzeleration der Mondbewegung 88 ff.
Albategnius 45, 658.
Albedo 333.
Albrecht 350.
d'Alembert 86.
Alfons X. 659.
Algol 538 f., 547.
Algotypus, Veränderliche vom, 549 f.
Alhidade 155.
Almagest 28, 190, 246, 483, 510.
Al-Mamun 658.
Almukantarate 147.
Alpen, Mondgebirge, 364.
Al-Sufi 659.
Altazimut 162.
Ambronn 176, 586.
Amerikanebel 589.
Anderson 559, 561 f.
Andromedanebel 573, 577, 589.
Ångström 227, 305, 353, 475, 694 f.
Ångströmsche Einheit 303.
Anianus, Distichon des, 487.
Anomalie, exzentrische, 93.
 mittlere und wahre, 93.
Ansichten vom Weltsystem, Entwicklungs-
 epochen, 5.
Anthelm 559 f.
Antiapex 623 f.
Anziehung, allgemeine, 70 f.
 von Bergen 74.
 kleiner Massen 71 ff.
 der Sonne 69.
Apenninen, Mondgebirge, 364 f.
Apex 459.
 des Sonnensystems 515 f., 523.
Aphelium 60, 92.
Apianus 660.
Aplanatische Linsen 116.
Apogäum 37.
Apollonius 1.
Apparate, mikrometrische, 155 ff.
Apsidenlinie 93.
Aquator 10, 54.
 System des, 147 f.
Äquatorial 153 f., 165.
Äquatoriale Fernrohrmontierung 120 ff.
Äquatorial-Horizontal-Parallaxe 186.
Äquatorialsystem 147 f.
Äquinoktien 14, 54 ff.
 Präzession der, 15 ff.
Araber 1, 45, 105 f., 482, 589.
 Meßinstrumente der, 154.
Arago 34, 224, 411.
Argelander 247 f., 445, 481, 483, 485, 490 f.,
 509, 515, 547, 607 f., 689 f.
Argument der Breite 98.
Argus, Veränderlicher η , 552 f.
 Nebel um η , 553.

- Ariel, Uranustrabant, 408, 709.
 Aristarch 19, 45, 189, 658.
 Mondkrater, 365.
 Aristillus 658.
 Mondkrater, 363.
 Aristoteles 4, 46, 63, 190, 391, 657 f.
 Armillarsphäre 103 f.
 Armille 104.
 Arnold 668.
 d'Arrest 278, 405, 412, 437, 470, 501, 572,
 583 f., 697, 710, 714.
 v. Asten 442, 447.
 Asteroiden s. Planetoiden.
 Astraea, kleiner Planet, 378, 707.
 Astrognosie 481.
 Astrolabium 103 f.
 Astrologisches Schema d. Wochentage 40.
 Astrometer Herschels 248.
 Astrometrie 102, 146 f.
 Astronomie, Anfang der wissenschaftlichen,
 5, 14.
 der Alten 6 ff.
 Aufgabe nach Bessel 102.
 der Babylonier 3.
 der Chinesen 2.
 Entwicklung der, 1 ff.
 der Griechen 2.
 der Inder 2.
 praktische, 102 ff.
 und Wetter 355.
 Astronomische Gesellschaft 484.
 Nachrichten 679.
 Strahlenbrechung 161 f.
 und chronologische Zeitrechnung 37.
 Astronomisches Fernrohr 109.
 Astrophotometer Zollners 249 ff.
 Astrophotographie 258 ff.
 messende, Vorzüge der, 265.
 und Ruhe der Luft 261 f.
 Astrophysik 102.
 Astrophys. Observatorium Potsdam 173 ff.
 Astrospektrographie 268.
 Atherschwingungen 215.
 Atlas, Mondringgebirge, 363.
 Atmosphäre, Beschaffenheit der, 142.
 Einfluß auf Beobachtungen 142 f.
 Extinktion des Lichtes in der, 257 f.
 Höhe der, 462.
 Atmosphär. Linien im Sonnenspektrum 305.
 Attraktion, allgemeine, 63 ff.
 Attraktionsgesetz Newtons 6, 64 ff., 528.
 Aufgang, heliakischer, 41.
 Aufstellung des Fernrohres 120 ff.
 Auge 138 f.
 und photographische Platte 263.
 Augenglas 108.
 Augenlinse 117.
 Auge- und Ohr-Methode 160.
 Augustmeteorschwarm 464.
 Aurigae, Doppelstern β , 540 ff.
 Ausströmungen bei Kometen 417 f., 428 ff.
- Autolycus, Mondringgebirge, 363.
 Auwers 193, 209, 484, 510, 533 f., 559 f., 583.
 Auzout 155.
 Azimut 147.
 Azimutalkreise 147.

 Babylonier 3, 104.
 Astronomie der, 3.
 Backlund 442.
 Baeyer 79 f.
 Bahn, scheinbare, der Sonne 14.
 der Erde um die Sonne, Darstellung, 55.
 Bahnbestimmung 91 ff.
 Bahnelemente, Bestimmung der, 93 ff.
 Bahnen der äußeren Planeten 275.
 der inneren Planeten 274.
 Bahnsucher der Straßburger Sternwarte 173.
 Baille 73 f.
 Bailly 673 f.
 Baily 72 f., 578, 678.
 Ball 400.
 Balmersche Formel 508.
 Baly 354.
 Bandenspektrum 228.
 Barnard 380, 391, 399, 401, 403, 437, 455,
 583, 586, 595, 712.
 Battermann 202, 586.
 Bauschinger 335.
 Baxendell 712, 714.
 Bayer 482, 485, 547, 665.
 Becker 586.
 Becquerel 327.
 Beer 341, 362, 687.
 Belopolsky 342, 541.
 Benzenberg 457, 462.
 Beobachtungen, älteste, 103 ff.
 Genauigkeit vorteleskopischer, 106.
 im Meridian 157.
 mit dem Sextanten 163 f.
 Beobachtungsfehler 90, 161.
 Beobachtungsrohr beim Spektroskop 236.
 Berberich 713.
 Bernoulli 713.
 Bessel 79, 102, 134, 155, 207 f., 209, 211,
 349, 378, 410, 430, 448, 484, 526 f.,
 533, 575 f., 586, 680 ff., 711, 723.
 Beugung des Lichtes 140 f.
 Bewegung, direkte u. retrograde, 32 f., 50 f.
 elliptische, 59 f.
 epizyklische, 33, 50 ff., 187.
 des Lichtes 215 ff.
 in der Gesichtslinie, Messung der, 231 f.
 mittlere, 93.
 planetarische, 85 ff.
 scheinbare, der Gestirne 6 ff., 12, 47 ff.
 tägliche, der Gestirne 8, 12 ff.
 Einfluß auf die Lage der Spektrallinien
 233.
 Störungen der, 85 ff.
 Ungleichheiten der, 85 ff.
 Umwandlung in Wärme, 460 f.

- Bewegungen, epizyklische, der Planeten 5,
 33, 50 ff., 187.
 wahre, der Himmelskörper 44 ff.
 Bewegungsgesetze, allgemeine, 62 ff., 65 f.
 Bianchini 113, 340 f.
 Biela 437, 439, 710.
 Bieliden 464, 470 f.
 Bildebene 110.
 Bilder, reelle und virtuelle, bei Linsen
 108 ff.
 bei Konkavspiegeln 118.
 falsche, in Fernrohren 141, 346.
 Bildschärfe bei Fernrohren 144 f.
 mangelhafte, infolge Luftunruhe 261.
 Birmingham 498, 559 f., 712 ff.
 Birt 712.
 Bischoffsheim 136.
 Blaeuw 485.
 Blancanus 396.
 Blanchinus 113, 340 f.
 Blanpain 437, 710.
 Böddicker 370.
 Bode 407, 675 f.
 Bodesche Reihe 271, 377.
 Bogenminute u. -Sekunde, Verhältnis zum
 Radius, 219.
 Bolometer 278, 280, 305.
 Bond, W. C., 160, 181, 401, 588, 683.
 Bond, G. P., 256, 400 f., 404, 414, 417, 446,
 588, 683.
 Bonner Durchmusterung 483, 526, 607, 609 f.,
 616 f.
 Bonpland 456.
 Borelli 107.
 Borisiak 562.
 Boss 515.
 Bossert 510, 711.
 Bouguer 79, 167, 247, 671.
 Bouguersches Photometer 249.
 Bouvard 410, 678.
 Boys 73.
 Bradley 206, 216, 484, 509, 670 f.
 Brahe, Tycho, 1, 56 ff., 105 f., 205, 429, 483,
 485, 559, 568, 661 f.
 Brandes 462.
 Brashear 133, 238, 243.
 Braun 73.
 Brechung des Lichtes 113 f.
 im Auge 138.
 in Linsen 108 ff.
 Brechungs- und Dispersionsvermögen ver-
 schiedener Glassorten 114.
 Bredichin 430 ff., 433, 444, 450, 700.
 Breite 15, 148.
 Argument der, 98.
 Bestimmung der, 177.
 galaktische, 574.
 geographische, 11, 176 f.
 geozentrische und heliozentrische, 96.
 geozentrische, auf der Erde 177.
 Brennebene 110.
 Brenner 334, 374.
 Brennpunkt 109.
 Brennpunkte der Kegelschnitte 92.
 von Linsen 109.
 von Spiegeln 118 f.
 Brennweite 109.
 Brewster 305.
 Brinkley 207.
 Brisbane 441.
 Brooks 437, 455, 710.
 Brorsen 437, 710.
 Bruhns 700.
 Brünnow 696.
 Brunowski 559.
 Buffon 628.
 Buijs-Ballot 278.
 Bunsen 698.
 Burchell 552, 713.
 Bürgi oder Byrgius 168, 662.
 Burnham 134, 527, 530 f., 583.
 Calippus 657.
 Calixtus, Papst, 438.
 Callandreu 381, 705.
 Calver 132.
 Campanisches Okular 117.
 Campbell 523 f., 540 ff., 625.
 Capron 353.
 Carlini 75.
 Carrington 294, 336, 699.
 Cartesianische Wirbeltheorie 63, 71.
 Cartesius 63, 628, 666.
 Cary 156.
 Cäsar, Kalenderverbesserung des, 43.
 Cassegrainscher Reflektor 119.
 Cassini, Dom., 113, 191, 215, 340, 345, 400,
 402, 404, 475, 560, 667.
 J., 340 f., 509, 667.
 de Thury 667.
 J. Dom., Graf v. Thury, 667.
 Cauchy 173.
 Cavendish 73 f.
 Cayley 88.
 Celoria 611.
 Centauri, Parallaxe von α , 209.
 Ceraski 495, 714.
 Ceres, kleiner Planet, 377 ff., 707.
 Cerulli 374.
 Chacornac 378, 583, 718.
 Challis 411 f.
 Chance Brothers & Co. 134.
 Chandler 349 f., 452, 455, 549, 712, 714.
 Chappe 196.
 Charlier 256, 586.
 Charlois 379, 707.
 Chase 210.
 Chinesen, Astronomie der, 2.
 Chladni 456, 458, 467.
 Chromatische Aberration 111.
 Chromosphäre der Sonne 301 ff.

- Chromosphäre, Elemente in der, 306 f.
 Spektrum der, 306.
 umkehrende Schicht der, 307.
 Chromometer 153, 170.
 Kompensation beim, 170.
 Chromometerübertragungen 179 f.
 Clairaut 86, 438 f.
 Clark, Alvan, 134 f.
 Clark, A. G., 534.
 Clarke, J., 79.
 Clausen 711.
 Clavius 155, 391.
 Mondkrater, 363.
 Coddington 712.
 Coggia 448, 710.
 Coma Berenices 577.
 Common 132, 450.
 Compound Prisms 239.
 Comstock 533.
 Cook 197.
 Cooke 134 f.
 Cooke & Sons 134.
 Copeland 450 f.
 Cornu 73, 224, 304 f., 703.
 Cowell 202.
 Crawford 541.
 Crew 295.
 Crossley-Reflektor 133 f., 142.
 Crownglas 114 ff., 134.
 Curtis 541.
 Curtiss 541.
 Curtius, Mondringgebirge, 365.
 Cusa, Kardinal Nik. v., 45, 659.
 Cygni, Parallaxe von 61, 208 f.
 Cysat 571, 666.

