

Universitäts- und Landesbibliothek Tirol

Newcomb-Engelmanns populäre Astronomie

**Newcomb, Simon
Engelmann, Rudolf**

Leipzig [u.a.], 1914

Vierter Teil. Stellarastronomie

Vierter Teil.

Stellarastronomie.

EINLEITUNG.

Wir haben uns bisher hauptsächlich mit denjenigen Himmelskörpern beschäftigt, welche unsere Sonne umgeben und mit ihr das Sonnensystem bilden. Trotz der ungeheuren Entfernungen, in denen sich viele von ihnen befinden, 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 ist, 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 System ähnlich geregelter Struktur, oder vielleicht deren mehrere? Und wenn dies der Fall ist, welches ist diese Struktur? Schätzen wir die Bedeutung einer Frage nicht nach ihren Beziehungen zu unserem menschlichen Interessenkreise und Wohlbefinden, sondern nach der Großartigkeit

*) Der Ausdruck »Fixsterne«, zur Unterscheidung der Sterne von den Planeten und Kometen, hat streng genommen nur noch historische Berechtigung, weil wir jetzt wissen, daß auch außerhalb des Sonnensystems keine Ruhe existiert, vielmehr auch die sogenannten Fixsterne sich in — zum Teil sehr beträchtlicher — Bewegung befinden.

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 umkreisenden 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. Erst wenn wir alle die Sterne, Sternhaufen und Nebel, welche uns das Fernrohr zeigt, in ein einziges System zusammengefaßt haben und die Bewegungen und deren Ursachen kennen, die in dem Ganzen wie in seinen Teilen wirken, dann erst 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 Geistestätigkeit 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 haben zuerst die Vorstellungen der Alten über den Sternhimmel als eine Kugel, in deren Mittelpunkt die Erde steht, wesentlich erweitert; 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 tiefer nachzudenken. Galilei sorgte durch die Entdeckungen, die er mit dem Fernrohre machte, und speziell dadurch, daß er die Milchstraße in einzelne Sterne auflöste, für die Erweiterung unserer Begriffe vom Weltall mehr praktisch als spekulativ. Kepler aber, vielleicht der gedankenreichste unter den Astronomen aller Zeiten, sprach zuerst aus, daß unsere Sonne nur ein Individuum unter unzähligen im Raume zerstreuten Sternen sei, welches nur

wegen seiner Nähe uns so hell und groß erscheine. In bezug auf das Sternsystem nimmt diese kühne Idee denselben Rang ein, wie die Vorstellung, daß die Erde ein Planet und ein Glied des Sonnensystems sei. 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 zutage, wenn wir nicht nur zu erfahren suchen, 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 Lichtpunkten, 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 sich bewegen, 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 lehrt, so würden wir damit in der Enderklärung dieser Naturerscheinungen, das heißt in der Zurückführung auf ihre letzten Ursachen, nicht weiter ge-

kommen sein; wir würden nur einen dem menschlichen Geiste faßbaren neuen und erweiterten 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 irgendeiner Zeit stattfindenden Erscheinungen im Weltall als Resultat dieser Bewegungen darstellen können. Was darüber hinaus liegt, 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 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 Papyri, assyrische Inschriften, die Bibel, Homers Gesänge, 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 hellere 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 Aufksamere 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 hervorgebracht 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 von-

einander 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. 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 das unbewaffnete 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 bei Griechen und Römern nur wenige der hellsten besondere Namen erhalten hatten (z. B. Sirius, Procyon, Arcturus, Capella); auf die Araber 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 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) $+ 26^\circ 52' 27''$ (1900) ein Stern der 9. Größe, dessen Rektaszension und nördliche Deklination für das Jahr 1900 durch die angeführten Zahlenwerte gegeben sind.

Systematisch geordnete Verzeichnisse solcher Sternörter oder *Sternkataloge* hat man schon frühzeitig zusammengestellt. Das älteste, das wir kennen, ist im Almagest des Ptolemäus enthalten und beruht auf den Beobachtungen des großen Hipparch. Letzterer soll es in der bestimmten Absicht angefertigt 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 Fehler, die durch die zahlreichen Transkriptionen entstanden sind, 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 Fernrohres 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. 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 hatte Thome in Cordoba (Argentinien) unternommen und den Teil bis zum 52. Grad südlicher Deklination auch bereits vollendet. Derselbe enthält alle Sterne bis zur 10. Größe, im ganzen 489827 Sterne. Leider ist aber Thome im Jahre 1908 vor Vollendung seines Werkes gestorben; die Beobachtungen für die Zone von 52° bis 61° hat er noch ausführen können, und der daraus abzuleitende Katalog wird binnen kurzem veröffentlicht werden. Die Gesamtzahl der von Thome beobachteten Sterne wird damit auf rund 650000 gebracht.

Die Verzeichnisse der anderen 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 enorm. 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 im Jahre 1863 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 bereits vollendet, und die Beobachtungen sind dann 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 138000 Sternen.

Für den südlichen Himmel sind besonders zwei große Kataloge von Gould in Cordoba zu nennen, welche zusammen 105608 Sterne bis etwa zur 9. Größe enthalten.

Endlich gibt es noch eine beschränkte Zahl (etwa 600) heller Sterne,

die sogenannten *Fundamentalsterne*, deren Örtter seit Jahrzehnten auf verschiedenen Sternwarten mit der größten Genauigkeit beobachtet worden sind und den meisten anderen Sternörtern zugrunde liegen.

Im Anschlusse hieran muß noch eines großen Unternehmens Erwähnung getan werden, welches auf eine Anregung von Ristenpart hin von der Berliner Akademie der Wissenschaften ausgeführt wird. Es führt den Namen »Geschichte des Fixsternhimmels« und beabsichtigt, alle in dem Zeitraume von 1750—1900 erhaltenen Meridianbeobachtungen von Fixsternen zu sammeln, auf ein einheitliches System zu reduzieren und einen auf dieses gesamte Material gegründeten Generalkatalog herzustellen. Die Vollendung dieser gewaltigen, unter der Leitung von Auwers stehenden Arbeit wird noch geraume Zeit in Anspruch nehmen; sie wird aber für die Erforschung unseres ganzen Fixsternsystems von unermeßlicher Bedeutung werden.

Hand in Hand mit der Herstellung der Sternverzeichnisse gingen die Versuche, den Himmel und die an ihm beobachteten Sterne bildlich auf Globen und *Sternkarten* darzustellen. Aus dem Altertume 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 größeren 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 Heische Atlas die besten, und für die südliche Halbkugel die *Uranometria Argentina* von Gould*). Die umfangreichsten und großartigsten sind die Atlanten der Bonner Durch-

*) Ein sehr empfehlenswerter kleiner Atlas ist der Himmels-Atlas von R. Schurig, 2. Aufl. Leipzig, Ed. Gaebler, welcher alle mit bloßen Augen sichtbaren Sterne beider Hemisphären enthält.

musterung, der südlichen Durchmusterung und der Cordoba-Durchmusterung, welche die graphische Darstellung der oben erwähnten Verzeichnisse bilden.

Die bisher besprochenen Sternkataloge und Karten sind sämtlich noch aus direkten Beobachtungen am Fernrohre hervorgegangen. Durch die Einführung der Photographie in die Astronomie wird aber unsere Kenntnis des gestirnten Himmels binnen wenigen Jahrzehnten in ein ganz anderes Stadium gelangt sein. Die Vorteile der photographischen Methode sich zu eigen machend, haben sich eine Anzahl Sternwarten aller Länder der Erde zur Herstellung einer Himmelskarte und eines genauen Sternverzeichnisses vereinigt, um ein Werk zu schaffen, dessen Hauptzweck erst durch eine nach 50 oder 100 Jahren anzustellende Wiederholung der Arbeit erreicht werden wird. Aber auch jetzt schon werden hierdurch unsere Kenntnisse in einer bisher ungeahnten Weise erweitert werden. Die den ganzen Himmel umfassende Sternkarte wird gegen 30 Millionen Sterne enthalten, und die Ausmessung der Sterne bis zur 11. Größe einschließlich wird einen Sternkatalog mit ungefähr 3 bis 4 Millionen Sternen liefern. Das großartige Unternehmen ist 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 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 454875 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 fünffachem Abstände der beiden Sterne, den einsamen und fast unbeweglichen Polarstern und auf der anderen Seite in etwas geringerem 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. Jene zwei Sternbilder und diese 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 (Camelopardalis), 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 dem Sonnenlauf entsprechend nördlich, die folgenden sechs südlich vom Himmelsäquator liegen: die Fische (Pisces ♓), in denen jetzt, infolge der Präzession, der Frühlingsnachtgleichenpunkt (γ) 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 Anser); 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; der Zentaur und das Schiff Argo (nördlicher Teil sichtbar) sind 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 Reihenfolge 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^{ter} 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, Camelopardalis . . .	138	20. Füchsen, 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^{ter} Größe nach Gould.)

Sternbild	Sternzahl	Sternbild	Sternzahl
*33. Walfisch, Cetus	321	*48. Adler und Antinous, Aquila et	
34. (Fluß) Eridanus	293	Antinous	146
*35. Orion	186	49. Skorpion, Scorpius	185
36. Hase, Lepus	103	50. Schütze, Sagittarius	298
*37. Einhorn, Monoceros	165	51. Steinbock, Capricornus . . .	134
38. Großer Hund, Canis major . .	178	52. Wassermann, Aquarius . . .	276
*39. Wasserschlange, Hydra . . .	393	53. Südlicher Fisch, Piscis austrinus	75
*40. Sextant, Sextans	75	54. Bildhauer, Sculptor	131
41. Becher, Crater	53	55. Ofen, Fornax	110
42. Rabe, Corvus	53	56. Grabstichel, Caelum	28
43. Wage, Libra	122	57. Taube, Columba	112
*44. Jungfrau, Virgo	271	58. Maler, Pictor	67
*45. Schlange, Serpens	123	59. Schiffskompaß, Pyxis	65
*46. Schlangenträger, Ophiuchus .	209	60. Luftpumpe, Antlia	85
47. Sobieskischer Schild, Scutum		61. (Schiff) Argo	829
Sobiesii	33	(Vela 248, Puppis 313, Carina 268)	

Sternbild	Sternzahl	Sternbild	Sternzahl
62. Centaurus	389	75. Kreuz, Crux	54
63. Wolf, Lupus	159	76. Fliege, Musca	75
64. Winkelmaß, Norma	64	77. Zirkel, Circinus	48
65. Altar, Ara	86	78. Südliches Dreieck, Triangulum	
66. Südl. Krone, Corona austrina	49	austrinum	46
67. Fernrohr, Telescopium	87	79. Pfau, Pavo	129
68. Mikroskop, Microscopium	69	80. Indianer, Indus	84
69. Kranich, Grus	106	81. Tukan, Tucana	81
70. Phoenix	139	82. Kleine Wasserschlange, Hydrus	64
71. Pendeluhr, Horologium	68	83. Tafelberg, Mensa (Mons mensae)	44
72. Netz, Reticulum	34	84. Chamaeleon	50
73. Schwertfisch, Dorado	43	85. Paradiesvogel, Apus	67
74. Fliegender Fisch, Piscis volans	46	86. Oktant, Octans	88

Die Sternbilder 54 bis 86 sind bei uns nicht oder nur zum geringsten Teile 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 Zentaur.

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 gegenüberliegen, 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,

*) Der letzte Schwanzstern, η , geht für Orte auf dem 50. Breitengrade fast genau durch das Zenit.

im Winter endlich im Nordosten. Von den hellsten Sternen kulminieren im Jahre 1914 um Mitternacht:

Sirius am 1. Januar	Wega am 30. Juni
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 28. Mai	Beteiguze 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 mit 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 scharfsichtig 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 — Zählungen, die Herschel über die Sternfülle an verschiedenen Stellen des Himmels anstellte — hat W. Struve die Gesamtzahl der mit dem 20 füßigen 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 in sogenannte *Größenklassen* eingeteilt*). Man nannte die hellsten 1. Größe,

*) Die Größen der Sterne in linearem Maße (Meilen, Kilometern) ausgedrückt, sind uns ganz unbekannt. Nur bei den sehr wenigen, deren Massen wir angenähert

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 vielfach 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 etwa 12. Größe war. Das ungefähre Verhältnis zwischen diesen drei Skalen zeigt die folgende Übersicht:

Herschel	Struve	Argelander	Herschel	Struve	Argelander
8 ^M	^M 7.2	^M 7.4	16 ^M	^M 11.2	(12.6)
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 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 ge-

bestimmen können, läßt sich auch eine ungefähre Schätzung der wirklichen Durchmesser ausführen; danach scheinen sie durchschnittlich von ähnlicher Größe zu sein wie die Sonne. Die scheinbaren Durchmesser, welche die helleren Sterne im Fernrohre zeigen, sind, wie wir früher sahen (S. 131), die Folge optischer Vorgänge.

*) 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 bzw. 3·2.

rechnet, 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 großen Planeten nur noch bei den hellsten Sternen des Himmels, Sirius und Canopus, vor, deren Größen nach Pickering -1.6 und -0.9 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 Hemisphäre vom Äquator bis zum Pol die folgenden Zahlen:

Größe	Sterne	Summe	Größe	Sterne	Summe
1	9	9	6	1949	2883
2	30	39	7	8335	11218
3	75	114	8	27241	38459
4	190	304	9	165190	203649
5	630	934			

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. Man kommt dann für den ganzen Himmel zu den folgenden Zahlen:

Größe	Sterne	Summe	Größe	Sterne	Summe
1	18	18	6	3908	5691
2	60	78	7	16670	22361
3	171	249	8	54482	76843
4	411	660	9	330380	407223
5	1123	1783			

Aus diesen Zahlen geht hervor, daß die Summe aller Sterne bis zu einer bestimmten Größe durchschnittlich etwa das Vierfache der für die vorhergehende Größe gefundenen Summe beträgt. Wollte man annehmen, daß dieses Verhältnis auch bei den Sternen, die schwächer als 9. Größe sind, stattfände, so würde man für diese zu ganz enormen Zahlen gelangen. Wir werden aber später, bei den Betrachtungen über die Verteilung der Sterne im Weltraume, sehen, daß die Zunahme bei den schwächeren Sternen in der Tat wesentlich langsamer erfolgt. Immerhin werden wir auch dort zu dem Resultate geführt, daß die Anzahl der Sterne bis zur 14. Größe nahezu 30 Millionen beträgt; und bei der 18. Größe dürfte die Zahl auf mehr als 150 Millionen steigen.

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 $2\frac{1}{2}$ 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 an die Größenangaben der Bonner Durchmusterung anzubringen wären, sind, abgesehen von den ganz hellen und den schwächsten 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 würden 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. »	usf.

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 gering.

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 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) gibt. Von Pickering ist 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. Die meisten derselben hat er schließlich in zwei große Kataloge »The Revised Harvard Photometry« zusammengefaßt, welche nicht weniger als 45 792 Sterne enthalten. Von Müller und Kempf in Potsdam ist im Jahre 1907 ein Katalog veröffentlicht worden, welcher sämtliche Sterne der Bonner Durchmusterung bis zur Größe 7.5 zwischen dem Nordpol und dem Äquator, im ganzen etwa 14 200 Sterne umfaßt. Die Beobachtungen zu dieser »Potsdamer Photometrischen Durchmusterung« sind mit einem Zöllnerschen Photometer ausgeführt worden und dürften zurzeit als die genauesten optisch-photometrischen Messungen anzusehen sein.

Die Größen der 42 hellsten Sterne*) des Himmels (bis einschließlich zur Größe 2.0) sind in der umstehenden Tabelle, nach ihrer Helligkeit in der Revised Harvard Photometry geordnet, zusammengestellt. Die Größe von Beteigeuze ist in Klammern gesetzt, da der Stern veränderlich ist; bei Doppelsternen ist das Gesamtlicht beider Komponenten angegeben. Die drei hellsten Sterne am nördlichen Himmel sind nach diesem 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 weiter unten noch näher zu besprechenden Unterschieden in der Auffassung der Helligkeit verschieden gefärbter Sterne.

Von genauen photographisch-photometrischen Bestimmungen von Fixsternhelligkeiten existieren bisher neben zahlreichen Arbeiten ge-

*) In dem Abschnitte »Bewegungen der Sterne« findet sich eine Tabelle, welche außer anderen Angaben auch die Helligkeiten aller Sterne bis zur Größe 3.0 (im ganzen) enthält.

Bezeichnung	Name	Größe	Bezeichnung	Name	Größe
α Canis majoris	Sirius	^M — 1.6	α Geminorum	Castor	^M 1.6
α Carinae	Canopus	— 0.9	γ Crucis		1.6
α Centauri		0.1	ε Canis majoris		1.6
α Lyrae	Wega	0.1	ε Ursae majoris	Alioth	1.7
α Aurigae	Capella	0.2	γ Orionis	Bellatrix	1.7
α Bootis	Arcturus	0.2	λ Scorpii		1.7
β Orionis	Rigel	0.3	ε Carinae		1.7
α Canis minoris	Procyon	0.5	ε Orionis		1.8
α Eridani	Achernar	0.6	β Tauri		1.8
β Centauri		0.9	β Carinae	Benetnasch	1.8
α Aquilae	Atair	0.9	η Ursae majoris		1.8
α Orionis	Beteigeuze	(0.9)	α Trianguli austrini		1.9
α Crucis		1.0	α Persei	Algenib	1.9
α Tauri	Aldebaran	1.1	ζ Orionis		1.9
α Virginis	Spica	1.2	γ Geminorum		1.9
β Geminorum	Pollux	1.2	ε Sagittarii		2.0
α Scorpii	Antares	1.2	α Ursae majoris	Dubhe	2.0
α Piscis austrini	Fomalhaut	1.3	δ Canis majoris		2.0
α Cygni	Deneb	1.3	β Canis majoris		2.0
α Leonis	Regulus	1.3	δ Velorum		2.0
β Crucis		1.5	θ Scorpii		2.0

ringeren Umfanges nur zwei größere Kataloge, die »Göttinger Aktinometrie« von Schwarzschild und die »Yerkes Actinometry« von J. A. Parkhurst. Beide Kataloge enthalten die photographischen Größen aller Sterne der Bonner Durchmusterung bis zur Größe 7.5, und zwar der erstere 3522 Sterne in der Zone 0° bis $+20^\circ$ Deklination, der andere 630 Sterne in der Polzone $+73^\circ$ bis $+90^\circ$.

Bestimmungen von Fixsterngrößen, welche nur einen geringeren Grad von Genauigkeit anstreben, sind 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 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

*) 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.