 Daguerre 258.
 Dämmerung 352.
 Damoiseau 438, 709.
 Darwin, G. H., 358, 633 ff.
 Datumsgrenze, nautische, 184.
 tatsächliche, 184.
 Daubrée 458.
 Dauer von Vor- und Nachmittag 153.
 Dauerbelichtung, photographische, 263.
 Davis 209.
 Dawes 134, 400, 527, 688.
 Deimos, Marsmond, 376 f., 708.
 Deklination 15, 97, 148.
 magnetische, und Sonnenflecke 293.
 Deklinationsachse 121.
 Deklinationskreise 147.
 Delambre 220, 676.
 Delaunay 88 f., 695.
 De l'Isle 195.
 Dembowski 527, 694.
 Denning 374, 437, 464 f., 710.
 Descartes 63, 666.
 Wirbeltheorie des, 63, 71.
 Des Chaulnes 155.
 Deslandres 268.
 Deutsche Fernrohrmontierung 123.
 De Vico 340, 437, 710.
 Dichte der Erde 71 ff.
 Bestimmung der, 74 ff.
 mittlere, 77.
 Diffraktion 140 f.
 Diffraktionsgitter 238.
 Digit als Maß bei Finsternissen 25.
 Digression 276.
 Dimensionen der Erde nach Bessel und
 Clarke 79.
 Dione, Saturnstrabant, 404 f., 709.
 Diopter 104, 106, 154.
 Direkte Bewegung der Planeten 32.
 Dispersion des Lichtes 113 ff., 225 ff.
 Dispersionsvermögen verschiedener Glas-
 sorten 114.
 Distanz, kurierte, 98.
 Distanzen, Messung von, 166.
 Doberck 531 f.
 Dollond, J., 113, 125, 167, 671.
 P., 671.
 Dollondsche Refraktoren 129.
 Donati 445, 710.
 Doppelbildmikrometer 167.
 Doppelfernrohr der Kapsternwarte 137 f.
 zu Meudon 137.
 zu Potsdam 137.
 Doppelfernrohre 136 ff.
 für die Herstellung einer photographi-
 schen Himmelskarte 136 ff.
 Doppelsternbahnen 527 ff.
 berechnete, 531 ff.
 Bestimmung, 528 f.
 wahre Dimensionen, 532 f.
 Doppelsterne 482, 524 ff.
 Anzahl, 524 ff.
 Bahnbewegung, 527 ff.
 Bahndimensionen, wahre, 532 f.
 Bahnelemente, Bestimmung der, 528 f.
 Bedeckungen, 529.
 Begleiter, dunkle, 533.
 Begriff, 524.
 Benennung, 530.
 Farben, 498, 536 f.
 Gruppen, 535 f.
 Kataloge, 526 f.
 Massen, 532 f.
 optische und physische, 525 f.
 optische, für Parallaxenbest., 207 f.
 Parallaxenbestimmungen, 212.
 Prüfungsobjekte für Fernrohre, 143 ff.
 Radialgeschwindigkeiten, 537 f.
 Spektra, 538 ff.
 spektroskopische, 519, 538 ff.
 Verhältnis zu den einfachen, 536.
 Verteilung, 536.
 Verzeichnisse, 531 ff., 541, 545, 715 ff.
 Doppelsterngruppen 535 f.
 Doppelsternmessungen 166.

- Doppelsternsysteme, sehr enge, 538 ff.
 Doppler 536.
 Doppler-Fizeausches Prinzip 537.
 Dopplersches Prinzip 232, 342, 516, 519, 537.
 Dörrfel 418, 670.
 Mondgebirge, 365.
 Dorpater Refraktor 129, 138.
 Downing 615, 617 f.
 Drakonitische Umlaufzeiten von Sonne und
 Mond, Beziehungen zwischen, 26.
 Draper, H., 132, 258, 304, 702.
 Drehwaage von Cavendish 73 f.
 Dreikörperproblem 85, 535.
 Dreyer 581.
 Dumbbell-Nebel 593.
 Dunér 295, 450, 501, 527, 554.
 Dunkin 515.
 Dunlop 572.
 Durchgangsinstrument 158.
 Durchmesser, falsche, der Sterne 141.
 Durchmusterung, Bommer, 483, 526, 607, 609 f.
 Harvard Photometric, 496.
 photogr. Kap-, 486, 497, 607, 616 f.
 Potsdamer photometr., 496, 499 f.
 südliche, 484.

 Easton 618.
 Ebbe und Flut 83 ff.
 Eberhard 582.
 Ebert 570.
 Echappement bei Uhren 169.
 Eder 570.
 Eichens 156.
 Eigenbewegung der Fixsterne 208, 509 ff.
 und Spektralklasse 513.
 Eigenbewegungen, durchschnittliche, 512.
 größte, 510 ff.
 veränderliche, 533.
 Einheitszeit 153.
 Eisenmeteorite 458.
 Eisenstaub, meteorischer, 462.
 Ekliptik 14.
 Änderung der Lage, 16.
 Pole der, 14.
 Schiefe der, 14, 54 ff.
 System der, 147 f.
 Ekliptikalkarten 378.
 Ekliptikalsystem 147 f.
 Elektrizität der Erde 354.
 der Sonne 331, 430.
 und Magnetismus im Sonnensystem 476.
 Elektro-Chronograph 160.
 Elemente, chemische, der Gestirne 507 ff.
 in der Sonnenatmosphäre 305.
 in der Sonnenchromosphäre 306 f.
 in den Sonnenprotuberanzen 306.
 Entdeckung auf spektralanalytischem
 Wege, 228, 507.
 Elkin 209, 450, 576, 586.
 Ellipse 69, 91 f.
 Ellipse und Parabel, Ähnlichkeit, 419.
 Ellipsen der Planetenbahnen 59 f.
 Elliptische Ungleichheit der Mondbahn 38.
 Emden 328 ff.
 Emissionsspektrum 229.
 Enceladus, Saturnstrabant, 404 f., 709.
 Encke 95, 100, 197, 381, 400, 437, 441 f.,
 443, 528, 683 f., 710 f.
 Engelmann 527, 703.
 Englische Fernrohrmontierung 123 f.
 Entfernung der Himmelskörper, Bestim-
 mung der, 184 ff.
 Entfernungen, relative, der Planeten 51 f.
 Entwicklungsepochen der Ansichten vom
 Weltsystem 5.
 Entwicklungsgeschichte d. Weltkörper 627 ff.
 Epakten 42.
 Ephemeride 94, 100.
 Epizykel der Alten 1, 5, 33 ff., 38, 47.
 Erklärung durch Kopernikus, 47 ff.
 Theorie der, 33 f.
 Epizykel des Kopernikus 53.
 Epizyklische Bewegung der Planeten 5,
 33 ff., 49 ff.
 Epoche 94.
 Equatorial condé 124 f., 136.
 Eratosthenes 78, 658.
 Erdachse, Schwankung der, 81 ff.
 Lagenänderungen der, 16, 54, 349 f.
 Erdbeben 348.
 Erddichte, mittlere, 77.
 Erde 346 ff.
 Abkühlung, säkulare, 646 ff.
 Abplattung, 77 ff.
 Anziehung der, 74 f.
 Atmosphäre, 161, 351.
 Bahn um die Sonne, 54 ff.
 Bewegung, 4, 46 ff.
 Dichte, 71 ff.
 Dimensionen nach Bessel u. Clarke, 79.
 Drucke im Innern, 349.
 Entfernung von der Sonne, 204, 346.
 Figur, wahre, 77 ff.
 Größe, 44, 67, 77 ff., 346.
 Kugelgestalt, 29 f., 44.
 Lagenänderungen d. Achse, 16, 54, 349 f.
 Rotation, 46.
 Veränderung der Rotation, 89.
 Temperatur im Innern, 347.
 Wärme, Quellen der, 646 f.
 im Kopernikanischen Weltsystem 46 f.
 im Ptolemäischen Weltsystem 29 f.
 Zustand, früherer, 646 ff.
 Zustand des Innern, 347 f.
 Erdelektrizität und Nordlichter 354.
 Erdmagnetismus u. Sonnenflecke 293, 351.
 Erdmeridiane 9, 147 f., 177 f.
 Erdmessung, internationale, 80.
 Erdvulkane 348.
 Erdwärme, Quellen der, 646 f.
 Erhaltung der Kraft 290, 637 f.

- Eriksson 281.
 Erman 467.
 Eros, kleiner Planet, 193, 379 f., 384 f., 707.
 Ertel 155 f.
 Espin 712 f.
 Eudoxus 4 f., 45, 657.
 Euler 86, 113, 182, 351, 671 f.
 Eustachius de Divinis 396.
 Evektion 38.
 Extinktion d. Lichts in d. Atmosphäre 257 f.
 Exzentrische Kreise d. Alten bei Planetenbahnen 36 f.
 Exzentrizität 37, 52 ff., 92.
 Exzentrizitäten bei Planetenbahnen 53 f.
 säkulare Änderungen der, 87 f.
 Exzentrizitätsfehler geteilter Kreise 164.
 Exzentrizitätswinkel 94.

 Fabricius, D., 286, 546, 559, 665, 712.
 J., 285 f., 665.
 Fabry 712.
 Fackeln der Sonne 284 f.
 Fadenkreuz im Fernrohr 155, 157.
 Fadenmikrometer 155, 165 f.
 Fadennetz beim Fernrohr 157.
 Falsche Wettertheorie 356.
 Fallgesetz 65 ff.
 Farbe, Veränderung bei Bewegung, 233.
 Farbenabweichung 111.
 Farbenbestimmung bei Sternen 498 ff.
 Farbenempfindlichkeit des Auges 498.
 Farbenzerstreuung 113 ff.
 Farquhar 560.
 Faye 296, 309, 437, 442, 633, 694, 710.
 Ansichten über die physikalische Beschaffenheit der Sonne 316 ff.
 Fehler bei astronom. Beobachtungen 90, 161, 527.
 der Instrumente 161.
 Feil 134.
 Feldlinse 117.
 Feldstecher 109.
 Ferguson 707.
 Fernrohr 106 ff.
 achromatisches, 113 ff.
 astronomisches oder Keplersches, 109.
 Erfindung des, 106 ff.
 holländisches oder Galileisches, 108 f.
 des 17. Jahrhunderts 112.
 terrestrisches, 117.
 Verbindung mit Meßapparaten, 155 f.
 älteste, 106 ff.
 Aufstellung oder Montierung der, 120 ff.
 Bildschärfe bei, 144 f.
 größte der Neuzeit, 125 ff.
 Leistungen der, 138 ff.
 Lichtstärke der, 138 ff.
 Preise großer, 135, 137.
 Prüfung, 143 ff.
 Vergrößerung, 110 f., 139 ff., 145 f.
 Fernrohrmontierung 120 ff.
 äquatoriale, 120 ff.
 deutsche, 123.
 englische, 123 f.
 Equatorial coudé 124 f.
 Fraunhofersche, 123.
 Kombination englischer u. deutsch., 124.
 Fernrohrvergrößerung 110 f., 139 ff., 145 f.
 Beziehung zur Objektivöffnung, 139 f.
 Grenzen, 139 ff.
 Feuerkugeln 457 ff., s. a. Meteore.
 Bahnen, 462.
 Ursprung, 462.
 Finlay 437, 450, 710.
 Finsternisse. Sonnen- und Mond-, 20 ff.
 Saroszyklus der, 26 ff.
 Finsternisperioden 25.
 Fixsterne 12, 480 ff., s. a. Sterne.
 Begriff und Name, 477.
 Bewegung, scheinbare, 12 ff.
 Beziehung zwischen Helligkeit, Eigenbewegung und Parallaxe, 213 f.
 Eigenbewegung, 208, 509 ff.
 Größenklassen, 247.
 Größenbestimmung aus photographischen Aufnahmen, 255 ff.
 Prüfungsobjekte, 145 f.
 Fixsternparallaxen 204 ff.
 negative, 212.
 mittlere, Verzeichnis von, 213.
 Fizeau 221, 537.
 Fizeausche Methode zur Bestimmung der Lichtgeschwindigkeit 221 ff.
 Flammarion 374.
 Flamsteed 407, 482 f., 670.
 Flash-Spektrum 306.
 Flaugergues 710.
 Flecke der Sonne 285 ff.
 Fleckenhypothese b. Veränderlichen 557 f.
 Fleming 559, 561, 712.
 Flemming 410 f.
 Flint 212.
 Flintglas 114 ff., 129, 134.
 Flora, kleiner Planet, 192, 707.
 Fokalebene 110.
 Fokus 109.
 Fontana 372, 396.
 Forbes 224.
 Foucault 132, 203, 221, 696.
 Foucaultsche Methode zur Bestimmung der Lichtgeschwindigkeit 223 f.
 Franklin 628.
 Franz 359, 362, 365 f.
 Fraunhofer 129, 138, 156, 167, 226, 238, 501, 682.
 Fraunhofersche Montierung 123.
 Linien 226, 302 f.
 Fraunhofer & Utzschneider 129.
 Frigga, kleiner Planet, 379.
 Frischauf 101.
 Fritsch 712.