Größe 0^m2 besitzt, so wäre hiernach die Sonne ein Stern -26^m5 . Nimmt man die Parallaxe von Capella zu $0''07$ an, so folgt aus der obigen Zahl noch, da die scheinbare Helligkeit im quadratischen Verhältnis der Entfernung abnimmt, daß uns die Sonne in derselben Entfernung wie Capella als ein Stern 5^m8 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 orangefarbenen und roten Sternen hat man, hauptsächlich mit Rücksicht darauf, daß die Veränderlichen zum weitaus größten Teile diese Farbe zeigen, größere Aufmerksamkeit geschenkt, und die Kataloge, welche Schjellerup, Birmingham und F. Krüger zusammengestellt haben, lehren, daß ihre Zahl in der Tat keine ganz unbeträchtliche ist. Das von F. 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«, 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 ungleiche 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 bei der Beurteilung der Farbe eine nicht unwichtige Rolle. 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 betrachtete man früher das Beispiel des Sirius, welcher heutzutage ein weißer Stern ist, während er im Altertum eine feurig rote Farbe besessen haben sollte. 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 der Farbe, welche einzelne Beobachter bei mehreren hellen Sternen, z. B. einigen Hauptsternen im Großen Bären, bemerkt haben wollen. Die einzigen Farbenänderungen, welche mit Sicherheit konstatiert worden sind, sind die bei einigen neuen Sternen, sowie bei einer größeren Zahl von Veränderlichen beobachteten. So zeigte z. B. die Nova Persei vom Jahre 1901, über die weiter unten noch nähere Mitteilungen folgen, während eines Zeitraums von mehreren Monaten im Zusammenhange mit Schwankungen der Helligkeit auch periodische Schwankungen der Farbe, welche sich zeitweise von Rot bis zu Gelblichweiß erstreckten. Auch bei den Veränderlichen steht die Farbenänderung, wo eine solche beobachtet wird, im Zusammenhange mit dem Lichtwechsel. Wir werden bei der Besprechung der veränderlichen und neuen Sterne noch einmal auf diese bemerkenswerten Erscheinungen zurückkommen.

Ein auf sorgfältigen Schätzungen beruhender Katalog von Sternfarben, alle Sterne bis zur 5. Größe nördlich von -10° Dekl., im ganzen 1009 Objekte umfassend, ist von Osthoff aufgestellt worden. Auch in der Potsdamer Photometrischen Durchmusterung von Müller und Kempf ist den Farben der Sterne eine besondere Aufmerksamkeit gewidmet worden. Diese Beobachter haben für jeden Stern, dessen Helligkeit sie bestimmten, auch die Farbe durch sorgfältige Schätzungen ermittelt, so daß ihre Arbeit auch einen Katalog der Farben von mehr als 14000 Sternen bildet. 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^m4 , verschieden gemessen ist. Worauf diese Unterschiede zurückzuführen sind, ist noch nicht mit voller Sicherheit festgestellt worden; vermutlich sind sie zum 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 vergleichbar sind.

Die Farbe eines Sternes, wie sie das Auge sieht, 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. Die genaue Bestimmung der Farbe eines Sternes ist daher eigentlich nur mit Hilfe eines Spektralphotometers (s. S. 252) möglich. Leider sind aber diese Beobachtungen infolge der großen Lichtschwäche der Sternspektren so schwierig, daß sie bisher nur an wenigen hellen Sternen ausgeführt worden sind. Die erste etwas umfangreichere Arbeit auf diesem Gebiete rührt von Wilsing und Scheiner her, die mit einem Crovaschen Spektralphotometer die Helligkeiten der Spektren von 109 helleren Sternen an fünf verschiedenen, vom äußersten Blau bis zum Rot reichenden Stellen des Spektrums bestimmt haben.

Einen gewissen Ersatz für die schwierige und umständliche spektralphotometrische Beobachtung der Sterne kann die Vergleichung der optischen und der photographischen Helligkeiten der Sterne bieten. Die optisch bestimmte Helligkeit eines Sternes bezieht sich nämlich auf diejenigen Teile des Spektrums, für welche das menschliche Auge am meisten empfindlich ist, und welche im Mittel etwa der Wellenlänge $560 \mu\mu$ entsprechen. Die photographische Helligkeit dagegen gilt, gewöhnliche Bromsilbergelatineplatten vorausgesetzt, angenähert für die Wellenlänge $440 \mu\mu$, das Maximum der Plattenempfindlichkeit. Die Differenz der beiden Helligkeiten, die man als *Farbenindex* bezeichnet, gibt also gewissermaßen eine spektralphotometrische Vergleichung der beiden genannten Spektralbezirke. Allerdings darf nicht übersehen werden, daß, wie die optisch bestimmten Helligkeiten von der Farbenempfindlichkeit des betreffenden Beobachters ab-

hängen, geradeso auch die photographischen Größen von der verwendeten Plattensorte und dem für die Aufnahme benutzten Objektiv.

Die einzigen größeren Verzeichnisse von Farbenindizes, die bisher existieren, sind die beiden oben erwähnten photographischen Helligkeitskataloge von Schwarzschild und von Parkhurst. In dem erstgenannten sind die Indizes durch eine Vergleichung der photographischen Größen der Göttinger Aktinometrie mit den optischen Größen der Potsdamer Durchmusterung von Müller und Kempf erhalten. In dem anderen sind sowohl die photographischen Größen als auch die optischen von Parkhurst bestimmt, und zwar die letzteren ebenfalls auf photographischem Wege, unter Benutzung geeignet präparierter Platten.

Eine andere Methode, zu einem Urteile über die Sternfarben zu gelangen, ist von Comstock vorgeschlagen worden. Wenn man vor dem Objektiv eines Fernrohres ein aus parallelen Drähten bestehendes Gitter anbringt, so entstehen von einem anvisierten Sterne in der Brennebene des Fernrohres neben dem Bilde des Sternes eine Reihe von Beugungsspektren, von denen die der ersten Ordnung, wenn das Gitterintervall hinreichend groß gewählt wird, eine so geringe Ausdehnung besitzen, daß sie fast wie Sterne gemessen werden können. Denkt man sich nun einen Stern, der ausschließlich rotes Licht aussendet, und einen anderen, der nur violettes Licht besitzt, so würden die Beugungsspektren des ersten Sternes, da rotes Licht stärker gebeugt wird als violettes, weiter von dem Zentralbilde abstehen, als die des zweiten. Umgekehrt könnte man also aus der Messung dieses Abstandes in Verbindung mit dem bekannten Gitterintervall für jeden Stern die Wellenlänge des von ihm ausgesendeten Lichtes berechnen. Sterne von so einfacher spektraler Zusammensetzung, wie eben angenommen wurde, gibt es nun natürlich in Wirklichkeit nicht; vielmehr sind in dem Spektrum eines jeden Sternes alle Farben enthalten, nur hat je nach der Beschaffenheit des Sternes die eine oder die andere Farbe das Übergewicht. Die Lage des Beugungsbildes hängt somit davon ab, welches die wirksamste Wellenlänge in dem Spektrum des betreffenden Sternes ist. Wird diese (Comstock nennt sie die *effektive Wellenlänge*) bestimmt, so bietet sie also in der Tat eine Art photographischen Farbenäquivalents. Von Bergstrand und Hertzprung ist nach diesem Verfahren bereits eine größere Zahl von effektiven Wellenlängen bestimmt worden.

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 der 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 schwächerer Fixsterne mit einer Genauigkeit zu untersuchen und auszumessen, die derjenigen bei Messungen im Sonnenspektrum nur wenig nachsteht.

Bei Gelegenheit der allgemeinen Darstellung über das Wesen der Spektralanalyse ist schon kurz angedeutet worden (Seite 220), 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. Erst seit Anfang der sechziger Jahre des vorigen Jahrhunderts ist die methodische Untersuchung der Fixsternspektren begonnen worden, und zwar durch Huggins und Secchi, denen sich dann weiterhin d'Arrest, Vogel, Lockyer, Dunér, Pickering, Müller, Scheiner, Wilsing u. a. anschlossen.

Durchmustert man die Sterne mit Hilfe eines an einem größeren Refraktor angebrachten Okularspektroskops, so wird man der Hauptsache nach nur vier sich deutlich voneinander unterscheidende Spektraltypen finden. Den 1. Typus bilden die weißen Sterne, in deren Spektrum hauptsächlich die Wasserstofflinien als dunkle, meist 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.

Dies ist die Klassifizierung, wie sie Secchi aufstellte. Sie scheidet schließlich nach mehrfachen Abänderungen die Sterne in naturgemäßer und zutreffender Weise und ist daher bis heute vielfach in der erwähnten Form noch beibehalten worden. Secchi legte ihr zunächst freilich nur einen schematischen Charakter bei, aber bald erkannte er doch den Zusammenhang zwischen seinen Typen und der Sternfarbe.

Nach Secchi stellte Vogel eine Klassifizierung auf, die aber nur als eine nicht sehr wesentliche Abänderung der Secchischen betrachtet werden kann; allerdings betonte Vogel in weit höherem Maße als Secchi den Zusammenhang, der zwischen dem Spektrum eines Sternes und seiner Entwicklungsphase besteht. Die Grundzüge der Vogelschen Ansichten, wie er sie nach verschiedenen, durch die erheblich vermehrten Beobachtungsergebnisse nötig gewordenen Abänderungen als definitiv aussprach, sollen im folgenden auseinandergesetzt werden.

Vogel unterscheidet nur drei Klassen von Spektren. Charakteristisch für die I. Klasse, nämlich die Spektren, welche hauptsächlich nur breite Wasserstofflinien haben und einige Spektrallinien von Metallen nur schwach 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 Spektren 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. Vogel faßt also die zwei von Secchi getrennten Typen mit starken Absorptionsbanden in eine Klasse zusammen. 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. 191 werden

nach einer schematischen Zeichnung von Vogel seine drei Hauptspektralklassen der Sterne zur Anschauung gebracht, wie sie etwa bei der Betrachtung mit einem Spektroskop von geringer Dispersion erscheinen. Das oberste Spektrum kann als das Spektrum von Wega angesehen werden, das zweite als das eines der zahlreichen Sterne, deren Spektrum dem unserer Sonne ähnlich ist. Das dritte Spektrum (Kl. III a) steht zwischen den Spektren von α Orionis und α Herculis, das vierte (Kl. III b) ist das des Sternes 5. Größe Nr. 152 des Schjellerupschen Katalogs roter Sterne.

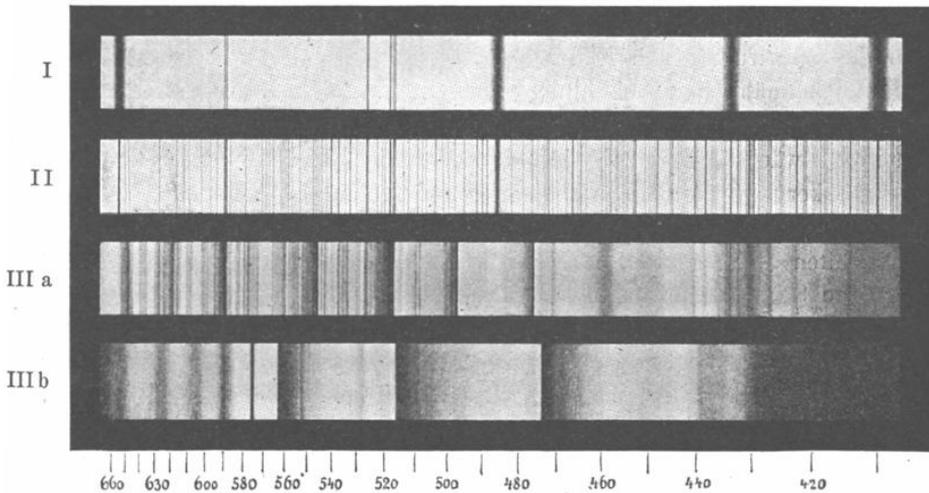


Fig. 191. Spektralklassen nach Vogel.
(Die Zahlen bedeuten die Wellenlängen in $\mu\mu$.)

Wir wollen nun den Versuch machen, im Anschluß an die Vogelsche Einteilung 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 Zusammenziehung erzeugte Wärme diejenige wieder ersetzen oder gar übersteigen, welche der Körper durch Ausstrahlung verliert, und welche die Zusammenziehung bedingt. Es wird dann aber ein Zeitpunkt eintreten, wo die ausgestrahlte Wärme durch die Verdichtung nicht wieder ganz ersetzt wird, so daß sich die Temperatur nicht auf der anfänglichen Höhe erhalten kann. Je mehr der Stern seine Verdichtungs-fähigkeit verliert, um so schneller wird die Abkühlung fortschreiten.

Im Anfangsstadium eines Sternes hat sich ein in höchster Gluthitze befindlicher Kern gebildet, dessen Oberfläche ähnlich der Photosphäre unserer Sonne konstituiert ist und also weißes Licht aussendet, welches ein kontinuierliches Spektrum liefert. Um diesen Kern herum befindet sich eine mächtige Atmosphäre, welche wesentlich aus Wasserstoff und Helium besteht. Auch diese Atmosphäre hat noch eine sehr hohe Temperatur. Das Gesamtspektrum besteht somit aus einem kontinuierlichen Spektrum, in welchem aber die dunklen Absorptionslinien des Wasserstoffs und des Heliums erscheinen, und zwar meist 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 und Verringerung der Höhe der Gasatmosphäre ein, während der Kern wächst. Es wird sich dann, ähnlich wie bei unserer Sonne, eine stärker absorbierend wirkende Schicht kühlerer Metaldämpfe mehr und mehr herausbilden, und es müssen 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 einzelnen Sternindividuen verfolgen, z. B. an der Reihe δ Persei, α Lyrae, α Canis majoris, α Canis minoris und β Geminorum. Gerade den Nachweis derartiger allmählicher Übergänge von einer Spektralklasse in die andere sieht Vogel als wichtigsten Beweis für die Richtigkeit der Annahme des physikalischen Zusammenhanges zwischen den einzelnen Klassen an.

Eine weitere Entwicklung der zum Sonnentypus gehörenden Sterne wird nun zunächst ein noch vermehrtes Auftreten dunkler Absorptionslinien bei gleichzeitiger Verstärkung dieser Linien und ein weiteres Zurücktreten der Wasserstofflinien verursachen. Es treten in der Atmosphäre des Sternes schließlich auch chemische Verbindungen auf, die sich durch ihre charakteristischen Bandenspektren bemerkbar machen. Dies ist der Fall bei den Klassen IIIa und IIIb.

Beim Übergange von Klasse II nach IIIa sind gleichfalls 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 Orionis, α Herculis. Dagegen ist ein Übergang der Klasse II nach IIIb bisher nicht aufgefunden worden. Erst durch die Untersuchungen

von Hale auf dem Yerkes-Observatorium ist eine Berechtigung der Gleichstellung der beiden Unterabteilungen der Klasse III in bezug auf die Entwicklungsstufe wahrscheinlich geworden. Mit der Klasse III ist nach Vogel das sichtbare Entwicklungsstadium abgeschlossen. Es werden jedoch im Weltraum noch sehr zahlreiche Sterne vorhanden sein, deren Temperatur so gering ist, oder deren Atmosphären so stark absorbieren, daß sie selbst mit den großen optischen Instrumenten der Gegenwart nicht mehr beobachtet oder überhaupt nicht mehr wahrgenommen werden können.

Diese in kurzen Zügen gegebene Entwicklungsgeschichte eines Sternes spiegelt sich nun auch in der Farbe der Sterne wieder, da ja die spektralen Eigentümlichkeiten die Farbe bedingen. Die Sterne der Klasse I sind weiß, da in dem höchsten Glühzustande, in dem sich diese Sterne befinden, die Energie der brechbareren Lichtstrahlen relativ sehr groß 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 Sternes und geht über Gelb und Orange nach Rot.

Durch Verfeinerung der Instrumente und durch Anwendung der Photographie ist eine so überraschend schnelle Weiterentwicklung der spektralanalytischen Forschung eingetreten, daß Vogel eine weitere Scheidung der soeben besprochenen drei Spektralklassen in Unterabteilungen vornehmen konnte. Er zerlegte die I. Klasse in drei Unterabteilungen: Ia, Ib, Ic.

Klasse Ia enthält Spektra, 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 (δ Persei), Ia2 (β Aurigae), Ia3 (α Can. min. und γ Cygni) 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 Spektra darstellt, die einen direkten Übergang zur Klasse II bilden.

Klasse Ib enthält Spektra, in denen neben den stets dominierenden Wasserstofflinien die Linien des Heliums erscheinen, außerdem aber noch vielfach Linien der Spektra von Kalzium, Silizium, Magnesium und Eisen auftreten. Als Repräsentanten der Klasse Ib kann man β und γ Orionis ansehen.

Klasse Ic umfaßt die selten vorkommenden Spektra, in denen neben schwachen Absorptionslinien die Wasserstofflinien oder außer diesen auch die Linien der Klasse Ib hell erscheinen. Der bekannteste derartige Stern

ist γ Cassiopejæ. Einige Astrophysiker denken sich die Sterne Ic als große Gaskugeln mit einem nur sehr kleinen Kern, so daß das Emissionsspektrum der in der sichtbaren Projektion neben dem Kern befindlichen Atmosphäre das Absorptionsspektrum der vor dem Kern gelegenen Teile überstrahlt.

Die II. Klasse zerfällt in die Unterabteilungen IIa, in deren Spektren nur dunkle Linien zu erkennen sind (Sonnensterne), und IIb, wo neben den dunklen auch helle Linien auftreten (Wolf-Rayet-Sterne, z. B. γ Velorum).

Übergänge von Ib nach Ia sind in allen möglichen Abstufungen bei zahlreichen Sternen bekannt, auch solche von Ic nach anderen Abteilungen von I kommen vor, wenn auch weniger häufig. Von IIb finden sich nur, wie weiter unten noch ausgeführt wird, Übergänge nach Ib. Das zeigt an, daß die Stellung der Klasse IIb im Vogelschen System nicht richtig ist, sondern daß IIb vor Ib gesetzt werden muß, ebenso wie Ib vor Ia gehört.