- Front-view-Teleskop 119.
 Frost 278, 522, 540.
 Frühlingsnachtgleichenpunkt 14, 148.
 Frühlingspunkt 14.
 Fundamenta astronomiae Bessels 484, 526.
 Fundamentalsterne 484.
 Fundybai 84.
 Funkeln der Sterne 142.
 Fußpunkt 147.
- Galaktische Breite 574.
 Galilei 62 ff., 107 f., 168, 207, 221, 285 f.,
 296, 339, 361, 391, 396 f., 478, 664 f.
 Galileisches Fernrohr 108 f.
 Galileis Fallgesetze 65.
 Galle 192, 400, 412 f., 471.
 Gambart 711.
 Gambey 156.
 Gang von Uhren 179 f.
 Gascoigne 155.
 Gaseruptionen auf Sternen 568 f.
 Gasmassen, Temperatur b. Kontraktion, 643.
 de Gasparis 707.
 Gassendi 334 f., 396, 666.
 Gasspektrum 227 f.
 Gauß 42, 95, 101, 377 f., 678 f.
 Regel zur Berechn. d. Osterfestes, 42 f.
 Gautier 136 f., 156, 711.
 Gegendämmerung 352.
 Gegensehein 474.
 Geographische Ortsbestimmung 176 ff.
 Geometrie, Nicht-Euklidische, 640 f.
 Georg III. von England 126, 406, 674.
 Georginum Sidus 406.
 Geothermische Tiefenstufe 347.
 Geozentrische Länge und Breite 96.
 Theorie 46.
 Gerade Aufsteigung 15, 97, 148.
 Geradsichtige Prismensysteme 239.
 Geschwindigkeit 231.
 Gesellschaft, Astronomische, 484.
 Gestirne, auf- und untergehende, 10.
 Bewegung, tägliche, 8.
 Koordinaten der, 146 ff.
 Gezeiten 83.
 Giacobini 423, 437, 712.
 Gill 192 f., 209, 486.
 Gilliss 192.
 Ginzel 711.
 Gitterspektrometer 238 f.
 Gitterspektroskope 238 f.
 v. Glasenapp 220, 531 f.
 Glashorizont 164.
 Glassorten, Brechungs- und Dispersions-
 vermögen verschiedener, 114.
 Gleichgewichtsfiguren Poincarés 556.
 Gleichung, persönliche, 181, 527.
 lunare, 203.
 Gnomon 103.
 Goldene Zahl 42.
- Goodricke 547, 551, 714.
 Gore 532, 712, 714.
 v. Gothard 255.
 Gould 481, 484 f., 488, 574, 576, 586, 608 f.,
 617, 698, 712 ff.
 Grad, Bezeichnung, 18.
 Gradmessung, Europäische, 80.
 Gradmessungen 78.
 in Peru und Lappland 78 f.
 Graham 169, 707.
 Granatstern Herschels 498.
 Granulation der Sonnenphotosphäre 282 ff.
 Gravitation 64 ff., 69 ff.
 Gravitationsgesetz Newtons 6, 64 ff., 71.
 Green 374.
 Greg 464.
 Gregor XIII., Kalenderreform, 44.
 Gregorianischer Kalender 44 f.
 Gregorianisches Jahr, Länge d. mittleren, 44.
 Gregoryscher Reflektor 118 f.
 Griechen, Astronomie der, 3.
 Jahr der, 41.
 Grimaldi, Mondwallebene, 365.
 Grischow 437.
 Größenklasse, photometrische, 494.
 Größenklassen der Sterne 247, 491.
 relative Intensität der, 494.
 Größenschätzungen bei Sternen 247 f.
 Größenskalen verschieden. Beobachter 491.
 Größenverhältnisse im Sonnensystem 291 f.
 Grubb 131, 133, 136, 138, 156.
 Grubb'scher Reflektor in Melbourne 131 f.
 Gruppenbildung bei Sternen 513.
 Guinand 129, 682.
 Gylden 214, 703.
- Hadley 400.
 Halbschatten bei Finsternissen 23 f.
 Hale 268, 285, 504.
 Hall 135, 376, 395, 586.
 Halley 88, 194 f., 198, 297, 335, 437, 443,
 509, 552, 669 f., 710.
 Halleysche Methode bei Venusdurchgängen
 194 f.
 Halm 351, 571.
 Hansen 88 f., 197, 202, 359, 368, 687 f.
 Harding 378, 677 f., 707, 713 f.
 Harkness 374.
 Harmonien Keplers 60.
 Harrison 170, 182.
 Hartmann 539, 541, 544, 567, 582.
 Harton Colliery, Mine, 75.
 Hartwig 550, 554, 559, 561.
 Harvard Photometric Durchmusterung 496.
 Harvard Photometry 495 f.
 Harvard-Universität, Observatorium d., 236.
 Harzer 192, 383.
 Häuser der Sonne 16.
 Hayn 711.
 Heis 464, 485, 488, 490, 572, 608, 692.

- Helfenzrieder 437.
 Heliakischer Aufgang 41.
 Heliograph 175, 260.
 Heliometer 167 f.
 Repsoldsches, 168.
 Helioskopische Okulare 287.
 Helio-stat 260.
 Heliozentrische Länge und Breite 96.
 Theorie d. planetar. Bewegung 46, 51.
 Helium 228, 310, 503.
 Helligkeit von Punkten und Scheiben im
 Fernrohr 139 f.
 Helligkeiten der 44 hellsten Sterne 497.
 Helligkeitskataloge der Sterne 495 f.
 Helligkeitsverhältnis der Größenklassen der
 Sterne 491.
 der Sonne zur Capella 278, 497.
 Helmer 80.
 v. Helmholtz 329, 641 f., 649.
 Hemmung bei Uhren 169 f.
 Hencke 378, 701, 714.
 Henderson 209.
 Henry 132, 707.
 Gebrüder, 136 f., 705.
 Hepperger 711.
 Herbstnachtgleichenpunkt 15.
 Herkules, Mondringgebirge, 363.
 Herschel, A. S., 471.
 Al., 126, 675.
 John, 127, 131, 226, 279, 394, 491, 498,
 527 f., 553, 572, 581, 583 f., 587 f., 591,
 593, 601, 611, 675, 684 f., 712.
 Karoline, 674, 676.
 W., 119, 126 f., 143, 207, 248, 289 f., 296,
 341, 401, 404, 406 ff., 410, 479, 491,
 498, 515, 524 ff., 571 ff., 584, 588, 593 f.,
 600 ff., 611, 630 f., 674 f., 714.
 Herschels Astrometer 248.
 kosmogonische Hypothese 630 f.
 Spiegelteleskope 126 f.
 Herschelscher Reflektor 119.
 Herz 711.
 Hesperus 338.
 Hevel 113, 361 f., 396, 560, 666 f.
 Higgs 304.
 Hill 447, 709, 711.
 Hillebrand 711.
 Himmelsgewölbe 6.
 Himmelsgrund, Helligkeit für Auge und
 Fernrohr, 140.
 Himmelskarte, photogr., 137, 485, 497.
 Himmelskörper, Bewegung, scheinbare, 6 ff.
 Bewegung, wahre, 44 ff.
 Klassifikation, 12.
 Himmelskugel 6, 30, 54, 146.
 Achse, 12.
 Bewegung, tägliche, 12.
 Erde als Zentrum der, 6 ff.
 Kreise der, 146 ff.
 Rotation, scheinbare, 6 ff., 46 f., 54.
 Hind 378, 498, 559 f., 583, 697, 707, 711,
 713, 718.
 Hipparch 1, 5, 16 f., 28 f., 35 ff., 190, 483,
 509, 627, 658.
 Hirn 402.
 Hi und Ho, chinesische Astronomen, 2.
 Hoek 467.
 Höhe der Gestirne 147.
 Höhenkreise 147.
 Höhenmessungen, Wirkung der Refraktion
 bei, 161 f.
 Holden 342, 371, 408.
 Holetschek 425 f.
 Holländisches Fernrohr 108 f.
 Holmes 437, 710.
 Holwarda 546.
 Hooke 205 f.
 Hoppe 175.
 Horizont 8, 147.
 künstlicher, 147, 164.
 scheinbarer und wahrer, 147.
 System des, 147.
 Horizontalparallaxe 186.
 Horizontalsystem 147 f.
 Horrebow, Chr., 291.
 P., 205, 668.
 Horrox 194.
 Huggins 283 f., 331, 390, 414, 449, 501, 507,
 518, 563, 590.
 Hülle der Kometen 416.
 Humboldt, A. v., 456, 467.
 Humphreys 570.
 Hungaria, kleiner Planet, 384, 707.
 Hussey 212, 453 ff., 531, 537.
 Hutchins 370.
 Hutton 74.
 Huygens 64 f., 113, 151, 168, 190 f., 207,
 376, 396 ff., 403, 588, 667.
 Huygenssches Okular 116 f.
 Hveen, Insel, 106.
 Hyginus, Grube auf dem Mond, 364, 367.
 Hyperbel 69, 91 f.
 Hyperion, Saturnstrabant, 404 f., 709.
 Hypothesen, kosmogonische, 627 ff.
 Hypothesen, über das Universum 479 f.,
 595 ff.
- Ibn-Junis 659.
 Iclea, kleiner Planet, 384, 707.
 Inder, Astronomie der, 2.
 Instrumentalfehler 161.
 Instrumente, älteste, 103 ff.
 mit gebrochenen Fernrohren 158, 163.
 Interferenzgitter 238.
 Rowlandsche, 238.
 Intramerkuriale Planeten 90, 335 ff.
 Iris, kleiner Planet, 193, 707.
 Jacoby 210, 586.
 Jagdhunden, Nebel in den, 581 f., 591 f.

- Jahr der Ägypter 41.
 Gregorianisches, 44 f.
 der Griechen 41.
 der Juden 41.
 Julianisches, 44.
 der Mohammedaner 41.
 der Römer 41.
 siderisches und tropisches, 17 f.
 Zeitabschnitt, 39.
 Jahreszeiten 54 ff.
 Wiederkehr der, 17, 39.
 James 74.
 Jansen, Zach., 107.
 Janson 559 f.
 Janssen 256, 260, 282 f., 298 f.
 Japetus, Saturnstrabant, 403 ff., 709.
 Jolly 75.
 Juden, Jahr der, 41.
 Julianischer Kalender 43.
 Julius Cäsars Kalenderverbesserung 43.
 Julius, H., 322, 325 ff.
 Juno, kleiner Planet, 192, 378, 707.
 Jupiter 386 ff.
 Abplattung, 386.
 Ähnlichkeit mit der Sonne, 389.
 Albedo, 389.
 Atmosphäre, 388 f.
 Beschaffenheit, physikalische, 389, 648.
 Dichte, 386.
 Elemente, 706.
 Eigenlicht, 388 f.
 Einfluß auf Kometenbahnen, 381, 421 f.
 auf Planetenbahnen, 382.
 auf Sonnenfleck, 292.
 Entfernung, 386.
 Flecke, 388.
 Größe, 386.
 Helligkeit, 386.
 Masse, 386.
 Oppositionen, 386.
 Rotation, 388 ff.
 Spektrum, 390 f.
 Streifen, 386 f.
 Umlaufzeit, 386.
 Jupiterstrabanten, 391 ff., 724.
 Bahnelemente, 391 f.
 Beobachtung, 391, 393.
 Bewegungsgesetze, 392.
 Elemente, 708.
 Flecke, 392.
 Größe, 391.
 Helligkeitsschwankungen, 392.
 Lichtgeschwindigkeit aus Beobacht. der,
 202, 215 f. 392.
 Vorübergänge v. d. Jupitersscheibe, 389.
 Kalender, Verbesserungen, 40 ff.
 Kant 479, 597 ff., 627 ff., 649, 672.
 Kant-Laplacesche Nebularhypothese 385,
 628 ff.
 Kap-Durchmusterung, fotogr., 486, 497,
 607, 616 f.
 Kapteyn 209 ff., 214, 486, 513, 515, 570,
 576, 619 ff.
 Kapwolken 574, 579.
 Kaukasus, Mondgebirge, 365.
 Kayser, E., 254.
 H., 508.
 Keeler 133, 374, 396, 403, 581, 584, 590,
 595, 618, 705.
 Kegelschnitte 69, 91 f.
 Kegelschnittsbewegung, allgemeine, 91.
 Keilphotometer 254 f.
 Kelvin, Lord, 348, 637, 646, 649.
 Kempf 496, 499 f., 523, 551, 586, 712, 714.
 Kepler 1, 6, 58 ff., 87, 190, 194, 270, 286,
 334, 377, 418, 422, 429, 437, 468 f.,
 559 f., 596 f., 662 ff.
 Mondkrater, 365.
 Keplers Gesetze 1, 59 ff., 70, 532, 544.
 Keplersche Gleichung 93.
 Keplerscher Stern 559.
 Keplersches Fernrohr 109.
 Kern der Kometen 416, 428 f.
 der Sonnenfleck 287.
 Kernschatten bei Finsternissen 23 f.
 Kimura 351.
 Kirch, Chr., 668.
 G., 526, 668, 710, 714.
 Kirchoff 227, 229, 291, 305, 309, 698.
 Kirchoffs Gesetz d. Emission u. Absorption
 229, 305, 501.
 Kirkwood 467.
 Klassifikation der Himmelskörper 12.
 der Sternspektre 501 ff.
 Klein, H., 367.
 Klingentjerna 113, 672.
 Klinkenberg 710.
 Klinkerfues 220, 440, 557, 699.
 Knoten, aufsteigender u. niedersteigender,
 20.
 Knott 714.
 Kobold 515 f., 623.
 Koch 713.
 Kohlenstücke 601.
 Kohlenstoffspektrum 427.
 Kollimator 161.
 beim Spektroskop 236.
 Kolorimeter 252, 499.
 Koma der Kometen 416.
 Komet 1618 II 440.
 1652 440.
 1680 442 f.
 1729 423.
 1744 432, 443 f.
 1770 436.
 1811 443 ff.

Kaiser 372, 374, 693.
 Kalender 38 ff.
 Gregorianischer und Julianischer, 43 f.
 des Numa 41.

- Komet 1843I 330 f., 445, 724.
 1858 417, 445 ff.
 1861 435, 447.
 1862 III 448, 468 f.
 1874 448.
 1880 I 445.
 1881 III 449.
 1882 I 449 f.
 1882 II 435, 440, 447, 450 f., 472 f.
 1888 I 440, 452 f.
 1889 V 440, 453, 472.
 1892 III 428, 453.
 1893 II 453 f.
 1899 I 440.
 1903 II 423.
 d'Arrestscher, 437.
 Barnard 437.
 Bielascher, 437, 439 f., 442, 470 ff.
 u. Sternschnuppenfall 1872 Nov., 470 f.
 Blanpain 437.
 Brooks 437, 440, 455, 472 f.
 Brorsenscher, 437.
 Coggiascher, 448.
 Denning 437.
 Donatischer, 417 f., 445 ff.
 Enckescher, 437, 440 ff.
 u. d. widerstehende Mittel, 441 f.
 Fayerscher, 437.
 Finlay 437.
 Giacobini 437.
 Grischow 437.
 Halleyscher, 430, 434, 437 ff.
 Helfenzrieder, 437.
 Holmes 428, 437, 453.
 Lexellscher, 436 f.
 Olbersscher, 437.
 Perrine 437.
 Peters 437.
 Pigott 437.
 Pons-Brooks 437, 451 f.
 Rordame 453 ff.
 Sawerthal 440, 452 f.
 Swift 437, 440.
 Stephan 437.
 Spitaler 437.
 Tempelscher von 1866, 468.
 Tuttlerscher, 437.
 de Vicoscher, 437.
 Westphal 437.
 Winneckescher, 437.
 Wolfscher, 437.
 Kometen 415 ff.
 Anzahl seit Christi Geburt, 423.
 allgemeines Aussehen, 415 ff.
 Barnardsche, 437.
 Beschaffenheit, phys., 426 ff., 473.
 Bewegung der, parabolische u. elliptische, 419 f.
 Bezeichnung, 424.
 Beziehungen zu Meteoriten, 465 ff.
 Brookssche, 437.
 Kometen, Denningsche, 437.
 Formen der, 415 ff.
 Giacobinische, 437.
 große und merkwürdige, 436 ff.
 Elemente, 711.
 Hülle, 416.
 Kern, 416, 428 f.
 Koma, 416.
 Kopf, 416.
 Schweif, 416 ff., 429 ff.
 Masse und Dichtigkeit, 426 f., 434 f.
 periodische, 436 f.
 Elemente, 711.
 Spektrum, 427 f.
 Statistik, 422 ff.
 Störungen der Bewegung, 421 f.
 Swiftsche, 437.
 Systeme, 435, 445, 451.
 Teilung, 440, 451, 453, 472 f.
 teleskopische, 416, 427.
 als Prüfungsobjekte f. Fernrohre 145.
 Tempelsche, 437.
 Ursprung, 421 f.
 Zusammentreffen mit der Erde, 435 f.
 Kometen und Planeten 421 f.
 und Planetoiden 381 f.
 und Wetter 356 f.
 Kometenbahnen 91, 418 ff., 447.
 Bestimmung, 99 f.
 Lage, 424 ff.
 Elemente, 424 ff.
 Identität mit Meteorbahnen 440, 448.
 Kometenfamilien der gr. Planeten 421 f., 435.
 Kometenschweife 416 ff.
 Typen, 431 f.
 Kometensucher 140.
 Kometensysteme 435, 445, 451.
 Kometenwolke 472.
 Kompensation bei Uhren 169 f.
 Konjunktion, obere u. untere, 18, 34, 274.
 Konkavlinse 109, 114.
 Konkavspiegel 118 ff.
 Bilder beim, 118.
 Reflexion am, 117 f.
 v. Konkoly 176.
 Konstellationen 481, 486 ff.
 Kontraktionstheorie der Sonne 642 ff.
 Konkavlinse 109, 114.
 Konkavspiegel 119.
 Koordinaten 95 f.
 der Gestirne 146 ff.
 rechtwinklige, 95.
 sphärische, 96, 149.
 Koordinatenachsen 95.
 Kopernikanisches Weltssystem 5 f., 44 ff.
 Kopernikus 1, 4, 6, 44 ff., 87, 154, 270, 478, 596, 660.
 Lehre und die Inquisition, 62 f.
 Mondringgebirge, 363 ff.
 Vorgänger, 45.
 Weltssystem, 5 f., 44 ff.

- Koerber 711.
 Korona der Sonne 297 f.
 Kosmische Wolken 472, 579, 584, 589.
 Kosmogonie 627 ff.
 Kosmogonische Hypothesen 627 ff.
 Kraft, Erhaltung der, 290, 637 ff.
 und Materie 638 ff.
 Unzerstörbarkeit, 638 ff.
 Vorrat im Universum, 637 f.
 Kreis der beständigen Sichtbarkeit u. Unsichtbarkeit der Gestirne 10 f.
 Kreisbewegung der Gestirne 29, 47 ff., 53, 61.
 Kreise, größte, am Himmel, 14, 121, 147.
 Systeme der, 147 f.
 der Himmelskugel 146 ff.
 an Meßinstrumenten 155 ff.
 Kreiseinteilung 10.
 Kreismikrometer 165.
 Kreutz 445, 451, 711, 713.
 Krigar-Menzel 76.
 Kristallsphären des Pythagoras 3 f.
 Kromm 713.
 Krueger 483, 498, 586, 701.
 Krypton 354.
 Kugelabweichung 116.
 Kugelgestalt der Erde, Ptolemäische Be-
 weise für, 29 f.
 Kulmination, obere und untere, 9, 148.
 Kurtierte Distanz 98.
 Küstner 349, 510.

 Lacaille 552, 572, 672.
 La Condamine 79.
 Lagrange 86 ff., 674.
 Lalande 406, 413, 673.
 Lambert 247, 333, 345, 599, 673.
 Lambertsche Gleichung 99 f.
 Lamellenmikrometer 167.
 Lamont 691 f.
 Lamp 711.
 Lane 643.
 Länge 15, 148, 176 ff.
 geographische, 176 ff.
 geozentrische und heliozentrische, 96.
 des aufsteigenden Knotens 93.
 der Lichtwellen, Maß der, 303.
 des Perihels 93.
 der Vor- und Nachmittage 153.
 Längenbestimmungen 177 ff.
 durch Beob. zölest. Vorgänge 179.
 durch Chronometerübertragungen 179 f.
 telegraphische, 180 ff.
 Längendifferenz zweier Orte 178.
 Längenmaße, Vergleichung von, 67.
 Langley 278, 282, 287, 305, 322.
 Laplace 86 ff., 279, 392, 395, 401, 436, 627,
 649, 676.
 Larson 532.
 Lassell 130, 404, 408, 414, 690, 718.
 Lassellsche Reflektoren 130 f.
 Laurentiusstrom 464.
 Legendre 679.
 Le Gentil 196 f.
 Lehmann 438.
 Leibniz 628.
 Mondgebirge, 365.
 Leistungen der Fernrohre 138 ff.
 Lemonnier 407, 412.
 Leonardo da Vinci 65.
 Leoniden 464, 468, 473.
 Leverrier 90, 203, 335, 383, 411 ff., 467 f.,
 473, 583, 693 f., 711.
 Lewis 531 f., 534.
 Lexell 437.
 Liais 475, 710.
 Liapunoff 588.
 Libelle 161.
 Libration des Mondes 359 ff.
 Licht, Aberration, 216 ff.
 Bewegung, 215 ff., 232 ff.
 Brechung, 113.
 Dispersion, 113 f., 225 ff.
 Extinktion in der Atmosphäre, 257 f.
 Lichtäther 215.
 Lichtdruck 433.
 Lichtgeschwindigkeit 202 f., 215 f.
 Methoden zur Bestimmung, 215 ff.
 in Wasser 224.
 Werte für, 224 f.
 Lichtgleichung 548.
 Lichtjahr 209.
 Lichtmengen d. Gestirne, Bestimmung, 246 ff.
 für verschiedene Objektöffnungen 139.
 Lichtstärke bei Fernrohren 138 ff.
 Lichtstrahlen, Brechung im Auge, 138.
 Brechung in Linsen, 113.
 Dispersion, 113 f.
 Lichttheorie, Maxwellsche, 433.
 Lichtvergleichen bei Sternen 490 ff.
 Lichtverlust bei Linsen 115, 139.
 bei Spiegeln 140.
 Lichtwellen, Länge der, 303.
 Lichtzeit 219.
 Lickobservatorium 132 f., 142.
 Liebherr 678.
 Lindemann 495, 704.
 Lindenau 207, 679.
 Lindsay 192.
 Lineal, parallaktisches, 103 f.
 Lineare Größen, Vergleichung, 67.
 Linienserien der Spektre 508.
 Linienumkehr im Spektrum 229.
 Linné, Mondkrater, 367.
 Linsen 109 ff.
 aplanatische, 116.
 konkave, 109, 114.
 konvexe, 109, 114.
 Lipperhey 107 f.
 Littrow, J. J. v., 679 f.
 K. v., 680.
 Lockyer 299 ff., 374, 501, 558, 630.

- Lohrmann 364, 366 f., 688.
 Lohse, O., 287 f., 345, 371, 374, 387, 390, 531.
 J. G., 451.
 Lokalattractive 80.
 Longomontanus 661.
 Lot, Ablenkung des, 74.
 Lowell 334, 342 f., 374 ff., 376.
 Loewy 262, 366 ff., 447.
 Ludendorff 550, 587.
 Luftbeschaffenheit u. astr. Beob. 142 f., 261.
 bei photographischen Aufnahmen 261.
 Lunare Gleichung 203.
 Luther, R., 379, 697, 707.
 Lyman 343.
- Maclear 209.
 Maddox 259.
 Mädler 341, 343, 361, 364, 366 f., 407, 509 f.,
 512, 514 f., 527, 687.
 Mädlers Zentralsonne 514.
 Magellan 184.
 Magellansche Wolken 574, 579.
 Maginus, Mondkrater, 363.
 Malcotius 286.
 Malussches Gesetz 250.
 Maraldi 400.
 Mardocempad 37.
 Marius 571, 589, 665.
 Markwick 713 f.
 Mars 370 ff.
 Abplattung, 370.
 Ähnlichkeit mit der Erde, 372.
 Albedo, 372.
 Atmosphäre, 372 f.
 Bahn, 370.
 und Kepler, 59.
 Bewohnbarkeit, 375 f.
 Darstellung der Oberfläche, 374.
 Elemente, 706.
 Entfernung, 370.
 Flecke, 372.
 Größe, 370.
 Helligkeit, 370 f.
 Kanäle, 374 f.
 Karten, 373 f.
 Masse, 370, 377.
 Oppositionen, 370.
 Parallaxe, 191.
 Polarflecke, 372.
 Pole, 374.
 Rotation, 376.
 Spektrum, 374.
 Trabanten, 135, 376 f.
 Umlaufzeit, 370.
 Marsmonde 376 f.
 Elemente, 708.
 Marth 408, 707.
 Martin & Eichens 132.
 Maskelyne 74, 196, 509, 673.
 Mason 196.
- Massenverhältnisse im Sonnensystem 272.
 Maestlin 662.
 Materie, Gleichartigkeit im Weltenraume,
 462, 509.
 Unzerstörbarkeit, 638 f.
 Matthiessen 711.
 Ma-tuan-lin 423.
 Mauerkreis 105.
 Mauerquadrant 105.
 Maupertuis 79, 671.
 Maxwell 402.
 Maxwellsche Lichttheorie 433.
 Mayer, Chr., 208, 525 f., 571, 672.
 Rob., 642.
 Tob., 182, 509, 672.
 McClean 702.
 McCormick 135.
 Mécanique analytique Lagranges 87.
 céleste Laplaces 87.
 Melbourn Reflektor 131 f.
 Melloni 369.
 Mensurae micrometricae Struves 526 f.
 Mercedonius, Schaltmonat, 41.
 Merfield 713.
 Meridian 9, 147 f., 177 f.
 erster, 177 f.
 Meridiankreis 153 f., 156 f.
 von Pistor & Martins 156 f.
 von Repsold 158 f.
 Meridianphotometer, Pickeringisches, 253.
 Merkur 332 ff.
 Albedo, 333.
 Atmosphäre, 333 f.
 Dichte, 332.
 Elemente, 706.
 Entfernung, 332.
 Größe, 332.
 Helligkeit, 332 f.
 Masse, 332.
 Phasen, 332.
 Rotation, 333.
 Sichtbarkeit, 52, 332.
 Spektrum, 334.
 Umlaufzeit, 332 f.
 Vorübergänge vor der Sonne, 195, 334 f.
 Merkursperihel, Bewegung des, 90, 335.
 Mersenne 118.
 Merz 172, 243.
 Merzcher Refraktor 129.
 Merz & Mahler 129, 134.
 Mesosiderite 458.
 Messier 571 f., 588, 673, 710.
 Meßinstrumente, astron., 146 ff., 153 ff.
 Messungen, astronomische, 146 ff.
 Meteor vom 30. Januar 1868 461.
 Meteore 456 ff.; s. a. Sternschnuppen.
 Anzahl, 459, 642.
 Aussehen, 456 ff.
 Bahnen, 457, 462.
 Begriff, 457.
 Beziehungen zu Kometen, 440, 448.