Wir haben uns bei der Besprechung der Secchi-Vogelschen Klassen länger aufgehalten, weil die übrigen Klassifizierungen der Natur der Sache nach das meiste mit diesen gemeinsam haben müssen. Als Pickering sein großes Werk: *The Draper Catalogue of Stellar Spectra* (1890) bearbeitete, welches sich ausschließlich auf das Studium der mit einem Objektivprisma erhaltenen Spektrogramme gründet, gebrauchte er eine kurze, zunächst schablonenhafte Bezeichnung, um das große Material, die Spektren von rund 10350 Sternen, ordnen zu können. Später ist aber dieser Einteilung eine gut mit der physischen Beschaffenheit und auch der Farbe der Sterne harmonisierende Form gegeben worden, und wir wollen diese von Miss Cannon veröffentlichte Abänderung der ursprünglichen Pickering'schen Klassifizierung im folgenden wiedergeben (vergleiche hierzu Fig. 192). Miss Cannon unterscheidet folgende Klassen:

- Klasse O: Wolf-Rayet-Sterne (γ Velorum, ζ Puppis), welche durch Emissionsbänder bei λ 4633 und λ 4688 charakterisiert sind.
- Klasse B: Heliumsterne (δ und ϵ Orionis). Einige Heliumlinien haben dieselbe Intensität, wie die Wasserstofflinien.
- Klasse A: Siriussterne (Sirius, Wega). Die durch große Intensität auffallendsten Linien sind die Wasserstofflinien. Die Kalziumlinie K und die Sonnenlinien sind schwach.
- Klasse F: (δ Aquilæ, α Carinæ). Die durch große Intensität auffallendsten Linien sind die Kalziumlinien H und K; die Wasserstofflinien sind weniger stark als diese und die Sonnenlinien.
- Klasse G: Sonnensterne (Sonne, α Aurigæ). Die durch große Intensität auffallendsten Linien sind die Kalziumlinien H und K und die Liniengruppe G.
- Klasse K: (α Bootis). Die durch große Intensität auffallendsten Linien sind die Kalziumlinien H, K, g und das Band G. Die Intensitätsverteilung im kontinuierlichen Spektrum ist nicht mehr gleichmäßig, vielmehr nimmt die Intensität bei den kleineren Wellenlängen stark ab.

Klasse M: (β Andromedae, α Orionis, α Herculis, Mira Ceti). Die Kalziumlinien H, K, g sind noch stärker, die Intensität bei kleineren Wellenlängen noch geringer als bei Klasse K; außerdem treten Banden im blaugrünen und grünen Teil des Spektrums auf.

Klasse N: Sterne des IV. Typus nach Secchi oder der Klasse III b von Vogel (19 Piscium).

Klasse P: Planetarische Nebel.

Klasse Q: Abnorme oder zusammengesetzte Spektren, welche sich nicht in die obigen Klassen einreihen lassen (η Carinae).

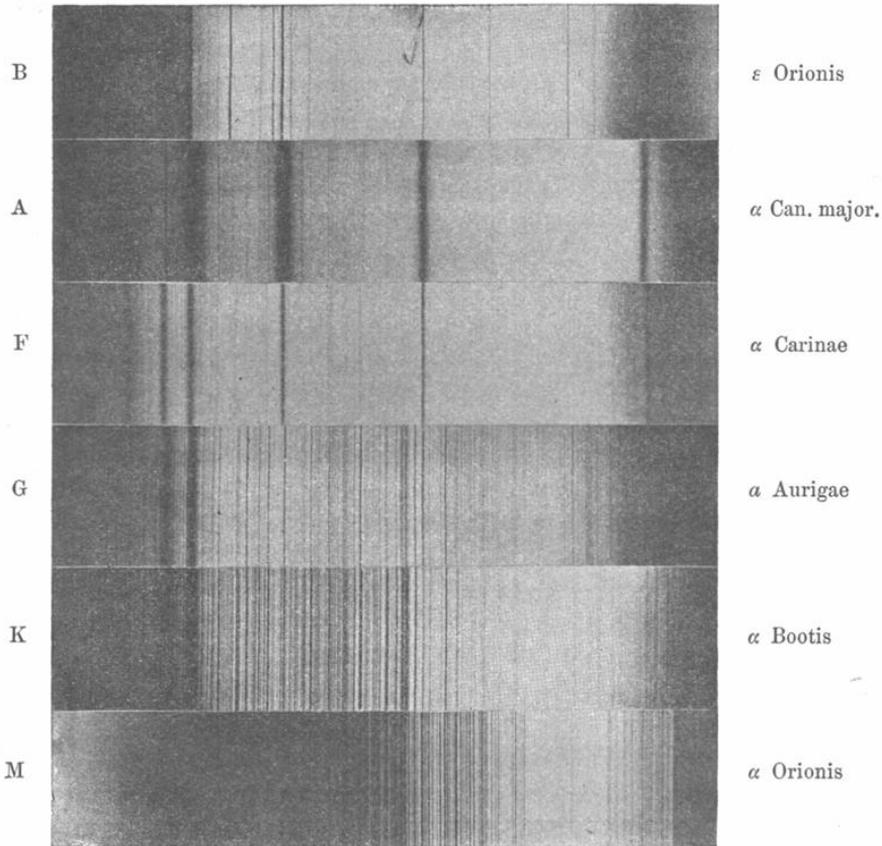


Fig. 192. Typen von Sternspektren nach Pickering.

Um die Übergänge zwischen den Hauptklassen zu kennzeichnen, wird zwischen die Buchstaben der beiden Klassen, zwischen welche das Sternspektrum am besten paßt, noch eine Zahl gesetzt. So bezeichnet z. B. B1A (abgekürzt auch B1 geschrieben) das Spektrum eines Sternes, das nur wenig von dem der Klasse B abweicht, aber doch schon Eigen-

tümlichkeiten der Klasse A, wenn auch nur in sehr geringem Grade, zeigt, während bei B9 A (B9) das Umgekehrte gilt. Gehört ein Spektrum genau zu einer der obigen Klassen, so fügt man eine Null zu dem Klassenbuchstaben, z. B. A0.

Die Sterne der Klasse O weichen trotz wesentlicher gemeinsamer Eigenschaften in zahlreichen Einzelheiten so stark voneinander ab, daß, als die Zahl dieser Sterne wuchs, es für die Charakterisierung der einzelnen Individuen übersichtlicher war, diese Klasse noch in 5 Unterklassen Oa, Ob, Oc, Od, Oe zu spalten. Die Sterne der drei ersten Unterklassen haben ausschließlich helle Bänder und helle Linien in ihrem Spektrum. Bei Od (ζ Puppis) erscheinen nur noch die zwei für die O-Klasse typischen Bänder λ 4633 und λ 4688 hell, daneben werden aber die Absorptionslinien der ersten und besonders der zweiten Nebenserie des Wasserstoffs (siehe S. 547) sichtbar. In Oe endlich treten zu diesen dunklen Linien noch schwach die des Helium hinzu. Die hellen Banden λ 4633 und λ 4688 verknüpfen also Oe mit den O-Sternen, die Heliumlinien mit den B-Sternen. Das eigentliche Zwischenglied zwischen den Klassen O und B wird mit Oe5B oder Oe5 (τ Canis majoris) bezeichnet. In diesen Sternen ist kein helles Band und keine helle Linie mehr vorhanden, vielmehr erscheint λ 4688 dunkel und nur wenig stärker als in B0; die zweite Wasserstoffnebenserie ist ebenso kräftig wie in Oe, die Heliumlinien sind aber schon so stark wie in der Klasse B (ϵ Orionis) entwickelt. Erst durch die Auffindung dieses Zwischengliedes Oe5B wird die Stellung der O-Sterne vor den B-Sternen gerechtfertigt. Auch die Klasse M hat man geteilt, um die Stellung der einzelnen Individuen in dieser Klasse besser charakterisieren zu können, zumal Übergänge zur folgenden Klasse N fehlen. Man bezeichnet diese Unterklassen mit Ma (α Orionis), Mb (γ Crucis), Mc, Md (o Ceti), doch kann hier auf die Unterschiede nicht näher eingegangen werden.

Der Übergang von dem System Pickering-Cannon auf das von Vogel ist mit Hilfe der folgenden Tabelle leicht auszuführen.

Vogel	Pickering-Cannon
Ia	A
Ib	B
Ia—IIa	F
IIa	G
IIb	O
IIa—IIIa	K
IIIa	M
IIIb	N.

Eine andere, früher manchmal benutzte Einteilung der Sternspektren ging

gleichfalls von der Harvard-College-Sternwarte aus und zwar von Miss Maury. Sie unterscheidet 22 Hauptgruppen von Spektren, zwischen die noch zahlreiche Untergruppen eingeschaltet sind. Die Klassifizierung ist indessen wenig übersichtlich und soll hier nicht auseinandergesetzt werden. Sehr wertvoll sind aber die in diesen Untersuchungen enthaltenen Angaben über die Breite und das Aussehen der Spektrallinien zahlreicher Sterne. Miss Maury wies nämlich auf Sterne der Klassen A bis F hin, die zwar kräftige, aber im Vergleich zu anderen Sternen abnorm schmale Absorptionslinien besitzen. Diese Sterne, z. B. α Cygni, die nach Miss Maury »c-Sterne« genannt werden, nehmen eine besondere Stellung unter den übrigen Sternen ein. Sie sind sehr weit von der Sonne entfernt, besitzen eine sehr große Leuchtkraft und kommen meist in der Nähe der Milchstraße vor. Nach Hertzsprung gehören sie zu den Sternen, die sehr große Durchmesser bei sehr geringer Dichtigkeit haben.

Alle diese Klassifizierungen der Sterne nach ihren Spektren beginnen mit den weißen Sternen und enden bei den roten. Es verschiebt sich also bei der fortschreitenden Entwicklung eines Sternes das Intensitätsmaximum des Spektrums nach dem roten Ende des Spektrums zu, und man kann schon allein aus dieser Beobachtungstatsache nach dem Wienschen Verschiebungsgesetz (S. 280) folgern, daß sich die Temperatur der Sterne mit fortschreitender Entwicklung erniedrigt. Mißt man aber mit einem Spektralphotometer die Intensitäten der verschiedenen Farben in einem Sternspektrum, so kann man mit Hilfe der Planckschen Energiegleichung genau so wie bei der Sonne (S. 279) die effektive Temperatur der Sterne zahlenmäßig angeben. Wilsing und Scheiner haben auf diese Weise 109 Sterne untersucht und als mittlere effektive Temperaturen der Sterne der Vogelschen Klassen folgende Zahlen gefunden:

Klasse	Temperatur
Ia 1	9600°
I b	9500
Ia 2	8700
Ia 3—IIa	6300
IIa	5400
IIa—IIIa	4000
IIIa	3200

Man sieht, daß in der Tat die Vogelsche, ebenso wie auch die anderen Einteilungen, ein natürliches System, eine Temperaturskala, bilden. Des großen Interesses wegen, das diese Untersuchungen bieten, sollen auch für

einige einzelne hellere Sterne die von Wilsing und Scheiner gefundenen Temperaturen angeführt werden.

Stern	Spektral- klasse nach Vogel	Spektral- klasse nach Pickering	Tempe- ratur	Stern	Spektral- klasse nach Vogel	Spektral- klasse nach Pickering	Tempe- ratur
λ Orionis	Ib	Oe5	12800°	α Aquilae	Ia3—IIa	A5	7100°
α Pegasi	Ia1	A	11500	γ Herculis	Ia3	F	6200
α Delphini	Ia1	B8	10700	γ Cygni	Ia3	F8	5700
ζ Bootis	Ia2	A2	10400	η Bootis	IIa	G	5000
γ Gemin.	Ia2	A	10300	β Gemin.	IIa	K	4400
α Coronae	Ia2	A	9600	η Aquilae	IIa	G	4200
α Leonis	Ib	B8	9400	ε Cygni	IIa	K	4100
γ Pegasi	Ib	B2	8900	α Arietis	IIa	K2	3700
α Androm.	Ia2	A	8000	α Bootis	IIa—IIIa	K	3500
β Coronae	Ia3—IIa	F	7600	β Androm.	IIa—IIIa	Ma	2900
τ Cygni	Ia3	F	7300	α Orionis	IIIa	Ma	2900
17 Tauri	Ib	B5	7100	α Herculis	IIIa	Mb	2900
α Ophiuchi	Ia2	A5	7100				

Wir haben bisher die Sterne ihrer allgemeinen Konstitution nach betrachtet, ohne auf die naheliegende wichtige Frage einzugehen, aus welchen chemischen Elementen sie sich zusammensetzen. Diese Frage läßt sich nach den obigen Auseinandersetzungen in der folgenden Weise beantworten. Die Sterne der Klasse IIa haben ein der Sonne sehr ähnliches Spektrum, sie werden also auch im allgemeinen dieselben Stoffe enthalten. Nun sind vermutlich alle Sterne entweder schon im Zustande der Klasse IIa gewesen oder werden ihn noch erreichen. Fernerhin ist eine größere Zufuhr von Materie aus dem Weltraum her sehr unwahrscheinlich. Es folgt somit, daß in den Sternen dieselben Elemente vorhanden sein müssen, welche man auf der Sonne und auf der Erde findet. Das Resultat dieser Schlußfolge wird in der Tat durch die Untersuchung der Sternspektra bestätigt. Freilich sind, ebenso wie in dem Spektrum der Sonne, auch in den Spektren der Sterne zahlreiche, bisher noch nicht identifizierbare Linien vorhanden, die unbekanntem Elementen oder unbekanntem Zuständen der Elemente entsprechen. Aber es ist kaum zu bezweifeln, daß man mit der Zeit auch diese im Laboratorium kennen lernen wird. So ist z. B. Helium in der Sonne und in Sternen spektroskopisch viele Jahre früher nachgewiesen worden, als es auf der Erde entdeckt wurde. Man hat also bisher keinen Grund, die Einheit der chemischen Konstitution der Materie im Weltraum zu bezweifeln, eine Erkenntnis, die für die Kosmologie von großer Bedeutung ist.

Nach dieser allgemeinen Feststellung wollen wir die chemische Beschaffenheit der Sterne der einzelnen Spektralklassen etwas näher betrachten. Das Spektrum der I. Klasse wird, wie schon oben erwähnt, der Hauptsache nach durch die Linien des Wasserstoffes bestimmt, und zwar treten diese in einer besonders im violetten und ultravioletten Teile so charakteristischen Anordnung auf, daß man sie ohne weiteres erkennt (Fig. 193). Sie folgen nämlich in einer rhythmischen Reihe aufeinander, welche man *Serie* nennt. Es sind in den Spektren zahlreicher Elemente solche Serien, die man in Haupt- und Nebenserien einteilt, besonders von Rydberg, Kayser und Runge aufgefunden worden, bei manchen Elementen sogar deren mehrere. Auch der Wasserstoff hat außer der in Fig. 193 zum Teil abgebildeten, am längsten bekannten Nebenserie noch eine zweite Nebenserie, die zuerst durch Pickering in dem Sterne ζ Puppis gefunden worden ist. Die Linie λ 4688 der ersten Hauptserie hat man gleichfalls zuerst in Sternspektren beobachtet, während die übrigen Linien dieser Hauptserie, sowie die einer zweiten von Fowler entdeckten zu weit im Ultraviolett liegen, als daß man sie bei

..... μ λ κ ι θ η H ζ K H ϵ

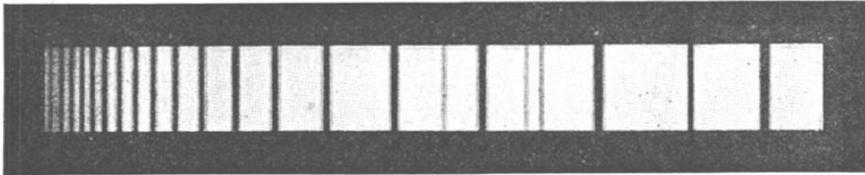


Fig. 193. Spektrum von β Orionis.

Sternen finden könnte. Die Linien der am längsten bekannten, übrigens auch zuerst in Sternspektren gefundenen Nebenserie kann man seit langem im Laboratorium erzeugen, die der drei anderen Serien hat aber erst kürzlich Fowler zu erzeugen gelehrt. Die Linien der zwei für die Astrophysik wichtigsten Serien sind die folgenden:

I. Nebenserie		II. Nebenserie	
	λ		λ
H α	6563.0	H β'	5414
H β	4861.5	H γ'	4542
H γ	4340.6	H δ'	4201
H δ	4102.0	H ϵ'	4026
H ϵ	3970.2	H ζ'	3924
H ζ	3889.1	H η'	3861
H η	3835.5	H θ'	3816
H θ	3798.3		usf.
usf.			

Von den anderen Gasen finden sich in der I. Klasse häufig noch Helium (Ib) und in einigen Sternen Sauerstoff, z. B. in β und ϵ Canis majoris und β Crucis, sowie Stickstoff, z. B. in ϵ und γ Orionis. Neben diesen Elementen treten noch Kohlenstoff (β Canis majoris), Kalzium, Magnesium, Silizium auf. Es ist nun eigentümlich, daß letztere Elemente, welche auch in allen übrigen Sternen vorhanden sind, in den Sternen der I. Klasse ein Spektrum zeigen, welches sich aus anderen Linien zusammensetzt, als in den Sternen der II. und III. Klasse. So zeigt in der I. Klasse z. B. Magnesium die Linie λ 4481, Kohlenstoff die Linie λ 4267, Silizium die Liniengruppen λ 4128, 4131 und λ 4553, 4568, 4575, während in den Klassen II und III diese Linien nicht vorhanden sind, sondern Magnesium mit λ 4352, Kohlenstoff nur mit den Cyan- und Kohlenbanden, Silizium mit λ 3905 sichtbar werden. Man kann nun diese Verhältnisse bis zu einem gewissen Grade im Experiment nachahmen. So treten die erstgenannten Linien kräftig in dem Spektrum auf, welches man erhält, wenn man starke, durch ein Induktorium erzeugte Funken zwischen Elektroden der oben erwähnten Elemente überschlagen läßt (Funkenlinien oder nach Lockyer »enhanced lines«), während man die anderen Linien im Bogen (Bogenlinien) als Hauptlinien erhält. Aus diesen Versuchen muß man somit schließen, daß die Bedingungen, unter denen die Sterne der I. Klasse leuchten, andere sind, als die bei der II. und III. Klasse. Man hat nun aber durch Experimente auch diese Frage aufklären können. Erzeugt man nämlich einen Bogen, z. B. des Magnesiums, nicht in atmosphärischer Luft, sondern in Wasserstoff, so treten in dem Spektrum neben den geschwächten Bogenlinien die Funkenlinien des Magnesiums sehr deutlich auf, und das ist auch der Fall, wenn man den Bogen in solchen Substanzen brennen läßt, bei deren Zersetzung freier Wasserstoff entsteht, z. B. in Wasser. Man muß also, wenn man diese Erfahrungen auf die Sterne überträgt, schließen, daß die Sterne der I. Klasse Atmosphären mit viel Wasserstoff haben. Das ist nun, wie wir oben sahen, tatsächlich bei den Sternen dieser Klasse der Fall, und es ist damit die zunächst sehr auffallende Erscheinung des Auftretens der Funkenlinien in den Sternen der I. Klasse erklärt.

Werden die Spektre der Sterne der I. Klasse linienreicher, so findet dies durch das Auftreten der Linien des Eisens, Titans und Skandiums statt, und wenn man sich schließlich den Sternen der II. Klasse nähert, so sind die Linien aller der Elemente vorhanden, die man in der Sonne kennt, und auch die Intensität der Metalllinien ist der dieser Linien in der Sonne gleich. Linien also, wie die des Kalziums, welche schon in der I. Klasse, wenn auch schwach, vorkommen, sind stärker geworden.