- Meteore, Farbe, 459.
 Häufigkeit, 456, 642.
 Höhe, 457, 462.
 Materienreste auf der Erde, 462.
 Natur und Ursache, 458, 460 ff.
 Spektrum, 459.
 Ursache des Aufleuchtens, 460 f.
 Meteorische Theorie der Erhaltung der
 Sonnenwärme 642.
 Meteorite 457 ff.; s. a. Aerolithe.
 Meteorringe 467, 472.
 Meteorsteine 457 ff.; s. a. Aerolithe.
 Meteorströme 463 ff.
 Metius 107 f.
 Meton 41, 657.
 Metonischer Zyklus 41 f.
 Michell 525.
 Michelson 203, 224.
 Mikrometer 165 ff.
 unpersönliches, 181.
 Mikrometerokular 117.
 Mikroskope bei Meßinstrumenten 156 ff.
 Milchstraße 481, 594 f., 605, 607 f.
 Ausdehnung im Raume, 604 f.
 Aussehen im allgemeinen, 481.
 Pole, 574.
 und Sternfülle 607 f.
 Struktur, 481, 618.
 Miller 563.
 Millosevich 713.
 Mimas, Saturnstrabant, 404 ff., 709.
 Minute, Bezeichnung, 17 f.
 Mira Ceti 546 f.
 Miren 173.
 Mitchel 683.
 Mitchell 579 f.
 Mittag, mittlerer und wahrer, 150.
 Mittel, widerstehendes, im Weltraume, 441 f.
 Mitteleuropäische Zeit 153, 183.
 Mizar, Doppelstern, 524, 541 f., 545.
 Mohammedaner, Jahr der, 41.
 Mohler 570.
 Molekularattraktion 71.
 Molyneux 670.
 Monat, Zeitabschnitt, 39.
 Monck 513.
 Mond 357 ff.
 Albedo, 368.
 Anziehung auf die Erde, 82 ff.
 Atmosphäre, 366, 368 f.
 Berge, 361 ff.
 Beschaffenheit, physische, 367 f.
 Bewegung, 18 ff., 66 ff., 359 ff.
 Bewohnbarkeit, 651.
 Dichte, 357.
 Ebenen, 361 ff.
 Elemente, 708.
 Entfernung, 357.
 relative, von Mond und Sonne, 19.
 Farbe bei totalen Finsternissen, 24.
 Figur, 357 ff.
 Mond, Größe, 357.
 Helligkeit, 278, 352, 369 f.
 verschiedener Formationen, 365.
 Krater, 361 ff.
 Libration, 359 ff.
 Licht und Wärme, 369 f.
 Masse, 357.
 Meere, 361 ff.
 Opposition und Konjunktion, 18.
 Parallaxe, 357.
 Photographie, 262, 362.
 Rillen, 362, 364.
 Ringgebirge, 363 ff.
 Rotation und Revolution, 357 ff.
 Spektrum, 368.
 Tag, 359.
 Temperaturen auf dem, 367.
 Umlaufzeiten, 18 f., 26 f.
 Ungleichheit, parallaktische, 201 f.
 Veränderungen, physische, 367 f.
 Wärme, 369 f.
 Wirkung auf die Erde, 82 ff., 355 f.
 Mondatlanten 362.
 Mondbahn 20, 359 ff.
 Lagenänderung, 20.
 Ungleichheiten, 38.
 Mondberge 361 ff.
 Höhe, 365.
 Mondbewegung 18 ff., 66 ff., 359 ff.
 Akzeleration, 88 ff.
 Einflüsse, störende, 87 f.
 Ungleichheiten langer Periode 89 f., 359.
 Mondfarbe bei totalen Finsternissen 24.
 Mondfinsternis, älteste, 37.
 Mondfinsternisse 20 ff.
 partielle, 24.
 totale, 24.
 Ursachen, 20 f.
 Mondjahr 40 f.
 Mondkatar 361 ff.
 Mondknoten 20.
 Bewegung, 20.
 Mondkrater 361 ff.
 Mondlicht und Sonnenlicht, relative Hellig-
 keit, 278, 352.
 Mondmonat 40.
 Mondoberflächenformationen 361 ff.
 Entstehung, 366 f.
 Veränderung, 367 f.
 Mondparallaxe 357.
 Bestimmung, 185 f.
 Mondphasen 18 f.
 Mondtopographie 361 ff.
 Mondwechsel und Wetter 355 f.
 Montanari 547, 712 f.
 Mont Cenis 75.
 Montierung des Fernrohrs 120 ff.
 Monthéry 224.
 Moritz von Nassau 107.
 Moesta 209.
 Moesting A, Mondkrater, 202.

- Motus parallacticus et peculiaris 514.
 Müller, G., 257, 332 f., 340, 379, 393, 402 f., 450,
 452, 496, 499 f., 505, 551, 586. 712, 714.
 Musik der Sphären 3.
 Myers 556.
 Mysterium Cosmographicum Keplers 59.

 Nachtgleichenpunkte 14 f.
 Lagenänderung, 17.
 Präzession, 16 ff.
 Nadir 147.
 Nasmyth 282.
 Nassir-Eddin 659.
 Nebelflecke 482, 571, 579 ff.
 Anzahl 571 f.
 Beschaffenheit, physikal., 571, 573, 579 f.
 Beschreibung merkwürdiger, 584 ff.
 Bewegung in der Gesichtslinie, 581 f.
 elliptische, 573.
 Entfernung und Größe, 582.
 Entwicklung, 628 ff., 649.
 Kataloge, 581.
 Klassifikation, 573.
 mehrfache, 583.
 Parallaxen, 582.
 planetarische, 573, 592.
 als Prüfungsobjekte 144 f.
 regelmäßige, 573.
 ringförmige, 573.
 Spektrum, 579 f.
 spirale, 573.
 unregelmäßige, 573.
 veränderliche, 583 f.
 Verteilung, 574.
 Verzeichnis, 717 ff.
 Zugehörigkeit zum Sternsystem, 583.
 Zusammenhang mit Sternen, 583, 592 f.
 Zustände, mechanische, 582.
 Nebellinien 579.
 Nebelsterne 592 f.
 Nebularhypothese 382, 385, 628 ff.
 Folgerungen aus der, 648 ff.
 Negatives Okular 116 f.
 Neigung, Bahnelement, 94.
 Neison 362, 364, 366, 368.
 Neptun 409 ff.
 Albedo, 414.
 Atmosphäre, 414.
 Bahnelemente, 411 ff.
 Dichtigkeit, 415.
 Elemente, 706.
 Entdeckung, 409 ff.
 Entfernung, 413.
 Größe, 415.
 Helligkeit, 414.
 Masse, 415.
 Oppositionen, 413.
 Rotation, 414.
 Spektrum, 414.
 Trabant, 414, 709.
 Neptun, Umlaufzeit, 413.
 Netz, photosphärisches, der Sonne 283 f.
 Netzhaut des Auges 138.
 Netzmikrometer 167.
 Neugebauer 711.
 Newall 134.
 Newcomb 192, 200, 202 ff., 219, 224, 351,
 413, 515, 524, 625 f., 634, 709.
 Ansichten über die Anordnung des
 sichtbaren Weltalls 625 f.
 Newkirk 582.
 Newton, H. A., 456, 465 f., 700.
 Is., 1, 6, 61, 64 ff., 118, 226, 270, 418,
 430, 443, 668 ff.
 Newtons Attraktionsgesetz 1, 6, 64 ff., 409,
 528.
 Newtonscher Reflektor 119.
 Newtonsches Weltsystem 5 f.
 Nicolprismen 250.
 v. Nießl 462.
 Nikolaus v. Cusa, Kardinal, 45, 659.
 Nippfluten 85.
 Niveau 161.
 Nobert 238.
 Noël 552.
 Nonius oder Vernier 155.
 Nordenskjöld 462.
 Nordlicht 352 ff.
 Spektrum, 353 f.
 Nordlichter, Formen, 352 f.
 Häufigkeitszonen, 352.
 Höhe, 354 f.
 Periodizität, 355.
 und Erdelektrizität 354.
 und Sonnenflecke 355.
 Nordpol des Himmels 8.
 magnetischer, 352.
 u. Südpol d. Himmels, Sichtbarkeit, 11 f.
 Nord-Süd-Linie 9.
 Nova Andromedae 559, 561, 564, 589.
 Aquilae 559.
 Aurigae 559, 561, 564 f.
 Carinae 559.
 Cassiopejae 559.
 Centauri 559.
 Coronae 559 f., 563 f.
 Cygni (1600) 559 f., 564, 567.
 Cygni (1876) 559 ff., 567.
 Geminorum 559, 562, 567.
 Normae 559.
 Ophiuchi 559 f.
 Persei (1887) 559.
 Persei (1901) 559, 562 f., 566 ff., 579, 584.
 Sagittarii 559, 561.
 Scorpii 559 f.
 Serpentarii 559.
 Vulpeculae 559 f.
 Novemberstrom der Meteore 464.
 Nuñez oder Nonius 155, 666.
 Nutation 83, 97.
 Nyrén 219.

- Oberon, Uranustrabant, 408, 709.
 Objekte, Sichtbarkeit verschied. im Fernrohr 144 f.
 Objektiv 108.
 achromatisches, 114 f.
 Objektive, Herstellung großer, 135.
 aus mehr als zwei Linsen 134, 266.
 photographische, 266.
 Objektivprisma 235 f.
 Observatorium 170 ff.
 Observatorium, Astrophys., z. Potsdam 173 ff.
 Oktant 164.
 Okular 108.
 Campanisches, 116 f.
 helioskopisches, 287.
 Huygensches oder negatives, 116 f.
 Ramsdensches oder positives, 116 f.
 zusammengesetztes, 117.
 Okularspektroskop 240 f.
 Olbers 95, 99 ff., 378, 380, 410, 430, 437, 441, 445, 456 f., 607, 677, 707, 710.
 Hypothese üb. Planetoidenbildung, 378, 380 f.
 Kometenschweifbildung, 430.
 Olmsted 456.
 Olsson 586.
 Opernglas 109.
 Oppolzer, E. v., 327 f.
 Th. v., 95, 101, 468, 702, 711.
 Opposition 18, 34, 276.
 Optische Achse 110.
 Orionnebel 578, 580, 583, 588 f.
 Ort, absoluter und relativer, 153.
 Ortsbestimmungen, geographische, 176 ff.
 Ortszeit 153, 182.
 und Uhrzeit 153.
 Ostersonntag, Datum, 42.
 Gaußsche Formel, 42 f.
 Ostersonntage von 1905 bis 1916 43.
 Oudemans 214.

 Palisa 379, 707.
 Pallas, kleiner Planet, 378, 384, 707.
 Pallasite 458.
 Palmer 587.
 Parabel 69, 91 f.
 Ähnlichkeit mit Ellipse, 419.
 Bahnbestimmung, 99 f.
 Parallaxische Fernrohrmontierung 120 ff.
 Parallaxisches Lineal 103 f.
 Parallaxe im allgemeinen 97, 184 ff.
 Bestimmung, 188 ff.
 der Fixsterne 204 ff.
 jährliche und tägliche, 187, 189.
 mittlere, der Sterne 212 f.
 negative, 212.
 relative, 188 f., 207.
 der Sonne 204.
 Parallaxenbestimmung bei Doppelsternen 212.
 Fixsternen 189.

 Parallaxenbestimmung bei Planeten 187.
 der Sonne 189 ff.
 Parallelkreise 148.
 Parallelogramm der Kräfte 66.
 Parameter 92.
 Pariser Akademie 70, 77.
 großer Reflektor 132.
 Sternwarte 132, 136.
 Parkhurst 379.
 Parsons, Earl of Rosse, 690.
 Paschen 281.
 Passageninstrument 158 f.
 Paul 713.
 Paulsen 354.
 Pechüle 711.
 Peirce, B., 401 f., 413.
 C. S., 495.
 Pendelbeobacht. zur Best. d. Erddichte 74 f.
 der Erdfigur 80.
 Pendeluhr 151, 168 ff.
 Erfinder, 168.
 Kompensationen, 169 f.
 Pendeluhren auf Sternwarten 153.
 Penumbra der Sonnenflecke 287.
 Perigäum 37.
 Perihelium 60, 92 ff.
 Länge, 94.
 Perrine 437, 563, 712, 724.
 Perrotin 224, 374, 704, 707.
 Perseiden 464, 468 f.
 Persönliche Gleichung 181, 527.
 Peter 209 f., 586.
 Peters, C. A. F., 206, 211, 219, 514, 533, 692 f.
 C. H. F., 379, 437, 694, 707.
 Petersen 413.
 Petit 281.
 Philolaus 4, 45, 657.
 Phoebe, Saturnsmond, 404 f., 709.
 Phobos, Marsmond, 376 f., 708.
 Phosphorus 338.
 Photographie in der Astronomie 258 ff.
 der Fixsterne 262 ff.
 der Sonne 260 f.
 des Mondes 262.
 der großen Planeten 262.
 der Spektra 267 f.
 Photographische Platte und Auge 263.
 Photographischer Refraktor 137 ff.
 Hauptinstrument d. Astrophotographie, 265 ff.
 Potsdamer, 80 cm, 137, 175.
 32 $\frac{1}{2}$ cm, 175, 263 f.
 Photographisch-photometr. Bestimmungen 255 ff., 496 f.
 Photoheliograph, Potsdamer, 175.
 Photometer 247 ff.
 Photometric Durchmusterung, Harvard, 496.
 Photometrie 246 ff.
 Photometrische Durchmusterung, Potsdamer, 496.
 Größenklasse 494.