Das Verhalten der Kalziumlinie K ist in dieser Hinsicht besonders interessant. Während nämlich die Wasserstofflinien bei Beginn der Entwicklung relativ schwach sind, dann nach einem Maximum bei Sternen wie Wega (Ia 2) ziemlich schnell wieder schwächer werden und in der Klasse III ihr Minimum erreichen, nimmt die Kalziumlinie von Anfang an langsam zu und hat erst in der Klasse III ihr sehr ausgeprägtes Maximum. Man kann daher aus der Stärke der K-Linie im Verhältnis zu einer benachbarten Wasserstofflinie auf die Stellung des betreffenden Sternes in der Stufenfolge, d. h. auf seine Temperatur und Farbe, schließen. Dieses Kriterium findet in letzter Zeit häufig bei der Untersuchung sehr schwacher Sterne Anwendung, von denen man wegen der Lichtschwäche nur Spektren von sehr kleiner Dispersion aufnehmen kann, in welchen daher nur die allerauffallendsten Linien sichtbar sind.

In der Klasse IIIa finden sich dieselben Elemente wie in IIa vor; es werden aber auch die schwächeren Linien der Elemente sichtbar, und die schon in IIa vorhandenen Metalllinien bekommen zum Teil sehr erhebliche Intensitäten. Als neu kommen die Banden des Titanoxyds hinzu, das sich jetzt bei der niedrigen Temperatur und der Abwesenheit größerer Mengen freien Wasserstoffs bilden kann. Es ist in den Endgliedern der Klasse IIa und in der Klasse IIIa das Stadium erreicht, welches wir schon bei den Sonnenflecken (S. 305f.) kennen lernten. In der Tat ist das Spektrum dieser Sterne dem der Sonnenflecke überaus ähnlich, und es gilt daher für das erstere dasselbe, was über das Spektrum der Sonnenflecke gesagt worden ist. Eine große Zahl der roten, zu dieser Klasse gehörenden Sterne ist variabel, teils unregelmäßig wie α Orionis, teils vom Mira Ceti-Typus.

Die Ähnlichkeit des Spektrums der Sterne der Übergangsstufe IIa—IIIa (Pickerings Klasse K) mit dem Spektrum von Störungsgebieten der Sonne wird dadurch noch größer, daß bei einigen dieser Sterne (α Bootis, σ Geminorum, α Tauri), wie zuerst auf Potsdamer Spektralaufnahmen von Eberhard und Schwarzschild gefunden wurde, die Kalziumlinien H und K eine Umkehr zeigen, d. h. daß in den Kalziumabsorptionslinien H und K genau wie bei den Sonnenfackeln die feinen scharfen Emissionslinien des Kalziums sichtbar sind. Es müssen bei diesen Sternen bereits recht große Oberflächenteile in dem Zustande sein, in welchem sich die Flecken- und Fackelgebiete der Sonne befinden, da man auf Aufnahmen des Sonnenspektrums, bei welchen, wie bei den Sternaufnahmen, das Licht der ganzen Sonne gewirkt hat, keine Spur dieser Umkehr sieht.

Die Spektren der Klasse IIIb, welche durch die Untersuchungen von Dunér und besonders Hale genauer bekannt geworden sind, bieten sehr verwickelte Verhältnisse. Es sind Emissionslinien in ihnen vorhanden, die

sich aber bis auf einige Wasserstofflinien bisher nicht identifizieren ließen, weiterhin zahlreiche starke Absorptionslinien, die sich auch in IIIa finden, und schließlich noch starke Absorptionsbanden. Diese gehören Verbindungen des Kohlenstoffs (Cyan und Kohlenmonoxyd) an. Hale denkt sich die Beschaffenheit dieser Sterne so, daß unmittelbar über der Photosphäre die sehr dichten Metaldämpfe und -gase liegen, welche die Absorptionslinien und -banden geben, über dieser Atmosphäre aber noch eine Schicht anderer Gase, durch welche die hellen Linien erzeugt werden. Auch unter den Sternen der Klasse IIIb finden sich zahlreiche Veränderliche.

In den Sternen der Klasse Ie, die etwas abseits vom allgemeinen Entwicklungsgange liegen, und die man vielleicht als Ausnahmefälle betrachten kann, wie schon aus der kleinen Anzahl der Objekte folgt, sind schwache Absorptionslinien sichtbar, welche der Klasse Ia entsprechen; außerdem sind aber die Linien des Wasserstoffs (vielfach nur $H\alpha$ oder $H\alpha$ und $H\beta$) als Emissionslinien vorhanden. Letztere zeigen oft (z. B. in γ Cassiopejæ) eine doppelte Umkehr. In der breiten, ziemlich schwachen Absorptionslinie des Wasserstoffs liegt nämlich die Emissionslinie desselben, die in ihrer Mitte wiederum von einer Absorptionslinie durchsetzt wird. In einigen Sternen sind auch Linien des Heliums hell.

Über die Sterne der Klasse IIb ist nur sehr wenig bekannt. Es ließen sich, wie schon erwähnt, bisher nur die Wasserstofflinien der Haupt- und der beiden Nebenserien und die Linien des Heliums mit Sicherheit identifizieren.

Man hat in letzter Zeit vielfach auf gewisse Ähnlichkeiten des Spektrums der verschiedenen Schichten der Sonnenchromosphäre mit den Spektren der Sterne der verschiedenen Klassen hingewiesen. So treten in den höchsten Schichten der Chromosphäre die Linien λ 4688 und die der alten Nebenserie des Wasserstoffs, ferner die Linien des Kalziums und des Heliums auf. Diese höchsten Schichten enthalten also die Elemente, welche sich als Absorptionslinien in den Spektren der Klassen O und B finden. In tieferen Schichten der Chromosphäre kommen die Linien weiterer Elemente, besonders die des Titans, Eisens, Skandiums, Strontiums hinzu, das Spektrum ist somit dem der Sterne der Klassen A und F sehr ähnlich. Endlich finden sich in den tiefsten Chromosphärenschichten nahezu alle Linien, welche in den Klassen G und K vorhanden sind. Ob man aber aus diesen gewiß auffallenden Ähnlichkeiten allgemeine Schlüsse auf den Zustand der Sternatmosphären ziehen und z. B. sagen darf, daß der Zustand der Atmosphären der O- und B-Sterne dem der höchsten Chromosphärenschichten gleich oder wenigstens ähnlich ist, scheint doch recht fraglich. Außer anderen Gründen spricht gegen die Zulässigkeit solcher allgemeiner Schlüsse der Umstand, daß die sogenannten Funkenlinien,

z. B. die des Magnesiums und die des Siliziums, welche für die Spektren der frühen Klassen so charakteristisch sind, in der Sonnenchromosphäre bisher nicht gefunden worden sind. Anders liegt die Sache in einzelnen Fällen. So fand z. B. Merrill, daß das Spektrum von φ Persei nahezu alle starken Chromosphärenlinien als Emissionslinien hat, und daß diese eine Selbstumkehr zeigen, wie man sie häufig in den Bogenspektren der Metalle beobachtet, wenn große Mengen Substanz auf einmal verdampft werden. Man darf hier in der Tat den Schluß ziehen, daß die Chromosphärenschicht von φ Persei dicker und dichter als die der Sonne sein muß.

Es mag zum Schluß noch erwähnt werden, daß der Übergang eines Sternes von einer Entwicklungsstufe zur nächstfolgenden natürlich so langsam und in so enormen Zeiträumen stattfindet, daß bisher solche Fälle nicht konstatiert werden konnten. Im Gegenteil sind bis auf wenige Ausnahmen die Spektren der Sterne durchaus von einer bemerkenswerten Konstanz. Zu den Ausnahmen gehören einige Typen der veränderlichen Sterne (Mira Ceti usw.), die neuen Sterne und einige Sterne der I. Klasse, in denen zeitweilig einzelne Wasserstofflinien hell werden (Plejone nach den Beobachtungen von Frost). Eine einmalige, ganz ungewöhnliche Veränderung ist von Ludendorff und Eberhard in dem Spektrum von ζ Bootis beobachtet worden. Ein 1905 Juni 3 aufgenommenes Spektrogramm zeigte sich nämlich von einer größeren Zahl breiter, verwaschener, heller Banden durchsetzt, die sich nicht identifizieren ließen. Eine am 5. Juni erfolgte Aufnahme sowie eine große Zahl weiterer weisen dagegen ein durchaus normales Spektrum der Klasse Ia 2 auf.

Die Sterne der einzelnen Klassen kommen in sehr verschiedener Anzahl am Himmel vor, selbst wenn man von den seltenen absieht. Legt man die Verhältnisse von Pickerings Draper Catalogue zugrunde, so gehören den einzelnen Klassen an:

I	52%
I—II	10
II	12
II—III	25
III	1

Von der Klasse Ib kennt man rund 1500 Sterne, von IIb etwa 100, von IIIb etwa 250.

Auch die räumliche Verteilung der einzelnen Typen am Himmel ist nicht gleichmäßig. Die Sterne der Klasse IIa und IIIa sind nahezu überall am Himmel zu finden, die Ia kommen reichlicher in der Nähe der Milchstraße vor, die Ib und die IIIb sind auf einen Gürtel von $\pm 30^\circ$ galaktischer Breite beschränkt, und die Sterne der Klasse IIb sind nur in der

Milchstraße selbst vorhanden. Es ist also ein gesetzmäßiger Zusammenhang zwischen Spektraltypus und Ort eines Sternes im Milchstraßensystem angedeutet.

Im vorhergehenden haben wir die physische Beschaffenheit der Sterne soweit behandelt, als ihre chemische Zusammensetzung und ihre Temperatur in Frage kommen. Es werden aber noch andere Faktoren die physische Beschaffenheit mitbestimmen, und zwar vor allem die Dichte des Sternes, d. h. die Masse, die in einem bestimmten Volumen enthalten ist. Nimmt man die Massen der Sterne als nahezu gleich an, was aus der Untersuchung der Doppelsterne gefolgert werden kann, so ist es der Durchmesser des Sternes, dessen Kenntnis für die Berechnung der Dichte gebraucht wird. Man kann nun wenigstens die Größenordnung dieser Durchmesser durch folgende Betrachtungen abschätzen und so eine Anschauung über die Dichte bekommen. Kennt man die Entfernung eines Sternes und die Helligkeit, in der wir ihn sehen, so kann man seine wirkliche Helligkeit, im Verhältnis zur Sonne etwa, berechnen. Offenbar müssen die heißen Sterne (Klasse I) eine größere Leuchtkraft als die kühleren, gelben und roten Sterne (Klasse II und III) haben, wenn man voraussetzt, daß die Oberflächen der Sterne ungefähr gleich groß sind, da die Lichtmenge, die von der Oberflächeneinheit ausgeht, im wesentlichen durch die Temperatur bestimmt wird. Berechnet man nun für die Sterne, deren Entfernung bekannt ist, die wirkliche Helligkeit, so sieht man, daß sie zwar im allgemeinen mit abnehmender Temperatur geringer wird, wie es sein muß, daß aber doch häufige Ausnahmen vorhanden sind. Sterne wie α Aurigae (G), α Bootis (K), α Orionis (Ma), die sich in sehr großen Entfernungen befinden, besitzen nämlich eine ungewöhnlich große Leuchtkraft, obwohl sie gelbliche bis rötliche Farbe haben. Es müssen daher bei ihnen die Durchmesser und damit die Gesamtoberflächen ungeheuer groß, die Dichten aber unter den oben gemachten Voraussetzungen sehr klein sein. Während die normalen Sterne schätzungsweise Durchmesser von der Hälfte bis zum Doppelten der Sonne haben, würden diese Sterne einen 10—100 mal so großen Durchmesser als die Sonne besitzen und als Riesen anzusehen sein. Daß auch einige weiße Sterne zu diesen Giganten gehören, nämlich die c-Sterne nach Miss Maury, ist bereits oben erwähnt.

Dehnt man diese Betrachtungen auf eine große Zahl von Sternen aus, so erhält man interessante Resultate über die durchschnittliche Leuchtkraft der Sterne der verschiedenen Spektralklassen. Da man aber nur von verhältnismäßig wenigen Sternen die Parallaxen kennt, muß man vorher aus den Eigenbewegungen der Sterne oder besser aus dem Teile der Eigenbewegungen, der von der Bewegung des Sonnensystems herrührt (s. S. 559 f.),

die durchschnittliche Entfernung der Sterne von der Sonne schätzungsweise berechnen. Monck hat auf diesem Wege gefunden, daß die durchschnittliche Leuchtkraft der Sterne bei der Klasse B am größten ist, dann konstant abnimmt bis zur Klasse F, für die sie am geringsten ist, und bei den folgenden Klassen K und M wieder zunimmt. Hertzsprung und Pannekoek haben dieses Resultat bestätigt. Es folgt hieraus, daß entweder die durchschnittliche Masse der gelben und rötlichen Sterne größer ist als die der übrigen, oder aber, daß ihre durchschnittliche Dichte sehr gering ist. Die erste Annahme widerspricht nun dem, was wir über die Größe der Massen wissen, und die zweite scheint nicht plausibel zu sein, da mit der Abkühlung eines Sternes zweifellos eine Vermehrung seiner Dichte verbunden ist. Indessen sprechen andere, hier nicht anzuführende Gründe doch für die Annahme einer geringen durchschnittlichen Dichte der Sterne der Klassen K und M.

Aber auch noch von anderer Seite her erhält man Aufschlüsse über die Dichte der Sterne. Es ist nämlich möglich, aus den Verfinsterungserscheinungen einiger Variablen eine obere Grenze für die Dichte dieser Körper zu berechnen. Wird die Dichte der Sonne als Einheit angenommen, so fanden J. Stein, Russell, Shapley z. B. die folgenden Werte:

Stern	Spektrum	Dichte	Stern	Spektrum	Dichte
<i>W</i> Ursae maj.	G	2.24	<i>W</i> Delphini	A	{ 0.12
<i>RR</i> Draconis		{ 0.86*)	<i>S</i> Antliae	F	{ 0.02
		{ 0.05	λ Tauri	B 3	0.10
<i>S</i> Cancrī	A	{ 0.18	β Persei	B 8	0.08
		{ 0.01	δ Librae	A	0.04
<i>Y</i> Piscium		{ 0.16	<i>RY</i> Persei		0.01
		{ 0.03	<i>SZ</i> Tauri		0.0014
<i>SW</i> Cygni	A	{ 0.14	<i>RU</i> Camelop.		0.00003
		{ 0.02			
<i>U</i> Cephei	A	{ 0.13			
		{ 0.03			

W Crucis (B) hat nach Russell sogar eine Dichte von der Größenordnung 10^{-6} und ϵ Aurigae (F 5 G) nach Ludendorff eine solche von 10^{-8} . Die außerordentlich geringe Dichte vieler dieser Sterne ist eine in hohem Grade auffallende Tatsache, und man kann sich bis jetzt kein richtiges Bild von der physischen Beschaffenheit dieser Sternsysteme machen. Da die Dichte der Sonne nur ein Viertel von der der Erde ist, müssen sie reine Gaskugeln sein.

*) Beide Komponenten.

Daß die Dichte der Sterne übrigens im allgemeinen gering und vielfach kleiner als die der Sonne sein wird, folgt auch aus Betrachtungen, die Newcomb für einige visuelle Doppelsternsysteme mit gut bekannten Bahnen angestellt hat.

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 zurückzugreifen. 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 in derselben Stellung 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 vielmehr an der Sphäre in der Tat 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 den im Almagest mitgeteilten eine Ortsveränderung einiger 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 be-

rühmten Bradleyschen Sternverzeichnisses. Letzteres ist für unsere Kenntnis der Eigenbewegungen von so großer Bedeutung, daß 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 L. Boss, Bossert, Küstner und Porter — Untersuchungen auf diesem Gebiete angestellt und unsere Kenntnisse wesentlich erweitert. Von besonderer Wichtigkeit ist der im Jahre 1910 erschienene »Preliminary General Catalogue« von Boss; dieses Werk enthält die genauen Örter und Eigenbewegungen aller Sternè bis zur sechsten Größe und außerdem noch diejenigen von etwa 2000 schwächeren Sternen, für welche die Eigenbewegungen genau ermittelt werden konnten. Im ganzen umfaßt der Katalog 6188 Sterne. Da Boss das größte Gewicht auf die Ermittlung und Unschädlichmachung der systematischen Fehler der von ihm benutzten Sternkataloge gelegt hat, so sind die von ihm angegebenen Werte der Eigenbewegungen sehr zuverlässig.

Für viele Sterne, auch von den helleren, ist die Ortsveränderung so gering, daß sie sich selbst seit Bradleys Zeiten nicht deutlich wahrnehmbar gemacht hat. In folgender Tabelle geben wir die bis jetzt bekannten Sterne mit einer jährlichen Eigenbewegung von 1''5 und darüber, nach der Größe dieser Bewegung geordnet.

Jährliche Eigenbewegungen von 1''5 und darüber.