- Photometry, Harvard, 495 f.
 Photosphäre der Sonne 277, 282 ff.
 Photosphärisches Netz der Sonne 283 f.
 Piazzi 207, 377 f., 675, 707.
 Picard 67, 155, 667.
 Pickering, E. C., 253, 385, 405, 408, 495 f.,
 501, 538 f., 547 f., 561, 592, 713.
 W. H., 367, 404 f., 724.
 Pigott 437, 551, 713 f.
 Pihl 586.
 Pingré 196.
 Pistor & Martins 156.
 Plana 75, 88.
 Planetarische Nebel 573, 592.
 Planeten 12, 32 ff.
 Anordnung im Ptolem. System, 35 f.
 im Sonnensystem, 276.
 im Tychonischen System, 57.
 Anzahl im Universum 651 ff.
 Bewegung, Erklärung, 65 ff.
 Bewohnbarkeit, 651.
 Einfluß auf Kometenbewegung, 421 f.
 auf Meteore, 473.
 Elemente, 706.
 Entfernungen nach Kopernikus, 52.
 relative, 51 f., 271.
 Entwicklung nach d. Nebularhypothese,
 629 ff.
 innere und äußere, 274.
 intramerkurische, 90, 335 ff.
 kleine, s. Planetoiden.
 Kometenfamilien der, 421 f.
 Konjunktion 3102 v. Chr., 2.
 Massenbestimmung, 70.
 Photographie der, 262.
 Sichtbarkeit, 274, 276.
 Stellungen der äußeren, 275.
 der inneren, 274.
 transneptunische, 415.
 Wirkung auf teleskop. Kometen, 472.
 Planeten und Wetter 356 f.
 Planetenbahn, Neigung geg. d. Ekliptik, 93.
 Länge des aufsteigenden Knotens, 93.
 des Perihels, 93.
 Planetenbahnbestimmung 92 f., 97 ff.
 Planetenbahnen, wahre Gestalt, 59 f.
 exzentrische Kreise bei, 36 f.
 Planetenbewegung, direkte, 32, 50.
 epizyklische, 5, 33 ff., 47 ff.
 geozentrische und heliozentrische, 46.
 rechtläufige, 32, 50.
 retrograde oder rückläufige, 32, 50.
 scheinbare, 1, 32 ff., 48 ff.
 stationärer Punkt der, 32, 50.
 Planetendurchgänge, Genauigkeit der Be-
 obachtung, 195 f., 198.
 Planetoiden 377 f.
 Atmosphären, 380.
 Aufsuchen mit Hilfe d. Photograph., 266 f.
 Bahneigentümlichkeiten, 382.
 Bahnelemente, 383 ff.
 Planetoiden, Bezeichnung, 380.
 Bildung, 380 ff.
 Elemente, 707.
 Entdeckungen bis 1903, 378 f.
 Größen, 379 f.
 Gruppen, 381.
 Helligkeitsänderungen, 379 f.
 und Kometen 381 f.
 Masse und Zahl, Gesamt-, 382 f.
 Namen, 380.
 Parallaxe, 192 f.
 Ursprung, 380 ff.
 Verteilung, 382.
 Zone der Ausdehnung, 382.
 Plato 4, 35, 657.
 Mondringgebirge, 365, 367.
 Plejaden 577, 584 f.
 Plejadennebel 583, 585 f.
 Plummer 711.
 Pogson 440, 714.
 Poincaré 556, 634.
 Pointieren 263 ff.
 Poisson 647.
 Polarisations-Astrophotometer 250 f.
 Polarkoordinaten 95.
 Polarstern 8.
 Wega als, 17.
 Poldistanz 148.
 Pole der Ekliptik 14.
 des Himmels 8 ff.
 und der Erde 54 ff., 81 f.
 Polhöhe 11, 177.
 Veränderlichkeit, 349.
 Polhöschwankungen, periodische, 350 f.
 Kimurasches Glied der, 351.
 Pond 678.
 Pons 437, 441, 677, 710.
 Pontécoulant 88, 438 f., 711.
 Porter 510, 515.
 Posidonius, Mondringgebirge, 363.
 Positionskreis 166.
 Positionswinkel 166.
 Potsdamer Observatorium 173 ff., 485.
 photographischer Refraktor 263 f.
 photometr. Durchmusterung 496, 499 f.
 Spektrographen 245 ff.
 großes Spektrometer 240 f.
 Pouillet 279 f.
 Powalky 198.
 Poynting 75.
 Praktische Astronomie 102 ff.
 Praesepe 577, 586.
 Präzession 16 ff., 54, 97.
 Erklärung, 81 ff.
 Tafel der jährl., 720.
 Prévost 515.
 Prey 533 f.
 Principia Newtons 669.
 Prisma, Brechung u. Zerlegung des Lichts
 im, 114, 225 f.
 Prismenkreis 163 f.

- Prismenphotometer Steinheils 248.
 Prismensysteme, geradsichtige, 239.
 zusammengesetzte, 239.
 Prismes à vision directe 239.
 Pritchard 210, 254, 496, 586, 693.
 Problem der drei Körper 85, 535.
 Proctor 513.
 Procyon 533 f.
 Protuberanzen s. Sonnenprotuberanzen.
 Protuberanzspektrope 243 f.
 Prüfung der Fernrohre 143 ff.
 Ptolemäisches Weltsystem 5 f., 28 ff., 51.
 Ptolemäus 1, 4, 28 ff., 53, 65, 104, 106, 190,
 246, 483, 627, 658.
 Beweise f. d. Kugelgestalt d. Erde, 29 f.
 Fundamentalsätze des, 29 ff.
 Epizykel des, 33 ff.
 Kreisbeweg. d. Himmelskörper nach, 29.
 Weltsystem des, 5 f., 28 ff., 51.
 Puiseux 262, 366 ff.
 Pupille des Auges 138 f.
 Purbach 659.
 Pyrheliometer 280.
 Pythagoras 3 f., 45, 657.

 Quadrantiden 464.
 Quadratur 276.
 Quecksilberhorizont 161, 164.
 Quecksilberpendel 169 f.

 Radialbewegung der Sterne 516 ff.
 Radialgeschwindigkeiten, durchschn., 520.
 Verzeichnis von, 521 f.
 Radiant 464.
 Radiationspunkt 464.
 Radii vectores 92.
 Radioaktivität 433.
 Radiusvektor 60.
 Rahts 711.
 Ramsden 155 f.
 Ramsdensches Okular 116 f.
 Ransome & Simms 136.
 Raum, Beschaffenheit, 640 f.
 Rautenmikrometer 167.
 Rayet 507.
 Reaktion und Aktion 66.
 v. Rebeur 711.
 Rechtflüßige Bewegung der Planeten 32.
 Rechtwinklige Koordinaten 95.
 Reelle Bilder 108.
 Reese 541.
 Reflektor, Cassegrainscher, 119.
 Gregoryscher, 118.
 Herschelscher, 119.
 des Lickobservatoriums 132 f.
 des Lord Rosse 128 ff.
 zu Melbourne 131.
 Newtonscher, 119.
 u. Refraktor, Wettstreit zwischen, 125 f.
 Reflektoren 117 ff.
 in Amerika 132 f.
 Commons 132.
 in England 133.
 in Frankreich 132.
 Herschels 126 f.
 Lassells 130 f.
 neuerer Zeit 119 f.
 Reflexion, allgemeine, des Lichtes in der
 Erdatmosphäre, 352.
 bei Linsen, Lichtverlust durch, 115.
 bei Spiegeln 117 ff.
 Reflexionskreis 164.
 Refraktion in der Atmosphäre 97, 161 f.
 Tafel d. mittleren, 723.
 in Linsen 108 ff.
 Refraktor, großer, zu Greenwich 136.
 der Kapsternwarte 137 f.
 des Lickobservatoriums 135.
 zu Meudon 137.
 zu Nizza 136.
 in Paris 136.
 der Pariser Weltausstellung 136.
 in Potsdam 137.
 in Pulkowa 135.
 in Treptow 136.
 in Virginien 135.
 in Washington 135.
 in Wien 135.
 des Yerkesobservatoriums 136.
 Refraktor u. Reflektor, relative Leistungs-
 fähigkeit, 138 ff.
 Refraktoren 117.
 Merzsche, 129.
 von mehr als 30 cm Öffnung 138.
 Regiomontanus 187, 659 f.
 Registrierapparat, elektrischer, 160.
 von J. G. Repsold 160.
 Registriermethode 160.
 Regulus, Stern im Löwen, 13.
 Reich 73.
 Reichenbach 155 f., 678.
 Reinfelder & Hertel 173.
 Reinhold 660 f.
 Reiskörner der Sonnenphotosphäre 282 f.
 Rektaszension 15, 97, 148.
 Rektaszensionsachse 121, 158.
 Repsold, A. & Söhne 137, 155 ff., 168, 172 f.,
 175, 199, 678.
 J., 181, 678.
 J. G., 160, 678.
 Repsoldscher Meridiankreis 158 f.
 Repsoldsches Heliometer 158 f.
 Repulsivkraft der Sonne 430 ff.
 Retrograde Bewegung d. Planeten 32, 50.
 Retusche der Fernrohrobjektive 135.
 Rhaeticus 661.
 Rhea, Saturnstrabant, 404, 406, 709.
 Riccioli 362, 396, 666.
 Mondwallebene, 365.
 Richarz 76.

- Richer 77, 191, 668.
 Riemann 640.
 Ringe in d. Laplaceschen Nebularhypothese 632.
 Ringmikrometer 165.
 Ringnebel 590.
 in der Leier 590.
 Ristenpart 515, 713.
 Ritchey 563.
 Rittenhouse 343 f.
 Ritter 643.
 Roberts 133, 533, 589, 595, 700, 713.
 Spiegelteleskop von, 133.
 Roche 633.
 Römer, Jahr der, 41.
 O., 158, 205, 215 f., 220, 509, 668.
 Rordame 712.
 Rose 458.
 Rosenberger 438.
 Rosetti 281.
 Rosse, Lord, 129, 133, 369 f., 582, 588, 590 f., 690, 718.
 große Spiegelteleskope von, 128 ff., 133.
 Rostpendel 169.
 Rotationsgesetz der Sonne 293 f.
 Rowland 238, 304, 704.
 Interferenzgitter von, 238.
 Sonnenspektrum von, 304.
 Rückläufige Bewegung d. Planeten 32, 50.
 Ruhe d. Luft, Bedeutung für astronomische Beobachtungen, 142 f., 261.
 Rumford 248.
 Rümker, C., 441, 682.
 G., 683.
 Runge 354, 508.
 Russell 343.
 Rutherford 210, 238, 258, 695.
 Rydberg 508.
- Säkulare Störungen d. Planetenbahnen 87.
 Salmon 325.
 Sammellinse 109, 114.
 Santini 682.
 Sappho, kleiner Planet, 193.
 Sarabat 710.
 Saroszyklus der Finsternisse 26 ff.
 Saturn 393 ff.
 Abplattung, 393.
 Albedo, 393.
 Bahn, 393.
 Beschaffenheit, physische, 394.
 Dichte, 396.
 Eigenlicht, 395.
 Elemente, 706.
 Größe, 393.
 Helligkeit, 393.
 Jahreszeiten, 395.
 Masse, 393.
 Oppositionen, 393.
 Rotation, 394 f.
 Saturn, Spektrum, 396.
 Streifen und Flecke, 394.
 Umlaufzeit, 393.
 Saturnsring, dunkler, 400.
 Saturnsringe 108, 393.
 Abbildungen, ältere, 397.
 Aussehen, verschiedenes, 398 f.
 Beschaffenheit, physische, 401 ff.
 Dicke, 398.
 Dimensionen, 400 f.
 Teilungen, 400.
 Saturnssystem, Dimensionen 401.
 Saturnstrabanten 393, 403 ff., 724.
 Elemente, 709.
 Entdeckung, 403 f., 724.
 Entfernungen von Saturn, 404.
 Größe, 405.
 Helligkeit, 404.
 Massen, 405.
 Umlaufzeiten, 404.
 Beziehungen zwischen, 405.
 Savary 528.
 Savery 167.
 Sawerthal 452, 712.
 Sawyer 712, 714.
 Schaeberle 534.
 Schaltjahre 43 f.
 Schaltmonat der Römer 41.
 Schalttag 43.
 Schattenkegel 23.
 Scheiner, Chr., 286, 294, 296, 396, 665 f.
 J., 538, 544, 587 f.
 Scheitelpunkt 147.
 Schiaparelli 333, 342 f., 358, 373 ff., 448, 452, 456, 459 ff., 467 ff., 471, 473, 499, 527, 707.
 Schicht, umkehrende, d. Chromosphäre 307.
 Schiefe der Ekliptik 14, 55 ff.
 Schjellerup 498, 697, 699.
 Schlesinger 586.
 Schlüter 208.
 Schmidt, A., 321, 325 f.
 J., 362, 364, 366 f., 448, 451, 464, 499, 559 f., 698, 712 ff.
 Schnittphotometer 474.
 Schönfeld 248, 483 f., 514, 583 f., 699 f.
 Schott & Gen. 137.
 Schröder 175.
 Schröter 333, 341, 343, 361, 364, 675.
 Schuler 559.
 Schulhof 711.
 Schulz, J. F. H., 724.
 Schumacher 679.
 Schur 586, 704.
 Schwab 714.
 Schwabe 291, 336, 683.
 Schwarzer Tropfen 196 f.
 Schwarzschild 256, 586.
 Schweife der Kometen 416 ff.
 Schwed 249, 713.

- Schwere, allgemeine, 64 ff., 69 ff.
Veränderung, 74 f.
- Searas 711.
- Secchi 243, 278 f., 281, 283, 309, 363, 366, 501, 583, 588, 695 f.
- Ansichten über Konstitution der Sonne 309 ff.
- Secretan 132.
- See 531 ff.
- Seeliger 326, 393, 402, 408, 442, 474, 535, 569 f., 589, 609 ff.
- Seidel 248, 257, 495, 696 f.
- Sekunde, Bezeichnung, 17 f.
- Sekundäres Spektrum 115 f., 141.
- Selenographie 361 ff.
- Sestini 499.
- Shehallien, Berg, 74.
- Short 345.
- Siderite 458.
- Siebengestirn s. Plejaden.
- Sirius, Farbenänderung, 499.
Parallaxe, 205.
- Slipher 342.
- Slough 127.
- Smyth, H., 499.
- Snellius 666.
- Solarkonstante 280 f.
- Solstitien 14 f.
- Sommersolstitium 14.
- Sonne 277 ff.
Anziehung, 69, 81 f.
Atmosphäre, 279, 309 f., 325 ff.
Absorption in der, 278 f.
Ausstrahlung, Konstanz der, 315 f., 324 f.
Bahn, scheinbare, 14.
Bewegung, scheinbare, 12 ff., 48 f., 150.
Chromosphäre s. Sonnenschromosphäre.
Dichte, 277.
Druck im Innern, 319 ff.
Durchmesser, 277, 315 f.
Elemente, 706.
Fackeln, s. Sonnenfackeln.
Flecke, s. Sonnenflecke.
Geschwindigkeit, scheinbare, 150.
Größe, scheinbare, 277.
Größenklasse als Fixstern, 497 f.
Häuser der, 16.
Helligkeit, 278.
Helligkeitsverhältnis zu Fixsternen, 497.
Inneres, 315 ff.
Konstitution, physische, 308 ff., 503 f.
Korona, s. Sonnenkorona.
Licht und Wärme, 277 ff.
Masse, 277.
mittlere und wahre, 152.
photographische Aufnahmen, 260 f.
Photosphäre, s. Sonnenphotosphäre.
Protuberanzen, s. Sonnenprotuberanzen.
rel. Entfernung von Sonne u. Mond 19.
Republikkraft, 430 ff.
Rotation, 285 ff.
- Sonne, Rotationsgesetz, 293 f.
Spektrum, s. Sonnenspektrum.
Strahlungsintensität, 278.
Substanzen auf der, 305.
Temperatur, effektive u. wirkliche, 280 ff.
Temperaturveränderungen, 641 ff.
Umgebungen, 296 ff.
Wärmestrahlung, 278 ff.
und Wetter 356.
Zukunft und Vergangenheit, 643 f.
Zusammenhang period. Erscheinungen mit meteorol. Vorgängen, 293.
- Sonnenatmosphäre 279, 309 f., 325 ff.
Absorption in der, 278 f.
Elemente in der, 305.
- Sonnenbahn s. Ekliptik.
- Sonnenschromosphäre 301.
Spektrum, 306.
- Sonnenentfernung, Bestimmung, 19, 189 ff.
Werte für die, 189 ff., 197, 203 f.
- Sonnenfackeln 284 f.
Periodizität, 292.
Spektrum, 306.
- Sonnenfinsternis, älteste, 2.
- Sonnenfinsternisse 20 ff.
partielle, 22.
Perioden, 24.
ringförmige, 22.
totale, 22.
Dauer, 23.
von 1904 bis 1919, 28.
Ursachen, 20 f.
- Sonnenflecke 285 ff.
Größe, 287.
Helligkeit, 287.
Kern, 287.
Penumbra, 287.
Periodizität, 291 ff.
Spektrum, 306.
Zonen, 287, 328 f.
- Sonnenfleckentheorie von Emden 328 ff.
von E. v. Oppolzer 327 f.
- Sonnenjahr 16 ff.
- Sonnenkorona 297 ff.
Gestalt, 297 f.
Helligkeit, 298.
Natur, 298 ff., 330 f.
Spektrum, 307.
- Sonnenlicht, allgemeine Reflexion in der Atmosphäre, 352.
und Mondlicht, rel. Helligkeit, 352.
- Sonnenparallaxe, Bestimmung, 189 ff.
aus Marsbeobachtungen, 191 f.
aus Merkursbeobachtungen, 192 f.
aus den Bewegungen der Knoten von Venus und Mars, 203 f.
aus der lunaren Gleichung, 203.
aus d. Geschwindigkeit d. Lichtes, 202 f.
aus der parallaktischen Ungleichheit des Mondes, 201 f.
aus Venusdurchgängen, 193 ff.

- Sonnenparallaxe, Werte für die, 204.
 Sonnenphotosphäre 278, 282 ff.
 Granulation, 282 ff.
 Helligkeit, 277 f.
 Struktur, 282.
 Sonnenprotuberanzen 297 ff.
 Einteilung, 301 f.
 Gestalten, 300 f.
 Größe, 302.
 Natur, 298 f.
 Sichtbarkeit, 299.
 Spektrum, 306.
 Sonnenspektrum 302 ff.
 tellurische Linien im, 305.
 Sonnenstillstände 14 f.
 Sonnenstrahlung, Intensität, 278.
 Sonnensystem 270 ff.
 Apex, 515 f., 523.
 Beschaffenheit, allgemeine, 270 ff.
 Bewegung im Raume, 514 ff.
 Größenverhältnisse im, 272 f.
 Stellung im Sternsystem, 608 f.
 Veränderungen, fortschreitende, 636 ff.
 Verhältnisse im, 51 f.
 Sonnentemperatur, effektive und wirkliche, 280 ff.
 Sonnentheorie von Faye 316 ff.
 von H. Julius 326 f.
 von Kirchhoff 309.
 von A. Schmidt 325 f.
 von Secchi 309 ff.
 von Wilson-Herschel 289 f.
 von Young 320 ff.
 von Zöllner 319 f.
 Sonnenuhr 103.
 Sonnenwärme 277 ff., 637 ff., 641 ff.
 Menge, 641, 644 f.
 Quellen, 641 ff.
 Verlust und Ersatz, 637 ff.
 Sonnenwendepunkte 14 f.
 Sonnenzeit 150.
 mittlere und wahre, 151 ff.
 und Sternzeit 150 f.
 Sonntagsbuchstabe 42.
 Sothisperiode 41.
 Spalt bei Spektroskopen 234 ff.
 Spektren, Abhängigkeit von Druck und Temperatur, 229 f.
 der Fixsterne 501 ff.
 Spektralanalyse 225 f.
 Anwendbarkeit, 225 f.
 Leistungsfähigkeit, 225 f., 231 f., 501.
 Spektralapparate 234 ff.
 Spektralklassen der Fixsterne nach Vogel 502 ff.
 Spektrallinien, Verschiebung bei Bewegung der Lichtquelle, 233, 516 ff.
 bei Druck- u. Temperaturänderung 229 f.
 Spektralphotographie 267 f.
 Spektralphotometer 278.
 Spektraltypen Secchis 501.
 Spektrograph 237.
 Spektrographen d. Potsdamer Obs. 245 ff.
 Spektrographie 267 f.
 Spektroheliograph 268 f., 285.
 Spektrometer 238.
 des Potsdamer Observatoriums 240 f.
 Spektroskop 227.
 der Licksternwarte 242 f.
 Spektroskope 234 ff.
 zusammengesetzte, 236 ff.
 Spektroskopische Doppelsterne 538 ff.
 Spektrum 226.
 diskontinuierliches, 227 f.
 kontinuierliches, 226 f.
 prismatisches, 302 f.
 sekundäres, 115 f., 141.
 sichtbares, Grenzen, 304.
 der Gase 227 f.
 der festen Körper 226 f.
 der Sonne 302 ff.
 Spereberg. Bohrloch, 347.
 Sphäre s. Himmelskugel.
 Sphären, Musik der, 3.
 Sphärische Aberration 116.
 Sphärische Koordinaten 96.
 der Gestirne 149 f.
 Sphäroid 77.
 Spiegel von Reflektoren 118 ff.
 Spiegelsextant 163 f.
 Spiegelteleskope 117 ff.
 als photographische Instrumente 267.
 Spiralnebel 590 f.
 Spitaler 437.
 Spoerer 294, 336, 697.
 Springfluten 84.
 Star-drifts Proctors 513.
 Star-gauges Herschels 491, 600 ff., 611.
 Stationärer Punkt in der scheinbaren Planetenbewegung 32, 50.
 Stefansches Strahlungsgesetz 281.
 Steinheil, C. A., 248, 690 f.
 C. A., Söhne, 137.
 R., 690.
 Steinheils Prismenphotometer 248.
 Steinmeteorite 458.
 Stellarastronomie, Begriff, 477 ff.
 Stephan 437.
 Stephania, kleiner Planet, 380.
 Stern, neuer, von 1572 559.
 von 1600 559 f., 567.
 von 1604 559.
 von 1670 559 f.
 von 1848 559 f.
 von 1860 559 f.
 von 1866 559 f., 563 f.
 von 1876 559 ff., 564, 567.
 von 1885 559, 561, 564.
 von 1891 559, 561, 564 f.
 von 1901 499, 562 ff., 566 ff.
 von 1903 559, 562, 567.
 Sternbilder 4, 481.

- Sternbilder, Anzahl, 481, 488 f.
 Aufzählung, 488f.
 Bedeutung, 15 f., 481.
 Beschreibung der wichtigsten, 486 ff.
 größte, 489.
 Kulmination verschiedener, 489 f.
 Sterne, Anzahl mit bloßem Auge, 491 f.
 Anzahl in den Sternbildern, 488 f.
 der teleskopischen, 491 ff.
 Benennung, 482 f.
 Beschaffenheit, physische, 500 ff.
 Bewegungen in der Gesichtslinie, 516 ff.
 im Raume, 509 ff.
 scheinbare, 509 ff.
 Bezeichnung, 482 f.
 doppelte, s. Doppelsterne.
 Durchmesser, falsche, 141, 491.
 Eigenbewegung, 509 ff.
 Elemente, chemische, 507 ff.
 Entfernungen, 209, 213, 602 f.
 Entwicklung nach der Nebularhypothese, 502 ff.
 Entwicklungsphasen und Spektre, 502 ff.
 Farben, 498 ff., 504 f.
 und photometrische Helligkeit, 500.
 Veränderlichkeit der, 499.
 Gesamthelligkeit, 494 f.
 Gesamtzahl, 493.
 Größe in linearem Maße, 491.
 scheinbare, 141, 491.
 Helligkeiten, 494 f.
 Intensität, relative, 494 f.
 Kulmination der hellsten, 490.
 mehrfache, 534 ff., 543.
 neue, s. unten.
 Radialbewegung, 516 ff.
 rote, 498.
 Sichtbarkeit am Tage, 140.
 Szintillieren oder Funkeln, 142.
 Temperaturbestimmung, 505.
 temporäre, s. neue Sterne.
 veränderliche, s. Veränderliche.
 Verteilung im Raume, 595 ff.
 an der Sphäre, 574 f., 607 ff.
 Verzeichnis der hellsten, 497.
 neue, 548, 558 ff.
 Spektre, 564 ff.
 Ursachen der Erscheinung, 567 ff.
 Verzeichnis, 559.
 veränderliche, s. Veränderliche.
 Sterneichungen Herschels 491, 600 ff., 611.
 Sternfülle in Beziehung zur Milchstraße 607 f.
 Sterngruppen, Bewegung von, 513.
 Sternhaufen 482, 571 ff.
 Anzahl, 571 f.
 Ausmessung, 574 ff.
 Beschreibung merkwürdiger, 584 f.
 Entfernungen, 576.
 Entwicklung nach der Nebularhypothese
 Herschels, 630 f.
 des Fixsternsystems 615.
 Sternhaufen im Herkules 578, 586 f.
 Klassifikation, 573.
 kugelförmige, 573, 586.
 im Perseus 576 f., 586.
 Photometrie der, 577 f.
 Prüfungsobjekte für Fernrohre, 145.
 Spektroskopie, 577.
 im Tukan 587.
 Veränderliche in, 578.
 Verhältnis zu Nebelflecken, 482, 572 f.
 Verteilung, 574.
 Verzeichnis, 717 ff.
 im Zentaur 587 f.
 Sternhelligkeit, optische u. fotogr., 256 f.
 Sternhimmel, allgemeiner Anblick, 480 ff.
 ältere Vorstellungen vom, 478 f.
 Sternkataloge 483 f.
 Sternkarten 485 f.
 Akademische, 378.
 Sternklassen 491 ff.
 Sternkunde s. Astronomie.
 Sternparallaxen 204 ff.
 und Eigenbewegung 512 f.
 Sternschnuppen 456 ff.; s. a. Meteore.
 Bahnen, 457, 462.
 periodische, 463 ff.
 sporadische, 459.
 jährliche und tägliche Variation der Anzahl, 459 f.
 Verhältnis zu Aerolithen und Feuerkugeln, 457.
 Sternschnuppenfälle von 1799 u. 1833 456.
 Sternschnuppenschwärme 463 f.
 Radiationspunkt, 464.
 Sternspektre, Klassifikation, 501 ff.
 Sternspektrometer 234 ff.
 Sternsystem, Bau des, 596 ff.
 ältere Ansichten, 596 ff.
 nach Downing, 617 f.
 nach Easton, 618.
 nach Gould, 608 f.
 nach W. Herschel, 600 ff.
 nach Kapteyn, 619 ff.
 nach Newcomb, 625 f.
 nach Seeliger, 609 ff.
 nach Stratonoff, 615 ff.
 nach W. Struve, 605 ff.
 Veränderungen, fortschreitende, 636 ff.
 Sternsysteme, Existenz, 477 f.
 nach Lambert, 599.
 physische, 513.
 Sterntag 148.
 Dauer, 150.
 Sternverzeichnisse 483 f.
 Sternwärme 637 f., 640.
 Sternwarte Edinburg 133.
 Greenwich 133, 136, 519.
 Kap der guten Hoffnung 137.
 Meudon 132, 137.
 Nizza 136.
 Paris 132, 136.