Name	Gr.	AR 1900	Dekl. 1900	E. B.
	^M	^h ^m	— ° ' "	''
Cordoba Z. 5 ^h 243	8.3	5 ^h 8 ^m	— 45° 3'	8.7
Groombridge 1830	6.5	11 47	+ 38 26	7.1
Lacaille 9352	7.4	22 59	— 36 26	6.9
Cordoba G. C. 32416	8.3	0 0	— 37 51	6.2
61 ¹ Cygni	5.6	21 2	+ 38 15	5.2
61 ² Cygni	6.3	21 2	+ 38 15	5.2
Lalande 21185	7.6	10 58	+ 36 38	4.7
ε Indi	4.7	21 56	— 57 12	4.7
Lalande 21258	8.9	11 1	+ 44 2	4.5
o ² Eridani	4.5	4 11	— 7 49	4.1
μ Cassiopejæ	5.3	1 2	+ 54 26	3.8
Argel.-Weiß 11702	9.6	15 5	— 15 59	3.7
Argel.-Weiß 11703	9.2	15 5	— 15 54	3.7

Name	Gr.	AR 1900	Dekl. 1900	E. B.
α Centauri	0.1	14 ^h 33 ^m	- 60° 25'	3.7
Lacaille 8760	6.7	21 11	- 39 15	3.4
ϵ Eridani	4.3	3 16	- 43 27	3.1
Argel.-Oeltzen 11677	9.2	11 15	+ 66 23	3.0
Groombridge 34	8.2	0 13	+ 43 27	2.9
Lacaille 661	6.5	2 6	- 51 19	2.4
Piazzi 2 ^h 123	5.9	2 31	+ 6 25	2.3
Lalande 25372	8.7	13 41	+ 15 26	2.3
Struve P. M. 2164	8.8	18 42	+ 59 29	2.3
α Bootis	0.2	14 11	+ 19 42	2.3
Weißer I 5 ^h 592	8.9	5 26	- 3 42	2.2
Lalande 7443	8.6	3 57	+ 35 2	2.2
β Hydri	2.9	0 21	- 77 49	2.2
Bradley 3077	5.6	23 8	+ 56 37	2.1
Piazzi 14 ^h 212	5.8	14 52	- 20 58	2.0
ζ Tucanae	4.3	0 15	- 65 28	2.0
Weißer I 9 ^h 954	9.3	9 46	- 11 49	2.0
Lalande 15290	8.2	7 47	+ 30 55	2.0
τ Ceti	3.6	1 39	- 16 28	1.9
Auwers A. G. C. 4999	9.6	13 40	+ 18 21	1.9
σ Draconis	4.8	19 33	+ 69 30	1.8
Lacaille 2957	5.4	7 42	- 33 59	1.7
Fedorenko 1457-8	7.2	9 8	+ 53 7	1.7
17 Lyrae C	10.3	19 4	+ 32 21	1.7
δ Pavonis	3.6	19 59	- 66 26	1.6
Lalande 30694	6.8	16 48	+ 0 11	1.6
Lacaille 8362	5.3	20 5	- 36 21	1.6
Lacaille 4887	5.0	11 42	- 39 57	1.6
61 Virginis	4.8	13 13	- 17 45	1.5
Lalande 31055	7.9	17 0	- 4 54	1.5
ζ^1 Reticuli	5.5	3 16	- 62 58	1.5
Lalande 30044-5	7.3	16 26	+ 4 26	1.5
ν Indi	5.4	22 16	- 72 45	1.5
ζ^2 Reticuli	5.2	3 16	- 62 53	1.5

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 47 Sternen mit E. B. von 1"5 und darüber nur 22 enthält, die heller als 6.0^{ter} Größe sind. Erst an vierzehnter Stelle in unserer Liste treffen wir auf einen sehr hellen Stern, 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. Die Seltenheit der starken Eigenbewegungen wird vortrefflich durch eine kürzlich von Turner und Bellamy angestellte Untersuchung illustriert. Unter 30195 meist schwachen Sternen fanden sie nur 161, die sich um mehr als 20" im Jahrhundert bewegen. Nach Kapteyn sind die Sterne mit starker Eigenbewegung gleichmäßig über den ganzen Himmel verteilt und zeigen keine Anhäufung nach der Milchstraße hin, wie es bei den Sternen im allgemeinen der Fall ist.

Über die Beziehungen zwischen Eigenbewegungen und Parallaxen haben wir bereits früher (vgl. S. 207) 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 man bei Untersuchungen über Beziehungen zwischen der Größe der Eigenbewegung und der Spektralklasse gelangt. Schon in den Jahren 1891—92 kam Monck zu der Erkenntnis, daß die Sterne der Klasse B durchschnittlich die kleinsten Eigenbewegungen haben, die der Klasse A bedeutend größere und endlich die des zweiten Spektraltypus die größten; unter den letzteren Sternen zeichnen sich nach Monck besonders die der Klasse F durch die Größe der durchschnittlichen Eigenbewegung aus. Die Sterne der dritten Spektralklasse (M) haben ebenfalls größere Eigenbewegungen als die der Klasse A, aber kleinere als die der Klasse F.

Gleichzeitig mit Monck befaßte sich auch Kapteyn mit einer ähnlichen Untersuchung. Er benutzte dabei 2295 Sterne, von denen 1189 der I., 1106 der II. Spektralklasse angehören. In der folgenden Tabelle sind seine Ergebnisse enthalten; 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 »

Später haben Hertzprung und Pannekoek auf diesem Gebiete weitergearbeitet. Nach ihnen hat schließlich L. Boss an der Hand seines schon oben erwähnten »Preliminary General Catalogue« die Abhängigkeit zwischen Spektralklasse und Eigenbewegung eingehender geprüft. Er schloß dabei alle die Sterne aus, die eine Eigenbewegung von mehr als 20'' in 100 Jahren haben; 4686 Sterne bis zur Größe 6.5 ergaben ihm dann folgende Durchschnittswerte der Eigenbewegung für die einzelnen Pickering'schen Spektralklassen:

Spektralklasse	Zahl d. Sterne	Durchschnittl. E. B. in 100 Jahren
Oe 5 bis B 5	490	2.4
B 8 » B 9	217	3.8
A 0	1157	4.6
A 2 bis A 4	273	5.5
A 5 » A 8	164	7.1
F 0	287	7.9
F 2 bis F 8	205	7.9
G 0 » G 9	444	5.2
K 0 » K 9	1227	5.7
M	222	5.0

Man ersieht aus dieser Tabelle, daß die Eigenbewegungen mit fortschreitender Spektralklasse immer mehr zunehmen bis zur Klasse F 8, dann in den Klassen G bis M aber wieder etwas abnehmen. Besonders stark ist die Zunahme zwischen den Klassen A 0 und F 0.

Die dargelegte Gesetzmäßigkeit kann nun verschiedene Ursachen haben. Entweder haben nämlich die Sterne verschiedener Spektralklassen wirklich verschiedene Geschwindigkeiten im Raume, oder aber sie befinden sich in verschiedener durchschnittlicher Entfernung von uns. Wären z. B. die Sterne der Klassen Oe 5 bis B 5 durchschnittlich 3.3 mal so weit entfernt als die der Klasse F 0, so würden, auch wenn die wirklichen Durchschnittsgeschwindigkeiten in beiden Fällen dieselben wären, doch die beobachteten Eigenbewegungen durchschnittlich im Verhältnis 1:3.3 stehen, wie es in obiger Tabelle der Fall ist. In der Tat wirken, wie die ein-

gehenden Untersuchungen von Boss gezeigt haben, beide Ursachen zusammen. Die Sterne der Spektralklasse F sind, wie man aus den durch die Bewegung der Sonne verursachten parallaktischen Bewegungen ersieht, uns durchschnittlich näher als die der übrigen Klassen, die Sterne der Klasse B sind am weitesten entfernt. Aber selbst wenn man diese Verschiedenheiten der durchschnittlichen Entfernungen in Rechnung zieht, bleibt doch eine Abhängigkeit der Eigenbewegungen von der Spektralklasse in dem Sinne übrig, daß sich die Sterne der Klasse B am langsamsten, die der Klasse A etwas schneller, die der Klassen F bis M am schnellsten bewegen; innerhalb der letzteren Klassen ist eine Zunahme der Geschwindigkeit nicht mehr sicher zu erkennen. Nach Boss verhalten sich die wirklichen Geschwindigkeiten der Sterne der Klassen B, A, F bis M wie 6.3 : 10.2 : 16.6. Wie wir sehen werden, wird dieses höchst merkwürdige Gesetz dem Sinne nach voll bestätigt durch die Durchschnittswerte der Radialgeschwindigkeiten der den verschiedenen Spektralklassen angehörigen Sterne.

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 diese doch so unermesslich groß, 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; allein C. A. F. Peters hat das Haltlose dieser Annahme vollkommen überzeugend nachgewiesen, so daß sie als beseitigt gelten darf. Auch Untersuchungen über eine Umlaufbewegung der Fixsterne in der Ebene der Milchstraße, die durch Schönfeld angeregt wurden, sind ohne Resultat geblieben.

Freilich können wir leicht eine gewisse Gesetzmäßigkeit in den Eigenbewegungen der Sterne nachweisen, welche ihren Grund jedoch nur in der wirklichen Bewegung unseres Sonnensystems hat. Da unsere Sonne nur einer unter den Millionen von Sternen ist, so wird sie eben-

sogut wie diese eine Bewegung haben, und wir werden ihre Bewegung, an der das ganze Sonnensystem teilnimmt, aus den Eigenbewegungen der Sterne erkennen können. Wäre nämlich ein Stern in Wirklichkeit in Ruhe, so würde er uns infolge der Sonnenbewegung doch bewegt erscheinen, und zwar in entgegengesetzter Richtung, als diese vor sich geht. Zeigt also ein Stern eine Eigenbewegung, so wird sie 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 bis vor kurzem fast allgemein geschehen ist, die Hypothese macht, daß die wirklichen Bewegungen der Sterne, die *motus peculiare*s, 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 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 liegt nunmehr eine große Anzahl von Bestimmungen des Punktes, nach welchem die Bewegung unseres Sonnensystems gerichtet ist, des sogenannten »*Apex*« der Sonnenbewegung, 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, Kold und Newcomb. Letzterer nahm als wahrscheinlichstes Ergebnis der zuverlässigsten Bestimmungen des Apex an, daß dieser 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. Die neuesten Bestimmungen des Apex von Weersma aus den Eigenbewegungen von 3600 Sternen und von Boss aus denjenigen von etwa 5400 in seinem oben erwähnten »General Catalogue« enthaltenen Sternen ergaben für die Position dieses Punktes folgende Werte:

Weersma:	Rektaszension	268°	Deklination	+ 31°
Boss:	»	271,	»	+ 34°.

Diese Zahlen stimmen mit den von Newcomb angenommenen nicht sehr gut überein. Es muß überhaupt hervorgehoben werden, daß die Bestimmung des Apex keineswegs als sehr sicher betrachtet werden kann, da viele unsichere Elemente in die Rechnungen eingehen.

Die wichtigste Hypothese, welche bei der Bestimmung des Apex im allgemeinen gemacht wird, ist, wie wir sahen, diejenige von der regellosen Verteilung der motus peculiare. Ist diese Fundamental-Hypothese nicht erfüllt, so kann die schlechte Übereinstimmung der nach verschiedenen Methoden und mit verschiedenem Material erhaltenen Positionen des Apex nicht wundernehmen. Nun hat schon vor fast zwanzig Jahren Kobold darauf hingewiesen, daß die wirkliche Verteilung der Eigenbewegungen sich mit der der Fundamental-Hypothese entsprechenden nicht deckt. Im Jahre 1904 machte dann Kapteyn die Ergebnisse seiner Untersuchung der Eigenbewegungen von 2400 Sternen des Bradley-Katalogs bekannt. Wären die motus peculiare regellos, so könnten die beobachteten Eigenbewegungen nur eine Richtung, nämlich die der Bewegungsrichtung der Sonne entgegengesetzte, bevorzugen, sie würden also vorzugsweise nach dem *Antiapex*, d. h. nach dem dem Apex gegenüberliegenden Punkte der Sphäre, gerichtet sein. Kapteyn fand aber, daß die Eigenbewegungen jener 2400 Sterne nicht nur eine, sondern vielmehr zwei Richtungen bevorzugen; es gibt also zwei Punkte an der Himmelssphäre, auf die die scheinbaren Eigenbewegungen der Sterne vorwiegend gerichtet sind, und die Kapteyn als *scheinbare Vertices* der Eigenbewegungen bezeichnet. Die Sache ist so zu verstehen, daß Sterne, bei denen die Richtung der Eigenbewegung einen kleinen Winkel mit der Richtung nach einem der scheinbaren Vertices einschließt, verhältnismäßig häufig sind, und zwar um so häufiger, je kleiner dieser Winkel ist.

Es fragt sich nun, wie die ganze Erscheinung zu deuten ist. Wir haben schon bei früherer Gelegenheit gesehen (s. S. 203), daß, wenn mehrere Sterne sich parallel und geradlinig im Raume bewegen, ihre scheinbaren Bewegungen an der Sphäre nach einem bestimmten Punkte der letzteren konvergieren. Stellen wir uns nun eine sehr große Zahl von Sternen vor, die eine gemeinsame, geradlinige Bewegung im Raume haben, von denen aber jeder außerdem noch mit einer Sonderbewegung begabt ist, so werden, falls die Sonderbewegungen keinerlei Gesetz befolgen, sondern ganz regellos sind, die Sterne ebenfalls im Durchschnitt sich nach einem Punkte der Sphäre hin zu bewegen scheinen; ihre Eigenbewegungen werden in der oben geschilderten Art die Richtung nach diesem »Vertex«

bevorzugen. Kapteyn nimmt nun, um die von ihm entdeckten Gesetzmäßigkeiten in den Eigenbewegungen zu erklären, an, daß es zwei solcher »Sterntriften« im Raume gibt. Die Sterne einer jeden von ihnen haben außer der gemeinschaftlichen Triftbewegung noch regellos verteilte Sonderbewegungen. Man hat eine solche »Sterntrift« verglichen mit einem Schwarm von Fischen, die beliebig durcheinander schwimmen, gleichzeitig aber alle zusammen von einer Strömung fortgeführt werden.

Die Resultate von Kapteyn fanden bald eine Bestätigung durch die Arbeiten anderer Astronomen. Eddington prüfte die Eigenbewegungen von 4200 Sternen des Katalogs von Groombridge (zwischen $+52^\circ$ Deklination und dem Nordpol) und von 1100 anderen, dem Nordpol nahen Sternen; später zog er noch die Eigenbewegungen von 1500 Zodiakal-Sternen zu seinen Untersuchungen heran und schließlich noch diejenigen von etwa 5300 Sternen des Preliminary General Catalogue von Boss. Dyson dagegen benutzte bei einer ersten Untersuchung 1100 Sterne, deren Eigenbewegungen groß ($20''$ bis $80''$ in 100 Jahren) sind, bei einer zweiten Untersuchung etwa 1600 solcher Sterne. Hough und Halm endlich haben die Eigenbewegungen der Bradley-Sterne von neuem diskutiert. Für die scheinbaren Vertices ergaben sich folgende Positionen:

	I	II
Kapteyn (Bradley-Sterne)	AR 85° Dekl. -11°	AR 260° Dekl. -48°
Eddington (Groombridge-Sterne) . .	90 — 18	292 — 58
» (Zodiakal-Sterne)	103 — 11	330 — 64
» (Boss-Sterne)	91 — 15	288 — 64
Dyson (Große Eigenbewegungen) I .	94 — 7	240 — 74
» » » II .	93 — 7	246 — 64
Hough und Halm (Bradley-Sterne) .	87 — 13	276 — 41

Diese Zahlen zeigen, daß die beiden Punkte (und zwar besonders der zweite) allerdings erst sehr unsicher bestimmt sind, aber sie bestätigen doch die Realität des von Kapteyn entdeckten Gesetzes. Von den hier angeführten Bestimmungen der scheinbaren Vertices ist die von Eddington ausgeführte, auf den Eigenbewegungen des Boss'schen Katalogs beruhende, am genauesten, und es soll daher hier noch etwas näher auf sie eingegangen werden. Eddington schließt bei seiner Untersuchung die Helium-Sterne aus, da er annimmt, daß sie die Bewegung der beiden Triften nicht teilen. Außerdem läßt er auch die Sterne beiseite, welche bekannten Sternströmen, wie dem Taurus-Strom und dem Ursa major-Strom (vgl. S. 204 und weiter unten) angehören. Er teilt nun die Sphäre in 34 Regionen, von denen immer je zwei diametral gegenüberliegen und so ein zusammen-

gehöriges Paar bilden. Für jedes Paar von Regionen werden aus den Richtungen der Eigenbewegungen der darin liegenden Sterne die beiden Richtungen bestimmt, nach welchen sich diese Sterne vorzugsweise zu bewegen scheinen, d. h. also die Richtungen nach den beiden scheinbaren Vertices. Verlängert man diese Richtungen an der Sphäre, so erhält man für jedes Paar von Regionen zwei größte Kreise, von denen der eine durch den scheinbaren Vertex der ersten Trift, der andere durch den der zweiten Trift geht. Die beiden scheinbaren Vertices werden also als Schnittpunkte von je siebzehn größten Kreisen an der Sphäre bestimmt. Nun gehen allerdings in Wirklichkeit diese Kreise durchaus nicht genau durch einen Punkt, schon aus dem Grunde, daß ihre Bestimmung mit ziemlich großen Unsicherheiten behaftet ist. Immerhin ist der scheinbare Vertex der ersten Trift ziemlich genau festgelegt, während für den der zweiten Trift die Genauigkeit weit geringer ist. Die 17 größten Kreise, welche der zweiten Trift entsprechen, gehen aber immer noch alle durch ein Areal, welches sich zur Fläche der ganzen Sphäre verhält, wie die Fläche der Sahara zur Erdoberfläche. Das Verhältnis der Anzahl der zu Trift I und Trift II gehörigen Sterne ist an verschiedenen Stellen des Himmels verschieden, im Durchschnitt ist es 3:2.

Die Heliumsterne sowie eine Anzahl anderer scheinen nach Eddington an der Triftbewegung nicht teilzunehmen; sie bewegen sich vorzugsweise nach dem Antiapex der Sonnenbewegung hin, ihre scheinbare Bewegung ist also wahrscheinlich im wesentlichen parallaktischer Natur, d. h. durch die Bewegung der Sonne hervorgerufen. Während Eddington zunächst der Meinung war, daß diese dritte Trift gegenüber den beiden anderen nur eine unwesentliche Rolle spiele, trat Halm mit der Ansicht hervor, daß ihr weit mehr Sterne angehören, als man zunächst zu glauben geneigt ist, und Eddington ist dieser Ansicht später beigetreten. Es würde also nach Halm nicht zwei, sondern drei große Sterntriften geben. Es ist in der Tat durchaus nicht so einfach, die verschiedenen Triften voneinander abzu-sondern, wenn ihre Richtungen nicht sehr verschieden sind, und so ist es durchaus erklärlich, daß man sogar über ihre Zahl — ob zwei oder drei — verschiedener Meinung sein kann. Halm bezeichnet die von ihm angenommene dritte Trift als Trift 0 und gelangt mit Hilfe der Eigenbewegungen des Boss'schen Katalogs zu folgenden Positionen der scheinbaren Vertices der drei Triften:

Trift 0	AR 90°	Dekl. — 36°
I	90	0
II	270	— 49

Der erste Punkt ist so gut wie identisch mit dem Antiapex der Sonnenbewegung. Trift 0 und Trift I schließen nach obigen Zahlen nur einen Winkel von 36° miteinander ein. Nach Halm sind an verschiedenen Stellen der Sphäre die drei Triften prozentual sehr verschieden gemischt, was die Erscheinungen noch verwickelter macht; im Durchschnitt gehören 43% der untersuchten Sterne zu Trift 0, 32% zu Trift I, 25% zu Trift II.

Da, wie wir soeben sahen, die Richtungen von Trift 0 und Trift I sich nur wenig unterscheiden und die Ansichten über die Zahl der Triften bzw. über die Deutung der beobachteten Erscheinungen noch nicht völlig geklärt sind, so wollen wir den weiteren Betrachtungen die Annahme nur zweier Triften zu Grunde legen. So, wie wir die beiden Triften an der Sphäre beobachten, schließen sie einen stumpfen Winkel miteinander ein. Die beobachtete Bewegung kann aber mit der wirklichen nicht übereinstimmen, da sich ja auch unser Sonnensystem durch den Raum bewegt. Den Einfluß dieser Bewegung auf die Eigenbewegungen der Fixsterne haben wir schon besprochen; er besteht darin, daß die Sterne sich vom Apex zu entfernen scheinen. Es handelt sich nun darum, diesen Einfluß der Sonnenbewegung von der Triftbewegung der Sterne abzusondern, um die wirklichen, gesetzmäßigen Bewegungen der Sterne zu erhalten. Wie diese Rechnung ausgeführt wird, braucht hier nicht näher dargelegt zu werden. Wir begnügen uns mit der Angabe, daß die an den Eigenbewegungen der Sterne wahrgenommenen Gesetzmäßigkeiten nach Kapteyn durch die Annahme erklärt werden können, daß die beiden Sterntriften sich diametral entgegengesetzt im Raume bewegen, und daß die Bewegung der einen Trift nach einem in der Milchstraße gelegenen Punkte, dem wahren Vertex, zielt, der nach Kapteyns erster Bestimmung die Rektaszension 91° , die Deklination $+13^\circ$ hat, während der wahre Vertex der zweiten Trift diesem Punkte diametral gegenüber liegt (AR 271° , Dekl. -13°). Der erste Punkt liegt nahe bei dem Stern ξ Orionis. Die beiden Triften sind räumlich nicht voneinander getrennt, sondern durchsetzen sich gegenseitig*). Die Sonne bewegt sich nach einem Punkte, dessen Lage im wesentlichen übereinstimmt mit derjenigen des Apex, wie sie nach den bisher angewandten Methoden erhalten worden ist; sie ist zur zweiten Trift zu rechnen.

Nach Kapteyns Anschauung ist also das ganze Sternsystem in zwei sich durchsetzende Schwärme von Sternen gespalten, die sich in entgegengesetzter Richtung bewegen. Zu einer anderen Auffassung, die sich gleich-

*) Zur ersten Trift gehören nach Dyson von hellen Sternen z. B. α Andromedae, α Aquilae, α , β , γ Centauri, α Gruis, α Leonis, α Lyrae, α Piscis austrini, zur zweiten α Canis majoris, α Bootis, α Ophiuchi.

falls mit den an den Eigenbewegungen festgestellten Gesetzmäßigkeiten verträglich, ist Schwarzschild gelangt. Diese neue Auffassung hat den Vorzug, daß sie eine unitarische ist, d. h. das ganze Sternsystem als Einheit betrachtet. Schwarzschild nimmt an, daß es in unserem Sternsystem eine Art »Heerstraße« gibt, in deren Richtung die Sterne sich mit Vorliebe bewegen. Diese Straße ist parallel einem Durchmesser des Milchstraßensystems, und sie ist auf einen in der Milchstraße gelegenen Punkt der Sphäre gerichtet, den Schwarzschild als »Vertex« bezeichnet, und der dem Kapteynschen wahren Vertex entspricht. Die Häufigkeit einer Sternengeschwindigkeit von bestimmter Größe in einer bestimmten räumlichen Richtung hängt nun in gesetzmäßiger, durch eine Formel angebbarer Weise von dem Winkel ab, den diese Richtung mit der Richtung nach oder von dem Vertex macht. Je näher die Richtung der Geschwindigkeit mit der Richtung nach oder von dem Vertex zusammenfällt, desto mehr Sterne bewegen sich in dieser Richtung, und am wenigsten Sterne bewegen sich in der Richtung senkrecht zur Heerstraße. Es bewegen sich hiernach ebensoviele Sterne vom Vertex weg als nach ihm hin, und die ganze Verteilung der Bewegungen wird ähnlich wie bei der Kapteynschen Theorie.

Die eben auseinandergesetzte unitarische Theorie, die eine verhältnismäßig einfache Bestimmung der Lage des Apex der Sonnenbewegung und des Vertex gestattet, ist von Schwarzschild selbst auf die Sterne des Groombridge-Katalogs, von Beliaowsky auf etwa 1300 Sterne mit starken Eigenbewegungen, von Rudolph auf 2400 Sterne des Bradley-Katalogs angewandt worden. Die genannten drei Astronomen haben also im wesentlichen dasselbe Material benutzt, wie Eddington (bei seiner ersten Untersuchung), Dyson und Kapteyn; die betreffenden Resultate stimmen, obwohl verschiedene Theorien zugrunde gelegt sind, gut mit denen der drei letztgenannten Forscher überein. Wir geben hier eine vollständige Zusammenstellung sowohl der nach der Kapteynschen Zwei-Triften-Theorie, als auch der nach der Schwarzschild'schen Theorie bisher erhaltenen Bestimmungen von Apex und wahren Vertex:

	Apex		Vertex	
Kapteyn (Bradley-Sterne)	—	—	AR 91°	Dekl. + 13°
Eddington (Groombridge-Sterne) . . .	AR 266°	Dekl. + 31°	95	+ 3
» (Zodiakal-Sterne)	—	—	109	+ 6
» (Boss-Sterne)	267	+ 36	94	+ 12
Dyson (Sterne mit großen Eigenbewegungen) I	281	+ 42	88	+ 24
» II	283	+ 44	88	+ 21
Hough und Halm (Bradley-Sterne) . .	—	—	90	+ 8

	Apex		Vertex	
Schwarzschild (Groombridge-Sterne)	266°	+ 33°	93°	+ 6°
Rudolph (Bradley-Sterne)	268	+ 26	96	+ 7
Beliawsky (Sterne mit großen Eigenbewegungen)	281	+ 36	86	+ 24

Keine der beiden Theorien von Kapteyn und von Schwarzschild beansprucht, für etwas anderes gehalten zu werden, als für eine weitere Annäherung an die Wahrheit gegenüber der Annahme von der regellosen Verteilung der motus peculiare, und es wäre durchaus unberechtigt, zu glauben, daß nunmehr die wirkliche Konstitution der uns umgebenden Fixsternwelt ergründet sei; eine endgültige Entscheidung zwischen beiden Theorien gestatten die Beobachtungen gegenwärtig noch nicht.

Man kann versuchen, die Existenz der Vorzugsrichtung in den Bewegungen der Sterne, welche sowohl nach Kapteyns wie nach Schwarzschilds Auffassung besteht, durch eine Art Zentralbewegung der Fixsterne zu erklären, die unter dem Einfluß der Gravitation des ganzen Fixsternkomplexes zustande kommt. Schwarzschild nimmt an, daß die Sterne in der Mehrzahl angenähert kreisförmige Bahnen um das Zentrum beschreiben, wie die Planeten um die Sonne, wobei aber direkte und retrograde Bewegungen gleich oft vorkommen. Dann werden in der Tat die Sterne, die in der Nachbarschaft unserer, außerhalb des Zentrums befindlichen Sonne vorbeiziehen, vorzugsweise in der Richtung der Tangente um einen durch die Sonne gehenden Kreis laufen, dessen Mittelpunkt im Zentrum des Systems liegt; die direkt sich bewegenden Sterne würden der einen Kapteynschen Trift, die retrograd sich bewegenden der anderen entsprechen. Der wahre Vertex würde also in einer Richtung liegen, die senkrecht zu der nach dem Zentrum steht. Turner hingegen meint, daß sich die meisten Sterne in äußerst langgestreckten, parabelartigen Bahnen um das Zentrum bewegen; wegen der langgestreckten Form der Bahnen würde auch auf diese Weise der Eindruck zweier entgegengesetzter Sterntriften entstehen. Der wahre Vertex würde in diesem Falle die Richtung nach dem Zentrum selbst, nicht die dazu senkrechte angeben. Die Umlaufzeiten der Sterne würden sehr groß sein; die der Sonne schätzt Turner auf 400 Millionen Jahre. Auch Oppenheim ist von anderen Gesichtspunkten aus zu der Auffassung gelangt, daß sich die Gesetzmäßigkeiten in den Eigenbewegungen durch Bewegungen der Sterne um einen Zentralpunkt erklären lassen.

Wir haben schon oben ausführlich auseinandergesetzt, daß die Eigenbewegungen für Sterne, welche sich in einem vorgeschrittenen spektralen Entwicklungsstadium befinden, größer sind als für diejenigen, welche

den früheren Spektraltypen angehören, daß also, wenn wir aus dem Spektraltypus eines Sternes auf sein Alter schließen dürfen, die älteren Sterne sich durchschnittlich rascher bewegen, als die jüngeren. Man hat nun auch das Verhalten der nach Spektralklassen geordneten Sterne zu den Sterntriften studiert, und es haben sich dabei nach Kapteyn, B. Boss und anderen bemerkenswerte Einzelheiten ergeben. In betreff der Helium-Sterne (Klasse B) sahen wir bereits, daß ihre Eigenbewegungen sehr klein und hauptsächlich parallaktischer Natur sind. Bei den Sternen der Spektralklasse A ist die Bewegung in den beiden großen Triften am deutlichsten ausgeprägt; sie bewegen sich augenscheinlich im allgemeinen mit ziemlich großer Annäherung parallel der Ebene der Milchstraße. Bei den Sternen der Klasse F ist die Triftbewegung schon weniger ausgesprochen, und bei den ältesten Sternen (Klasse K und M) sind die Bewegungen fast regellos, so daß bei ihnen die Triftbewegung nur noch wenig hervortritt. Kapteyn ist auf Grund dieser Wahrnehmungen zu der folgenden Hypothese gelangt: Es hat ursprünglich zwei Wolken von Sternen gegeben, die den beiden großen Triften entsprechen, und in denen sich die Sterne annähert parallel und mit gleicher Geschwindigkeit bewegten. Mit der Zeit haben sich die Richtungen und Geschwindigkeiten der Sterne innerhalb jeder der beiden Wolken geändert, so daß gegenwärtig die ältesten Sterne am meisten, die jüngsten am wenigsten, aber alle mehr oder minder von der ursprünglichen Richtung und Geschwindigkeit der Bewegung abweichen. Die Materie jener beiden Wolken breitet sich allmählich aus, und zwar erfolgt diese Ausbreitung in der Ebene der Milchstraße. Diese Ansicht ist geeignet, die Zwei-Triften-Theorie mit der Drei-Triften-Theorie Halms zu versöhnen. Halms Trift 0, der die Helium-Sterne angehören, bildet den extremen Teil der Kapteynschen ersten Trift, denjenigen nämlich, der die ursprüngliche Richtung und Geschwindigkeit am wenigsten geändert hat. Aus welchem Grunde die Sterne die Richtung und Geschwindigkeit ihrer Bewegung ändern, wissen wir nicht, doch wird man in erster Linie an die gegenseitige Anziehung als mögliche Ursache denken.

Während bei den großen Sterntriften nur das Vorherrschen einer bestimmten Bewegungsrichtung angenommen wird, gibt es am Himmel einige, zum Teil weit zerstreute Sterngruppen, bei denen die Bewegungen der einzelnen Komponenten mit staunenerregender Exaktheit in paralleler Richtung und mit gleicher Geschwindigkeit erfolgen, so daß sich also die relativen Stellungen dieser Sterne im Raume nicht ändern. Es ist schon früher (s. S. 203) auseinandergesetzt worden, daß die Eigenbewegungen der Sterne eines solchen »Stromes« nach einem Punkte der Sphäre konvergieren, und daß man, wenn die Eigenbewegungen und die Radial-

geschwindigkeiten*) der Sterne bekannt sind, ihre Entfernung berechnen kann.

Ein sehr markantes Beispiel für ein derartiges System findet sich im Sternbilde des Stieres, und die Sterne der Hyaden-Gruppe gehören zum Teil dazu. Boss konnte nachweisen, daß 41 Sterne der Größenklassen 3.5 bis 7.0, die über das Areal von $3^h 8$ bis $5^h 1$ in Rektaszension und von $+5^\circ$ bis $+23^\circ$ in Deklination verteilt sind, sich nach einem bei AR 92° , Dekl. $+7^\circ$ gelegenen Konvergenzpunkte bewegen, der nicht weit von dem scheinbaren Vertex der ersten Kapteynschen Trift entfernt liegt, so daß der „Taurus-Strom“ also einen Teil der Trift I bildet. Die Eigenbewegungen der Sterne betragen $7''$ bis $15''$ in 100 Jahren. Fig. 194 ist

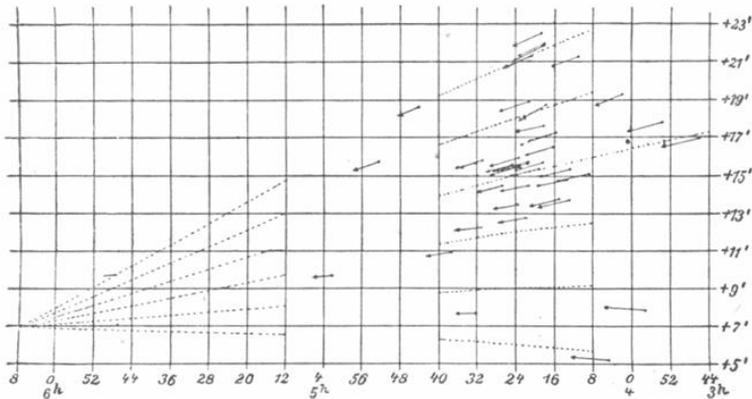


Fig. 194.

eine Darstellung des Systems, wie wir es an der Sphäre beobachten. Die punktierten Linien geben die genauen Richtungen nach dem Konvergenzpunkte; die Punkte, von denen die Pfeile ausgehen, zeigen die gegenwärtige Stellung der Sterne an, die Pfeile kennzeichnen die Richtung der Eigenbewegungen und ihren Betrag in 50 000 Jahren. Nach 65 000 000 Jahren werden die Sterne, wenn ihre Bewegungen dieselben bleiben wie jetzt, von der Erde aus gesehen einen Sternhaufen von $20'$ Durchmesser bilden.

Für einige Sterne des Stromes ist die Radialgeschwindigkeit bekannt, und man kann danach berechnen, daß sich die Komponenten mit einer Geschwindigkeit von 46 km pro Sekunde (relativ zur Sonne) durch den Raum bewegen, und daß die Parallaxen $0''.02$ bis $0''.03$ betragen. Die enorme Ausdehnung des Systems ist bemerkenswert; Boss findet, daß die äußersten Komponenten des Stromes mehr als 30 Lichtjahre von ein-

*) Die Definition dieses Begriffes findet sich auf Seite 570.

ander entfernt sind. Wahrscheinlich gehören noch zahlreiche schwächere Sterne, deren Eigenbewegungen noch nicht hinreichend genau bekannt sind, mit zu dem Strom. Dasselbe ist vielleicht auch bei einigen anderen, weit an der Sphäre verstreuten Sternen der Fall; bei diesen letzteren werden aber erst noch die Radialgeschwindigkeiten gemessen werden müssen, um über ihre Zugehörigkeit zu entscheiden.

Noch einen zweiten merkwürdigen Strom haben wir hier zu besprechen. Schon Proctor hatte darauf aufmerksam gemacht, daß die Sterne β , γ , δ , ϵ , ζ Ursae majoris nahezu parallele Bewegungen besitzen; in der Tat konvergieren die Eigenbewegungen dieser Sterne, welche 9" bis 13" in 100 Jahren betragen, nach einem Punkte hin. Nachdem Klinkerfues und Höffler Untersuchungen über das System angestellt hatten, die sich aber auf ungenaue Werte der Radialgeschwindigkeiten stützten und daher nicht zu befriedigenden Resultaten führen konnten, hat Ludendorff unter Anwendung besserer Werte der Radialgeschwindigkeiten und Eigenbewegungen die Bewegung der fünf Sterne näher untersucht; dabei wurde die Parallelität und Gleichheit ihrer Bewegungen bestätigt gefunden. Bald darauf wies Hertzsprung nach, daß noch mehrere andere, weit am Himmel verstreute Sterne an der Bewegung dieses Systems teilnehmen, vor allem Sirius, ferner β Aurigae, α Coronae borealis, δ Leonis, 37 Ursae majoris, 78 Ursae majoris und Groombridge 1930. Für die drei letztgenannten Sterne muß allerdings der Nachweis der Zugehörigkeit zu dem System noch durch Untersuchung der Radialgeschwindigkeiten vervollständigt werden. Der Konvergenzpunkt des ganzen Systems liegt bei $AR = 309^\circ$, $Dekl. = 42^\circ$, also nicht weit von dem scheinbaren Vertex der zweiten Kapteynschen Trift; die Geschwindigkeit des Systems im Raume beträgt (relativ zur Sonne) 19 km in der Sekunde. Die Parallaxen der fünf genannten Sterne des Großen Bären sind nahezu gleich und betragen im Mittel 0"045. Für Sirius ergab die Rechnung fast genau dieselbe Parallaxe (0"37), die man auch durch direkte Messungen gefunden hat (0"38). Übrigens sind in dem System kleine Abweichungen von der Gleichheit und Parallelität der Bewegungen angedeutet.

Ein weiterer Strom von Sternen, bei welchem die Parallelität und Gleichheit der Bewegungen zwar sehr nahe, aber doch nicht völlig streng erfüllt ist, wurde von Benjamin Boss auf Grund der im Preliminary General Catalogue seines Vaters Lewis Boss gegebenen Eigenbewegungen ausfindig gemacht. Der bekannteste Stern unter den Komponenten dieses Stromes ist 61 Cygni, und man nennt den Strom daher den 61 Cygni-Strom. Zu ihm gehören u. a. auch λ Aurigae, ϵ Indi, π Mensae, δ Cassiopejae, ϵ Virginis, sowie eine Reihe von schwächeren Sternen. Der schein-

bare Konvergenzpunkt der Bewegung liegt bei AR 94° , Dekl. $+7^\circ$, fällt also innerhalb der Grenzen der Genauigkeit seiner Bestimmung mit dem Konvergenzpunkt des Taurus-Stromes zusammen. Die Geschwindigkeit der Sterne des 61 Cygni-Stromes ist aber viel größer als beim Taurus-Strom, nämlich 95 km (statt 46 km) relativ zur Sonne. Will man die wirklichen Zielpunkte und Geschwindigkeiten beider Ströme kennen lernen, so muß man die Bewegung der Sonne in Rechnung ziehen. Man findet nach B. Boss:

	Wahrer Zielpunkt	Geschwindigkeit
für den 61 Cygni-Strom:	AR 101° Dekl. $+9^\circ$	80 km
für den Taurus-Strom:	93 $+30$	33

so daß also die wirklichen Richtungen beider Ströme nicht zusammenfallen.

Auch die Helium-Sterne (Spektralklasse B), deren Eigenbewegungen, wie wir gesehen haben, im allgemeinen außerordentlich klein sind, zeigen nach B. Boss und Eddington Neigung, sich zu Strömen anzuordnen, deren Komponenten gleiche und parallele Bewegung haben, wenn auch die weitgehenden Gesetzmäßigkeiten in den Bewegungen dieser Sterne, denen Kapteyn auf die Spur gekommen zu sein glaubte, sich nicht bestätigen sollten. So konstatierte Eddington im Sternbilde des Perseus einen Strom von 16 Helium-Sternen mit gleicher und paralleler Bewegung, die aber, von uns aus gesehen, nur $4''2$ in 100 Jahren beträgt; zu dieser Gruppe gehören u. a. ϵ , δ , ψ Persei und ρ Aurigae.