- Sternwarte Pulkowa 134 f.
 Straßburg 172 f.
 Washington 135.
 Wien, v. Kuffnersche, 168.
 Universitäts-, 135.
 Sternwarten, Lage u. Einrichtung von, 170 ff.
 Sternweite 209.
 Sternzeit 148.
 und Sonnenzeit 150 f.
 und mittlere Zeit, Reduktion, 721.
 im mittleren Mittag Berlin 150.
 Stewart 707.
 Stillstände der Planeten 50.
 der Sonne 14 f.
 Stockwell 634.
 Stone, E. J., 192, 198, 203.
 Stoney 368 f.
 Störungen 85 ff.
 säkulare, der Planetenbahnen, 87.
 Störungsproblem, allgemeine Form, 85.
 Strahlenbrechung, astronomische, 161 f.
 Strahlungsgesetz, Stefansches, 281.
 Straßburger Sternwarte 172 f.
 Stratonoff 295, 615 ff.
 Strömgren 711.
 Stromzeit, elektrische, 180.
 Stroobant 346.
 Struve, H., 405, 709.
 L., 515, 534.
 O., 131, 209, 214, 414, 515, 527, 530,
 535, 584, 588, 686 f.
 W., 155, 207, 209, 211, 219, 491, 526 f.,
 530, 535, 605 ff., 615, 685 ff.
 Stufe, Helligkeitsunterschied, 247.
 Stufenschätzungen bei Veränderlichen 247 f.
 Stumpe 515.
 Stunde, Bezeichnung, 17 f.
 Stunden, astronomische Zählweise, 152.
 Stundenachse 121.
 Stundenkreise 147.
 Stundenwinkel 148 ff.
 Sucher bei Fernrohren 121.
 Südpol des Himmels 11.
 Sully 170.
 Svedstrup 713.
 Swedenborg 628.
 Swift 337, 437, 710, 712.
 Sykora 354.
 Systeme größter Kreise am Himmel 147 f.
 Szintillieren der Sterne 142.

 Tafeln, astronomische, 720 ff.
 Tag, Bezeichnung, 17 f.
 verschiedene Länge, 55 f.
 allmäh. Veränderung der Länge, 89 f.
 als Zeiteinheit 39, 148.
 Tageshelle, allgemeine, 352.
 Täuschungen, teleskopische, 336, 345 f.
 Taylorscher Lehrsatz 97.
 Tebbutt 449, 710.
 Teleskop s. Fernrohr.
 Tellurische Linien im Sonnenspektrum 305.
 Tempel 437, 468, 584 f., 696, 707, 710.
 Temperatur des Weltraums 370.
 Tennant 713.
 Tethys, Saturnstrabant, 404 f., 709.
 Thales 657.
 Thatcher 710.
 Theophilus, Mondringgebirge, 364.
 Thermosäule 278, 305.
 Thollon 450.
 Thome 484, 714.
 Thonberg 711.
 Thraen 711.
 Thule, kleiner Planet, 384.
 Tides 83.
 Tiefenstufe, geothermische, 347.
 Tierkreis 14 f.
 von Denderah 485.
 Tierkreisbilder 15, 481, 487.
 Bedeutung, 15 f.
 Tierkreiszeichen 15.
 Tietjen 701.
 Timochares 658.
 Tisserand 528, 549, 704.
 Titan, Saturnstrabant, 404, 406, 709.
 Titania, Uranustrabant, 408, 709.
 Titiussches Gesetz 271, 377.
 Ton, Veränderung bei Bewegung, 231 f.
 Toepfer 244, 252, 254.
 Torricelli 665.
 Torsionspendel 73.
 Tralles 710.
 Transneptunische Planeten 415.
 Transversalen Tychos. 156.
 Trapez im Orionnebel 588.
 Trennende Kraft bei Fernrohren 144 f.
 Triesnecker 680.
 Trifidnebel 589, 593.
 Triquetrum 103 f.
 Troughton & Simms 156.
 Trouvelot 394.
 Turner 559, 562, 586.
 Tuttle 437, 710.
 Tycho Brahe 1, 56 ff., 105 f., 205, 429, 483,
 485, 559, 568, 661 f.
 Tycho, Mondringgebirge, 364 f.
 Tychonischer Stern 559.
 Tychonisches Weltsystem 57 f.
 Tychos Instrumente 1, 105 f., 154.
 Mauerquadrant 105 f.
 Transversalen 156.

 Uhren bei astronom. Beobachtungen 168.
 Uhrgang 179 f.
 Uhrkorrektur 178 f.
 Uhrwerke bei Fernrohren 122, 166, 168.
 Ulugh Beigh 483, 659.
 Umbra der Sonnenflecke 287.
 Umbriel, Uranustrabant, 408, 709.

- Umlaufzeiten, drakonitische, von Sonne und Mond, Beziehungen, 26.
 Ungleichheit, parallaktische, d. Mondes, 201f.
 Ungleichheiten der Bewegung 85 ff.
 der Mondbahn 38.
 Universalinstrument 153 f., 162 f.
 von Repsold 162.
 Universum, Bau, 595 ff.
 Entwicklung, 648 ff.
 Problem des materiellen, 478.
 Vorstellungen vom Ursprung, 627 ff.
 s. a. Sternsystem.
 Uranienburg, Sternwarte Tycho's, 106.
 Uranometria Argentina 485, 488, 493.
 nova Argelander's 485.
 Oxoniensis 496.
 Uranus 406 ff.
 Abplattung, 407.
 Albedo, 407.
 Dichtigkeit, 409.
 Elemente, 706.
 Entdeckung, 406.
 Entfernung, 407.
 Größe, 409.
 Helligkeit, 407.
 Masse, 409.
 Name, 406 f.
 Oppositionen, 407.
 Rotation, 407.
 Spektrum, 408.
 Umlaufzeit, 407.
 Uranustrabanten 408 f.
 Bahnlage, 408 f.
 Elemente, 709.
 Größe, 408.
 Utzschneider 129, 678.
 Utzschneider & Fraunhofer 129.
- Venus 338 ff.
 Albedo, 340.
 Atmosphäre, 199, 340, 343 f.
 Dichte, 338.
 dunkle Seite, 344 f.
 Elemente, 706.
 Entfernung, 338.
 Flecke, 340.
 Größe, 338.
 Helligkeit, 338 ff.
 Masse, 338.
 Parallaxe, 188 f.
 Phasen, 339.
 Rotation, 340 ff.
 Satellit, hypothetischer, 345 f.
 Spektrum, 344.
 Umlaufzeit, 342.
 Venusdurchgang von 1761 194, 196 f.
 von 1769 197, 343 f.
 von 1874 198 ff., 343.
 von 1882 200 f., 344.
 Venusdurchgänge, ältere, 194.
- Venusdurchgänge, Daten, 193.
 schwarzer Tropfen bei, 196 f.
 Sonnenparallaxe aus, 193 ff.
 Veränderliche 546 ff.
 vom Algoltypus 549 f.
 Anzahl, 547.
 Bezeichnung, 547.
 Farbe, 498, 548 ff.
 Klassifikation, 548 ff.
 vom Lyratypus 550 ff.
 vom Miratypus 552.
 vom Oriontypus 552.
 Periodendauer, 547 f.
 regelmäßige, 548 ff.
 Spektra, 550 ff.
 in Sternhaufen 578.
 unregelmäßige, 548 ff.
 Ursachen, 553 ff.
 Verzeichnis, 712 ff.
 Verdampfung der Kometenschweife 429 ff.
 Vergleichsspektrum 243.
 Vergrößerung beim Fernrohr 139 ff., 143.
 Verhältnisse linearer Größen 67.
 der Planetenentfernungen 51 f.
 Vernier 666.
 oder Nonius 155.
 Verschiebungsgesetz, Wiensches, 281.
 Vertikal, erster, 171.
 Vertikalkreis 163.
 Vertikalkreise 11, 147.
 Very 369 f.
 Vesta, kleiner Planet, 378 ff., 707.
 de Vico 340, 437, 710.
 Victoria, kleiner Planet, 193.
 Villiger 342.
 Violle 281.
 Virtuelle Bilder 109.
 Visierlinie 122.
 Viviani 665.
 Vogel, H. C., 232 f., 246, 278 f., 334, 341 f.,
 344 f., 353 f., 390, 396, 414, 428, 449 f.,
 475, 501 ff., 518 f., 538 f., 541 f., 544,
 553, 564, 581 f., 584, 586, 590 ff., 593.
 Vollmond, Helligkeit, 369.
- Wage, vertikale, 76.
 Walker 160, 181, 413, 442, 683.
 Walther 660.
 Wandelsterne s. Planeten.
 Wanschaff, Photometer von, 251 ff.
 Wärme, Ausstrahlung in den Raum, 637.
 Einfluß auf Instrumente, 161.
 auf Uhren, 169 f.
 als Form der Bewegung 637 ff.
 und Kraft 290.
 und Licht 637.
 Wärmemenge der Sonne 641, 644 ff.
 Warner & Swasey 136, 156.
 Wasserstoff auf der Sonne 300.
 Wasserstofflinien, rhythm. Anordnung, 508.

- Wasserwage 161.
 Watson 337, 702.
 Webb 582, 592.
 Wega, Parallaxe, 205, 209.
 als Polarstern 17.
 Weidenblätter der Sonnenphotosphäre 282.
 Weinek 362.
 Weiß 470 f., 473.
 Wellenlänge der Fraunhoferschen Linien 303.
 Wellmann 167.
 Wells 449, 710.
 Welt, Ursprung, 627 ff.
 Welten, Vielheit der, 651 ff.
 Weltraum, Temperatur, 370.
 Weltsystem, Ansichten vom, 5.
 Kopernikanisches, 1, 5 f.
 Newton'sches, 5 f.
 Ptolemäisches, 5 f., 28 ff., 36.
 Tychonisches, 57 f.
 Weltzeit 182.
 Wendelin 190.
 Westphal 437.
 Wetter und Astronomie 355.
 Wetteränderung und Mondwechsel 355.
 und Sonne 356.
 und Planeten und Kometen 356 f.
 Wheatstone 160, 223 f.
 Whiston 628.
 Widderpunkt 148.
 Wiensches Verschiebungsgesetz 281, 505.
 Wilhelm IV. von Hessen 661.
 Williams 562, 713.
 Wilsing 76, 209, 294 ff., 325, 328, 535, 570, 582.
 Wilson 289.
 Wilson-Herschelsche Sonnentheorie 289 f., 308.
 Winkelmessung, Hilfsmittel, 154.
 Winnecke 192, 437, 584, 586, 701 f., 710, 712.
 Wintersolstitium 15.
 Wirbeltheorie des Cartesius 63, 71.
 Witt 193, 385, 707.
 Woche, Zeitabschnitt, 39 f.
 Wochentage und Planeten 40.
 Wolf, C., 586.
 M., 379, 474 f., 507, 563, 586, 588 f., 594, 710.
 R., 291 f., 336, 437, 695.
 Wolf- und Rayetsche Sterne 564.
 Wolfer 295.
 Wolf, Th., 495.
 Wolken, kosmische, 472, 579, 584, 589.
 Magellansche, 574.
 Wollaston 226.
 Wren 669.
 Wright 475, 538, 541, 598.
 Yalesternwarte 210.
 Yerkesobservatorium 133, 285.
 Young 224, 296, 320.
 Ansichten über d. Konstitution d. Sonne, 320 ff.
 Zach 677.
 Zahl, goldene, 42.
 Zeit 148 ff.
 bei astronomischen Messungen 154.
 mitteleuropäische, 153, 183.
 mittlere, 152.
 und Sternzeit, 150 f., 721.
 und wahre, 152 f.
 osteuropäische, 183.
 westeuropäische, 183.
 Zeitbestimmungen 154.
 Zeiteinteilung, astronomische, 39.
 Zeitgleichung 152.
 Zeitrechnung, astron. u. chronolog., 37.
 Zenit 8, 147.
 Deklination, 177.
 Zenitdistanz 147.
 Zentralsonne Mädlers 514.
 Zentrifugalkraft 64.
 der Erde 77, 81.
 Zerlegung des Lichtes 113 f., 225 ff.
 Zerstreungslinse 109, 114.
 Zezioli 464.
 Zirkumpolarsterne 9 f., 11.
 Zodiakalbilder 15.
 Bedeutung, 15 f.
 Zodiakallicht 338, 473 ff.
 Aussehen und Gestalt, 473 f.
 Beschaffenheit, physikalische, 474.
 Lage im Raume, 474.
 Spektrum, 475.
 Ursache, 474 f.
 Veränderung des Glanzes, 475.
 Zodiakalzeichen 16.
 Zodiakus 14 f.
 Zolle als Maß bei Finsternissen 25.
 Zöllner 233, 249 f., 296, 299, 309, 319, 430, 499, 556, 568, 701.
 Ansichten über d. Konstitution d. Sonne, 319.
 Zöllnersches Photometer 249 ff.
 Zonenzeit 183.
 Zöpplitz 328.
 Zucchini 118.
 Zwiers 711.
 Zyklus des Meton 41 f.
 Zylinderlinse 235 ff.

Biblioteka Politechniki Krakowskiej



10000294343

BUCHBINDEREI E. P. BERGER LEIPZIG.