Das Vorhandensein von Sternströmen ist noch in mehreren anderen Fällen zu vermuten. Z. B. haben auch die Sterne, welche die Gruppe der Plejaden bilden, zum großen Teil eine gemeinsame Eigenbewegung.

Wir haben bisher fast ausschließlich 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 neuere Zeit hat uns im Spektroskop ein Mittel an die Hand gegeben, auch die auf uns zu oder von uns weg gerichteten Bewegungskomponenten der Sterne, ihre *Radialgeschwindigkeiten*, zu messen.

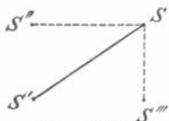


Fig. 195.

In der Fig. 195 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 zunächst abgesehen wird), dagegen das Stück SS''' die Bewegungsgröße des Sternes in der Richtung der Gesichtslinie (*Visionsradius*) darstellen. Bisher vermochten wir nur die Größen SS'' oder die *lateralen*

Eigenbewegungen der Sterne 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 im Visionsradius zu messen, haben wir bereits gesehen: die enormen Bewegungen im Raume werden im Spektroskop in äußerst geringe Verschiebungen der Spektrallinien umgesetzt (vgl. S. 227). Diese Verschiebungen sind bei ihrer Geringfügigkeit nur schwer 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 \AA in der Wellenlänge, und Bewegungen von dieser Größe kommen zwar am Sternhimmel vor, sind jedoch nur selten anzutreffen*).

Die Radialbewegung, wie wir sie durch Messung der Linienverschiebungen im Spektrum eines Sternes erhalten, ist nun keineswegs dem Stern allein zuzuschreiben. Zunächst ist zu beachten, daß sich die Sonne und mit ihr die Erde durch den Weltraum bewegt, so daß ein Teil der beobachteten Radialbewegung auf die Bewegung der Sonne zurückzuführen ist. Wenn der Apex und die Geschwindigkeit der Sonne bekannt sind, so ist es leicht, die absoluten Bewegungen der Sterne in der Gesichtslinie aus den beobachteten abzuleiten. Im allgemeinen ist es aber üblich, die Radialgeschwindigkeiten in bezug auf die Sonne anzugeben.

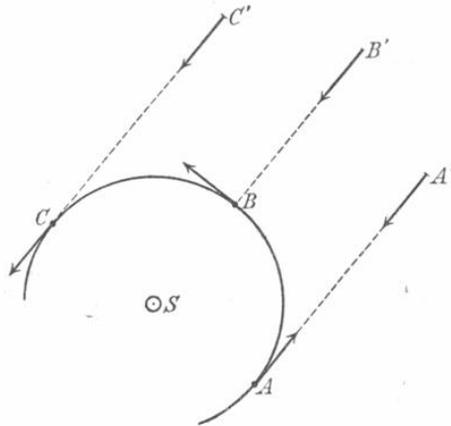


Fig. 196.

Ferner geht auch die Bewegung der Erde in ihrer Bahn um die Sonne in die beobachteten Radialgeschwindigkeiten der Sterne ein; in

*) Bei den hier in Betracht kommenden, im Vergleich zur Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes 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 Sternes zur Erde, als auch umgekehrt zur Berechnung der Bewegung der Erde zum Stern oder der aus der gleichzeitigen Bewegung beider Körper resultierenden Geschwindigkeit. Eine Vergrößerung 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.

welcher Weise dies geschieht, soll an vorstehender Fig. 196 näher erläutert werden.

Steht die Erde im Punkte A ihrer Bahn um die Sonne S , 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 Sterne 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 Sternes 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. 196 nach Größe und Richtung die Bewegungen der Erde und des Sternes in der Sekunde (Geschwindigkeit) an, und machen wir die Annahme, daß der Stern eine Geschwindigkeit besitzt, die der der Erde in ihrer Bahn gleich ist, so wird, wenn die Erde im Punkte B steht, eine Verschiebung der Spektrallinien eintreten, die lediglich von der Bewegung des Sternes herrührt; 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 man auf einfache Weise die beobachteten Radialgeschwindigkeiten der Sterne von dem Einfluß der Erdbewegung befreien oder, mit anderen Worten, eine Reduktion der beobachteten Geschwindigkeit auf die Sonne vornehmen kann, wie es stets mit allen gemessenen Radialgeschwindigkeiten der Sterne geschieht. Umgekehrt kann man auch, wie wir früher sahen (s. S. 212 f.), aus Messungen der Radialgeschwindigkeiten von Sternen die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn und damit die Aberrationskonstante bzw. die Sonnenparallaxe bestimmen. Bei genauen Bestimmungen von Radialgeschwindigkeiten muß auch die Bewegung des Beobachters infolge der Rotation der Erde um ihre Achse in Rechnung gezogen werden.

Huggins in London (1868) und Vogel, damals in Bothkamp, (1871) waren die ersten, welche Messungen der Radialgeschwindigkeiten an einigen hellen Sternen vorgenommen und Resultate erhalten haben. Die außer-

ordentlich mühsamen Beobachtungen wurden in der Weise angestellt, daß vor dem Spalt eines mit einem größeren Refraktor verbundenen, stark zerstreuenden Spektralapparats eine mit verdünntem Wasserstoff gefüllte Geißlersche Röhre angebracht und der Faden des am Beobachtungsfernrohre des Spektralapparats befindlichen Mikrometers abwechselnd auf die Wasserstofflinie $H\beta$ im Stern und auf die entsprechende Linie des zum Leuchten gebrachten Wasserstoffs in der Röhre eingestellt wurde. Die Differenz der Ablesungen gab dann die Größe der Verschiebung.

Später wurden derartige Beobachtungen auf der Sternwarte zu Greenwich weitergeführt. Die große Ausdauer, mit der dies geschah, war um so aner kennenswerter, als die Astronomen sich damals im allgemeinen 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 als richtig erkannt worden war, auf Lichtwellen zu übertragen (s. S. 226). Außerdem zeigten die Beobachtungen eine sehr geringe Übereinstimmung untereinander, und der oben besprochene Einfluß der Erdbewegung konnte nicht mit Sicherheit nachgewiesen werden.

Von der außerordentlichen Tragweite dieser Bewegungsbestimmungen überzeugt, bemühte sich Vogel, die Apparate und Methoden für derartige Untersuchungen zu verfeinern; aber erst nachdem 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 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. 238) gelang es, für eine größere Anzahl (50) von helleren Sternen die Geschwindigkeiten in der Gesichtslinie mit einiger Sicherheit 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 mehreren 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 weit überschätzt worden war.

Der errungene Erfolg ist jedoch nicht der Hinzuziehung der Photographie allein zu verdanken, sondern ist zum großen Teil dadurch bedingt worden, daß mit dem früheren Prinzip der Konstruktion der Apparate vollständig gebrochen und ein Apparat, der eine sehr große Stabilität besaß, ganz ausschließlich für den bestimmten Zweck ausgeführt wurde. Während die Spektroskope bis dahin so konstruiert wurden, daß sie recht vielen Zwecken dienen konnten, daß sie namentlich ermöglichten, in den verschiedensten Teilen des Spektrums Messungen auszuführen, bildete der von Vogel konstruierte Apparat nur ein kleines Stück des Spektrums in der Nähe der Wasserstofflinie $H\gamma$ ab. Weiter kam hinzu, daß, wo es das Spektrum des Sternes zuließ, nicht nur die Lage einer Linie im Sternspektrum gegen die einer entsprechenden Linie im Vergleichspektrum festgelegt wurde, sondern mehrere Linien zur Bestimmung der Verschiebung herangezogen wurden. Sodann wurde eine sichere Identifizierung der Linien im Sternspektrum durch direkte Vergleichung mit einer Aufnahme des Sonnenspektrums während der Messung angestrebt.

Die Potsdamer Untersuchungen wurden namentlich in Amerika wiederholt und erfolgreich weitergeführt; sie haben Resultate gezeitigt, die selbst die kühnsten Erwartungen übertroffen haben.

Die Radialgeschwindigkeiten von weit über tausend Sternen sind bereits bestimmt; die Sicherheit derselben ist bei Sternen mit linienreichem Spektrum so groß, daß die Werte einzelner Bestimmungen kaum 1 bis 2 km voneinander abweichen. Die Zahl der Doppelsterne, die mit Hilfe des Spektroskops aufgefunden wurden (siehe den nächsten Abschnitt), beläuft sich schon jetzt auf mehr als 500.

Ehe wir eine Zusammenstellung der Radialbewegungen einer größeren Anzahl von Sternen folgen lassen, möge hier noch auf die Fig. 197 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 $H\gamma$ (λ 4341) 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 Vergleichspektrums (Eisen und Wasserstoff). Das zur Darstellung gebrachte Stück des Spektrums würde auf den Originalplatten eines der größeren jetzt üblichen Sternspektrographen 15mal kleiner sein.

In die Tabelle auf S. 576ff. sind alle Sterne bis zur Größe 3.0 aufgenommen worden. Die Helligkeiten und Spektraltypen sind nach der „Revised

Harvard Photometry“ angegeben *), die Radialgeschwindigkeiten nach verschiedenen Quellen. Diejenigen Sterne, welche sich als spektroskopische Doppelsterne (vgl. den nächsten Abschnitt) erwiesen haben, sind durch * gekennzeichnet; für sie ist die Radialgeschwindigkeit des Schwerpunktes ihrer Bahn angeführt. Dieser Wert ist nur dann genau bekannt, wenn schon eine Bahnbestimmung vorliegt, in vielen anderen

λ 4370

λ 4341

λ 4308

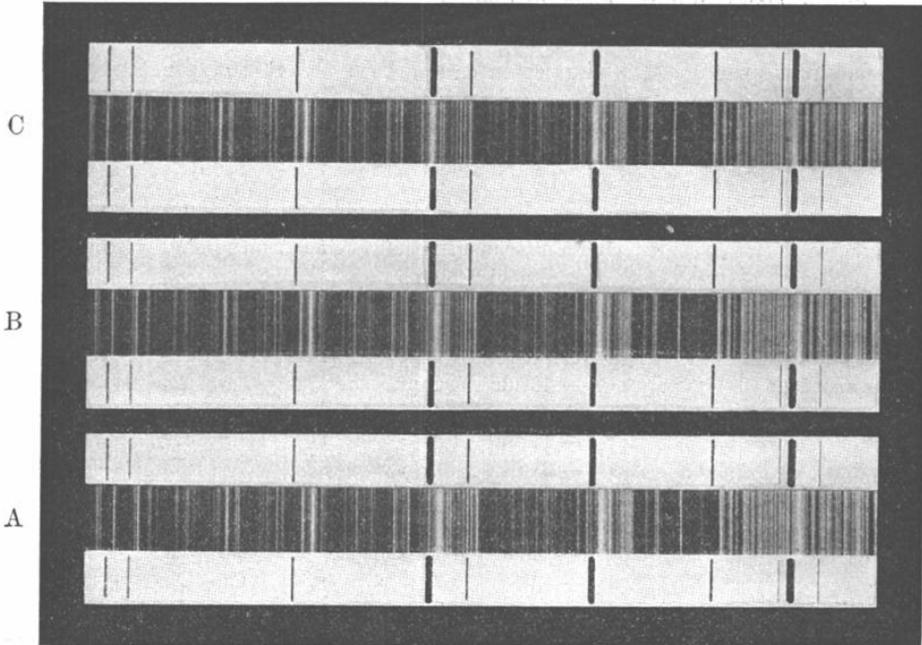


Fig. 197.

Fällen kann man ihn aber näherungsweise angeben; dies ist, soweit möglich, geschehen, und die betreffenden Werte sind eingeklammert. Für die visuellen Doppelsternsysteme α Canis majoris (Sirius) und α Centauri ist gleichfalls die Radialgeschwindigkeit des Schwerpunktes angegeben, für die andern visuellen Doppelsterne beziehen sich alle Angaben auf die hellere Komponente, wo es nicht (durch Indices) anders kenntlich gemacht ist. Außer wenn wir zufällig gerade senkrecht auf die Bahn eines Doppelsternes blicken (wie es z. B. sehr nahe bei α Canis minoris der Fall ist),

*) Das Zeichen p bei der Spektralklasse bedeutet, daß sich das Spektrum durch irgendeine Besonderheit auszeichnet.

wird sich natürlich die Radialgeschwindigkeit der Komponenten infolge der Bahnbewegung mit der Zeit ändern; da aber die Umlaufzeiten meist sehr groß sind, werden diese Änderungen in der Regel sehr langsam verlaufen.

In manchen Fällen sind die angegebenen Radialgeschwindigkeiten ungenau, entweder, weil noch nicht genug Messungen vorliegen, oder weil die Linien in dem betreffenden Spektrum undeutlich oder breit sind und daher nur unsicher gemessen werden können. Solche ungenauen Werte sind durch Doppelpunkte gekennzeichnet. Für einige Sterne endlich sind noch keine Werte der Radialgeschwindigkeit veröffentlicht, oder es ist bei spektroskopischen Doppelsternen noch kein Wert für die Radialgeschwindigkeit des Schwerpunktes angebar; in diesen Fällen steht ein Fragezeichen an Stelle des Wertes der Radialgeschwindigkeit.

Geschwindigkeiten im Visionsradius relativ zur Sonne.

(Positive Werte bedeuten eine Entfernung, negative eine Annäherung zwischen Stern und Sonne.)

Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.	Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.
α Andromedae*	2.2	A	-13 km	δ Capricorni*	3.0	A 5	?
β » *	2.4	Ma	(+ 2)	α Carinae	-0.9	F	+ 20 km
γ »	2.2	K	-11	β »	1.8	A	-16 :
α Aquilae	0.9	A 5	-33 :	ϵ »	1.7	Kp	+ 11
γ »	2.8	K 2	- 2	ϑ »	3.0	B	+ 16 :
ζ »	3.0	A	?	ι »	2.2	F	+ 13
α Arae*	3.0	B 3 p	(+ 2)	α Cassiopejæ	Var.	K	- 4
β »	2.8	K 2	- 1	β »	2.4	F 5	+ 13
α Arietis	2.2	K 2	-14	γ »	2.2	Bp	- 3 :
β » *	2.7	A 5	- 1	δ »	2.8	A 5	+ 7
α Aurigæ*	0.2	G	+ 30	α^1 Centauri	0.3	G	} - 22
β » *	2.1	Ap	-18	α^2 »	1.7	K 5	
ϑ »	2.7	Ap	+ 28	β »	0.9	B 1	+ 12 :
ι »	2.9	K 2	+ 19	γ »	2.4	A	- 9 :
α Bootis	0.2	K	- 5	δ »	2.9	B 3 p	?
γ »	3.0	F	- 35 :	ϵ »	2.6	B 1	+ 6
ϵ »	2.7	K	-16	η » *	2.6	B 3 p	(0)
η » *	2.8	G	0	ϑ »	2.3	K	+ 2
α Canis majoris*	-1.6	A	- 8	ι »	2.9	A 2	+ 2
β » *	2.0	B 1	+ 34 :	α Cephei	2.6	A 5	?
δ » *	2.0	F 8 p	+ 34 :	α Ceti	2.8	Ma	-25
ϵ »	1.6	B 1	+ 29	β »	2.2	K	+ 14
η »	2.4	B 5 p	+ 40	α Columbae	2.8	B 5 p	?
α Canis minoris	0.5	F 5	- 4	α Coronæ bor.*	2.3	A	0
α Canum venat.	2.9	Ap	- 1	β Corvi	2.8	G 5	- 7

Stern	Größe	Spektr.	Radial- geschw.	Stern	Größe	Spektr.	Radial- geschw.
γ Corvi *	2.8	B 8	(- 7) km	δ Orionis *	2.5	B	+ 23 km
α^1 Crucis	1.6	B 1	+ 7	ϵ » *	1.8	B	(+ 24)
α^2 »	2.1	B 1	?	ζ »	2.0	B	+ 18
β » *	1.5	B 1	(+ 13)	ι » *	2.9	Oe 5	+ 22
γ »	1.6	Mb	+ 21	κ »	2.2	B	+ 21
α Cygni *	1.3	A 2	(- 5)	α Pavonis *	2.1	B 3	+ 2
γ »	2.3	F 8 p	- 6	α Pegasi *	2.6	A	?
δ »	3.0	A	?	β »	Var.	Mb	+ 9
ϵ » *	2.6	K	(- 10)	γ » *	2.9	B 2	(+ 6)
β Draconis	3.0	G	- 22	ϵ »	2.5	K	+ 6
γ »	2.4	K 5	- 27	α Persei	1.9	F 5	- 3
η »	2.9	G 5	- 14	β » *	Var.	B 8	+ 4
α Eridani	0.6	B 5	?	ϵ » *	3.0	B	?
β »	2.9	A 2	- 8:	ζ »	2.9	B 1	+ 20
α^1 Geminorum *	2.8	A	- 1	α Phoenicis *	2.4	K	(+ 76)
α^2 » *	2.0	A	+ 6	α Piscis austr.	1.3	A 3	+ 7
β »	1.2	K	+ 4	ζ Puppis	2.3	Od	?
γ » *	1.9	A	(- 11)	π »	2.7	K 5	+ 16
α Gruis	2.2	B 5	?	ρ » *	2.9	F 5	(+ 46)
β » *	2.2	Mb	(+ 1)	τ » *	2.8	K	(+ 37)
β Herculis *	2.8	K	- 26	δ Sagittarii	2.8	K	- 20
ζ » *	3.0	G	(- 70)	ϵ »	2.0	A	- 11:
α Hydrae	2.2	K 2	- 4	ζ »	2.7	A 2	+ 22:
α Hydri	3.0	F	- 5:	λ »	2.9	K	- 43
β »	2.9	G	+ 23	π »	3.0	F 2	- 12
α Leonis	1.3	B 8	- 9:	σ »	2.1	B 3	- 1
β »	2.2	A 2	+ 1	α Scorpii *	1.2	Map	- 3
γ »	2.6	K	- 36	β » *	2.9	B 1	- 9
δ »	2.6	A 2	- 18:	δ » *	2.5	B	?
α Leporis	2.7	F	+ 25	ϵ »	2.4	K	- 2
β »	3.0	G	- 14	ϑ »	2.0	F	+ 5
α^2 Librae *	2.9	A 2	?	κ »	2.5	B 2	?
β »	2.7	B 8	- 10:	λ » *	1.7	B 2	?
α Lupi *	2.9	B 2	(+ 8)	π » *	3.0	B 2 p	?
β » *	2.8	B 2 p	(0)	τ »	2.9	B	+ 1
γ »	3.0	B 3	?	v » *	2.8	B 3	(+ 17)
α Lyrae	0.1	A	- 14	α Serpentis	2.8	K	+ 4
α Muscae	2.9	B 3	+ 14	α Tauri	1.1	K 5	+ 55
α Ophiuchi *	2.1	A 5	?	β »	1.8	B 8	+ 11
β »	2.9	K	- 11	ζ » *	3.0	B 3	+ 16
δ »	3.0	Ma	- 18	η »	3.0	B 5	?
ζ »	2.7	B	?	α Trianguli austr.	1.9	K 2	- 3
η »	2.6	A	- 1	β »	3.0	F	?
α Orionis *	Var.	Ma	+ 21	α Tucanae *	2.9	K 2	(+ 43)
β » *	0.3	B 8 p	+ 23	α Ursae majoris *	2.0	K	(- 8)
γ » *	1.7	B 2	(+ 18)	β » *	2.4	A	- 16

Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.	Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.
γ Ursae majoris	2.5	A	— 9: km	δ Velorum	2.0	A	? km
ϵ » *	1.7	Ap	— 12	α » *	2.6	B 3	+ 22
ζ^1 » *	2.4	Ap	— 12	λ »	2.2	K 5	+ 18
η »	1.9	B 3	— 6:	μ »	2.8	G 5	+ 7
α Ursae minoris *	2.1	F 8	— 15	\mathcal{N} »	3.0	K 5	— 14
β »	2.2	K 5	+ 17	α Virginis *	1.2	B 2	+ 2
γ Velorum	2.2	Oap	?	ϵ »	3.0	K	— 14

Wie wir aus der Tabelle ersehen können, sind die Radialgeschwindigkeiten der Sterne meist nicht besonders groß und z. B. durchaus mit der Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn um die Sonne (etwa 30 km) vergleichbar. Auch für die in der Tabelle nicht aufgeführten schwächeren Sterne gilt diese Regel. Man hat aber auch einige wenige Sterne mit sehr großen Radialgeschwindigkeiten gefunden. Es sind dies vor allem solche, welche auch große laterale Eigenbewegungen besitzen; gerade diese Sterne hat man, um zu sehen, ob sie auch große Radialgeschwindigkeiten besitzen, spektrographisch untersucht, obwohl dies bei der großen Lichtschwäche der meisten von ihnen sehr schwierig ist. Man kennt zurzeit folgende Sterne mit Radialgeschwindigkeiten von mehr als 80 km.

Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.	Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.
Lalande 15290	8.2	G ?	— 248 km	δ Leporis	3.9	K	+ 99 km
Cordoba Z. 5 ^b 243	8.3	G 5	+ 242	Groombridge 1830	6.5	G	— 98
Lalande 28607	7.3	A	— 170	μ Cassiopejæ	5.3	G 5	— 97
Lalande 37120—1	6.6	G	— 162	31 b Aquilæ	5.2	G	— 96
Lalande 5761	8.0	F	— 153	ϑ Canis maj.	4.2	K 5	+ 96
Lacaille 8362	5.3	K 5	— 132	β Columbae	3.2	K	+ 89
Lalande 4855	7.2	G	— 120	e Eridani	4.3	G 5	+ 87
Groombridge 864	7.3	G	+ 101	η Cephei	3.6	K	— 87
Lacaille 2957	5.4	G	+ 100	ϵ Andromedæ	4.5	G 5	— 84
φ^2 Orionis	4.4	K	+ 99				

Dazu treten noch zwei spektroskopische Doppelsterne, nämlich σ Puppis (Gr. 3.3, Spektr. K 5) und ν^2 Sagittarii (Gr. 5.0, Spektr. K), deren Schwerpunktsgeschwindigkeit über 80 km betragen dürfte; genau läßt sie sich nicht angeben, da die Bahnen noch nicht bestimmt sind. — Alle diese 21 schnell bewegten Sterne gehören mit einer einzigen Ausnahme (Lalande 28607) zur zweiten Spektralklasse. Wie wir weiter unten sehen werden, haben überhaupt die Sterne der zweiten Spektralklasse durchschnittlich größere Radialgeschwindigkeiten als die der ersten.

Für die meisten von den oben aufgeführten Sternen mit großen Radialgeschwindigkeiten kennt man auch die Parallaxen, und es ist möglich, mit Hilfe dieser, der lateralen Eigenbewegungen und der Radialgeschwindigkeiten die Geschwindigkeiten der Sterne im Raume (relativ zur Sonne) zu berechnen. Man findet für diese Geschwindigkeiten die folgenden Zahlen:

Lalande 15290	320 km	Lacaille 2957	150 km
Cordoba Z. 5 ^b 243	270	Groombridge 1830	340
Lalande 28607	170	μ Cassiopejæ	190
Lalande 37120—1	170	31 <i>b</i> Aquilæ	120
Lalande 5761	190	<i>e</i> Eridani	130
Lalande 4855	190	η Cephei	100
Groombridge 864	160		

Wir haben es also hier mit enormen Geschwindigkeiten zu tun; doch bilden diese, wie schon gesagt, seltene Ausnahmen.

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 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 gelegene Sterne sich uns zu nähern, sämtliche in entgegengesetzter Richtung gelegene 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 macht daher bei der Berechnung des Apex und der Geschwindigkeit der Sonne wiederum zunächst die Hypothese, daß sich diese wirklichen Bewegungen der Sterne im Mittel aufheben.

Die erste derartige Berechnung 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. Nachdem dann Campbell im Jahre 1901 aus den auf der Lick-Sternwarte gemessenen Radialgeschwindigkeiten von 280 Sternen vorläufige Werte für die Position des Apex und die Geschwindigkeit der Sonne abgeleitet hatte (er fand AR des Apex 277°5, Dekl. + 20°, Geschwindigkeit der Sonne 20 km), ist 1911 von ihm eine neue Bestimmung dieser Größen veröffentlicht

*) Letztere hat man auch aus den lateralen Eigenbewegungen zu ermitteln versucht, doch sind die auf diese Weise erhaltenen Resultate ziemlich vage.

worden. Diese beruht auf den Radialgeschwindigkeiten von 1180 Sternen und 13 Nebelflecken. Das benutzte Material ist aber nicht nur viel größer als das vom Jahre 1901, sondern es tritt noch ein anderer Umstand hinzu, der der neuen Bestimmung eine weit größere Genauigkeit verleiht, als sie die frühere besaß. Durch die Arbeiten der von der Lick-Sternwarte nach Chile entsandten Mills-Expedition sind nämlich im Laufe des letzten Jahrzehnts auch die Radialgeschwindigkeiten der helleren Sterne des südlichen Himmels bekannt geworden, so daß auch diese von Campbell zu seinen Untersuchungen herangezogen werden konnten, während ihm früher hauptsächlich nur Radialgeschwindigkeiten von Sternen des nördlichen Himmels zur Verfügung gestanden hatten; die 1901 benutzten Sterne waren also sehr ungleichmäßig an der Sphäre verteilt, und infolgedessen mußte die damalige Bestimmung des Apex ungenau bleiben.

Aus jenen 1193 Radialgeschwindigkeiten fand Campbell:

Rektaszension des Apex	268°5
Deklination » »	+ 25°
Geschwindigkeit der Sonne	19.5 km.

Die Campbellsche Position des Apex stimmt mit der von Boss aus den lateralen Eigenbewegungen abgeleiteten (AR 271°, Dekl. + 34°) nicht besonders gut überein, wenigstens besteht in Deklination eine recht erhebliche Differenz. Campbell empfiehlt daher, für die Position des Apex einstweilen in runden Zahlen AR 270°, Dekl. + 30° anzunehmen.

Wenn man die Sterne nach ihrem Spektraltypus ordnet und die Geschwindigkeit der Sonne aus den Radialgeschwindigkeiten der Sterne der einzelnen Spektralklassen gesondert berechnet, so findet man nach Campbell dafür folgende Werte:

Spektralklasse	Geschwindigkeit der Sonne
B	20.2 km
A	15.3 »
F	15.8 »
G	16.0 »
K	21.2 »
M	22.6 »

Die Geschwindigkeit der Sonne ist also am kleinsten in bezug auf die Sterne der Klassen A, F und G. Die Sonne scheint demnach an der Bewegung dieser Sterne in stärkerem Grade teilzunehmen als an der der jüngsten Sterne Klasse B) und der der ältesten (Klasse K und M).

Da man die Lage des Apex und die Geschwindigkeit der Sonnen-

bewegung angenähert kennt, so ist es, wie schon erwähnt, leicht, die beobachteten Radialgeschwindigkeiten näherungsweise von dem Einfluß der Sonnenbewegung zu befreien; man erhält auf diese Weise die Radialbewegungen, welche die Sterne haben würden, wenn die Sonne still stände. Diese *absoluten Radialgeschwindigkeiten* lassen eine deutliche Abhängigkeit vom Spektraltypus erkennen. Nach Campbell beträgt nämlich die mittlere absolute Radialgeschwindigkeit bei Sternen der Spektralklasse:

B	6.5 km	(225 Sterne)
A	11.1 »	(212 »)
F	14.4 »	(185 »)
G	15.0 »	(128 »)
K	16.8 »	(382 »)
M	17.1 »	(73 »)

Die Zahl der bei der Berechnung der Mittelwerte benutzten Sterne ist in Klammern angegeben. Auch für die lateralen Eigenbewegungen hat sich (vgl. S. 557 ff.) eine solche Abhängigkeit vom Spektraltypus ergeben. Bei den Radialgeschwindigkeiten läßt sich sogar noch innerhalb der Klassen F bis M eine Zunahme deutlich bemerken, was bei den Eigenbewegungen nicht der Fall war. Die Helium-Sterne (Klasse B) zeichnen sich wie durch kleine laterale Eigenbewegungen, so auch durch kleine Radialgeschwindigkeiten aus.

Die planetarischen Nebel (vgl. den Abschnitt »Sternhaufen und Nebelflecke«) haben große absolute Radialgeschwindigkeiten, nämlich im Mittel (aus 12 bisher gemessenen Werten) etwa 25 km. Diese Tatsache spricht entschieden gegen die Hypothese, daß sich die Sterne der Klassen B oder A aus solchen Nebeln bilden; denn wäre das der Fall, so müßte man auch für die letzteren kleine absolute Radialgeschwindigkeiten erwarten. Der große, unregelmäßige Nebel im Orion hat bemerkenswerter Weise nahezu die absolute Radialgeschwindigkeit 0 km.

Von Interesse ist es, zu untersuchen, ob die absoluten Radialgeschwindigkeiten etwa eine Abhängigkeit von der Lage der Sterne zur Milchstraße zeigen. In der Tat hat Campbell gefunden, daß die Sterne (ausgenommen diejenigen der Klasse M) von geringer galaktischer Breite im Durchschnitt etwas größere absolute Radialgeschwindigkeiten haben als diejenigen von höherer galaktischer Breite. Für die Sterne der Klasse A sind z. B. die mittleren absoluten Radialgeschwindigkeiten in den Zonen 0° bis 30°, 30° bis 60°, 60° bis 90° galaktischer Breite der Reihe nach 12.6 km (101 Sterne), 9.6 km (82 Sterne), 9.3 km (29 Sterne). Es deutet dies darauf hin, daß die Sterne eine gewisse Tendenz haben, sich parallel der Ebene der Milch-

straße zu bewegen; schon bei der Besprechung der lateralen Eigenbewegungen hatten wir diese Regel für die Sterne der Klasse A bestätigt gefunden.

Eine früher von Campbell ausgesprochene Vermutung, daß die schwächeren Sterne im Durchschnitt größere Radialgeschwindigkeiten haben als die helleren, hat sich nicht bestätigt.

Wie schon erwähnt, ist bei der oben besprochenen Bestimmung des Apex durch Campbell vorausgesetzt, daß die wirklichen Bewegungen der Sterne regellos erfolgen. Wir haben aber früher gesehen, daß dies nicht der Fall ist*). Wenn die Triften-Theorie von Kapteyn oder die entsprechende unitarische Theorie von Schwarzschild richtig ist, so müssen sich auch in den Radialgeschwindigkeiten der Sterne Gesetzmäßigkeiten verraten. Hough und Halm haben diese Frage zuerst (im Jahre 1909) näher untersucht und gefunden, daß die beobachteten Radialgeschwindigkeiten tatsächlich die für die lateralen Eigenbewegungen gefundenen Gesetze bestätigen. Aus den Radialbewegungen von fast 500 Sternen fanden Hough und Halm die folgenden Positionen des Apex der Sonnenbewegung und des wahren Vertex:

Apex:	AR 271°	Dekl. + 26°
Vertex:	88°	+ 27°.

Diese Zahlen stimmen leidlich mit den aus den lateralen Eigenbewegungen abgeleiteten überein.

Campbell hat das Verhalten der absoluten Radialgeschwindigkeiten der Sterne der einzelnen Spektralklassen zu der allgemeinen Triftbewegung näher geprüft. Es ergab sich dabei, daß die Radialgeschwindigkeiten der Sterne der Klasse B die Triftbewegung nicht merklich erkennen lassen, diejenigen der Sterne der Klasse A dagegen deutlich, die der Sterne der Klassen F, G, K allmählich immer weniger. Die Radialgeschwindigkeiten der Sterne der Klasse M endlich verraten kaum noch etwas von der Triftbewegung. Dieses Ergebnis deckt sich also mit dem aus den lateralen Eigenbewegungen gefundenen.

Wenn man das in dem vorstehenden Abschnitt dargelegte gegenwärtige Wissen über die Bewegungen der Sterne mit demjenigen vergleicht, welches wir vor etwa zehn Jahren besaßen, so wird man staunen über den enormen Fortschritt, der in dieser kurzen Spanne Zeit erzielt ist. Zwar ist vieles noch unklar und zweifelhaft, und für die meisten beobachteten Erscheinungen fehlt noch die befriedigende Erklärung. Aber die

*) Es ist aber nicht zu befürchten, daß Campbells Bestimmung des Apex durch diesen Umstand merklich verfälscht worden ist.

Auffindung der großen Gesetzmäßigkeiten in den Eigenbewegungen der Fixsterne und die Erkenntnis der Abhängigkeit der Geschwindigkeiten der Sterne vom Spektraltypus gehören zu den schönsten astronomischen Entdeckungen aller Epochen, und wir dürfen wohl hoffen, daß wir in nicht zu ferner Zeit noch weitere wichtige Einblicke in die Gesetze, welche die Bewegungen im Universum regeln, erhalten werden.

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; 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 gehört schon dazu, die beiden eng beisammenstehenden 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 aufgefaßt werden können. In der Tat rechnet der Astronom zu den Doppelsternen im engeren Sinne ausschließlich die Tausende solcher Objekte, deren scheinbarer Abstand nur wenige Sekunden (höchstens eine halbe Bogenminute) 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 absteht, während die beiden Paare $3'29''$ voneinander entfernt sind.

Die außerordentlich große Zahl von Doppelsternen, die das Fernrohr zeigt, führte W. Herschel, der ihnen zuerst seit 1779 in der Absicht, Fixsternparallaxen zu bestimmen (s. S. 198), seine Aufmerksamkeit zuwandte, zu der Überzeugung, daß wir es hier nicht nur mit scheinbar an der Sphäre einander nahe stehenden Sternen zu tun hätten, sondern daß die meisten räumlich benachbart seien, daß zwischen ihnen ein 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 nach 20jähriger Unterbrechung in den ersten Jahren des neunzehnten Jahrhunderts die Messungen wiederholte, fand sich, daß bei nicht wenigen der Objekte die Komponenten ihre gegenseitige Stellung geändert hatten. 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 können. Ein vollkommen strenger Beweis war freilich auch Herschel nicht möglich, man mußte sich vielmehr damals noch zum Teil auf Wahrscheinlichkeitsbetrachtungen stützen. (Michell hatte

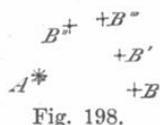


Fig. 198.

nur diese seinen Folgerungen zugrunde gelegt.) Die nebenstehende Fig. 198 möge die Verhältnisse näher erläutern. A und B seien die gegenseitigen Stellungen*) der beiden Komponenten eines Doppelsterne 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. Erstens ist es möglich, daß die Sterne nur scheinbar an der Sphäre einander nahe stehen, im Raume aber sehr weit hintereinander, also einen optischen Doppelstern bilden; dann hat Stern B relativ zu A eine Eigenbewegung, deren Richtung und Größe durch BB' gemessen wird. Die zweite Möglichkeit dagegen ist die, daß die Sterne physisch verbunden sind, also auch im Raume einander nahe stehen; 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 Doppelsterne 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 Bewegung 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

*) 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.

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 aufgefunden worden — der erste, ζ Ursae majoris, war schon Riccioli um die Mitte des siebzehnten Jahrhunderts bekannt — und hatte der Mannheimer Astronom diese Zahl nur auf 89 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 zwischen dem Nordpol und -15° Deklination gelegenen Doppelsterne, deren Komponenten weniger als 32'' voneinander entfernt waren. Die Frucht seiner Bemühungen, welche die Zeit von 1824 bis 1837 in Anspruch nahmen, waren die »Mensurae micrometricae«, das Fundamentalwerk der Doppelsternastronomie, welches für alle späteren Untersuchungen als Basis gedient hat. Die Mensurae enthalten die Messungen der Paare selbst — fast 11000 Beobachtungen von 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 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 seines Vaters dessen Arbeiten über Doppelsterne fortgeführt.

Die Doppelsterne sind seit Herschel und Struve ein besonders gepflegtes Gebiet der beobachtenden Astronomie geworden: Mädler, Dawes, Dembowski, Dunér, Engelmann, Schiaparelli u. a. haben hier durch sorgfältige Messung und zahlreiche Entdeckungen gewirkt. Unter den neueren Erforschern der Doppelsterne sind Burnham, Aitken, Hussey, Lewis, Lohse und See zu nennen. Burnham hat teils mit dem großen Refraktor der Licksternwarte, teils mit anderen Instrumenten über 1300 Doppelsterne entdeckt. Aber nicht nur durch seine Beobachtungen hat er die Kenntnis der Doppelsterne gefördert, sondern auch durch die Herausgabe eines »General Catalogue of Double Stars«, welcher alle zur Zeit seines Erscheinens (1906) bekannten Doppelsterne vom Nordpol bis -31° Deklination — im ganzen 13 665 Objekte — enthält, nebst ausführlichen Angaben über die an den einzelnen Systemen angestellten Messungen, die Bahnbewegungen usw. Neben Burnham verdienen noch vor allen Aitken und Hussey genannt zu werden, welche auf dem Lick-Observatorium eine systematische Untersuchung aller Sterne der Bonner Durchmusterung bis zur Größe 9.0 unternommen haben, um unter diesen alle Doppelsterne aufzufinden. Diese große, seit 1905 von Aitken allein fortgeführte Arbeit ist nahezu vollendet und hat bis jetzt zur Entdeckung von fast 4000 neuen Doppelsternen geführt.

Großes Interesse erregte es, als sich bei der Vergleichung sehr genauer Messungsreihen von Doppelsternen eigentümliche Unterschiede zwischen den Resultaten verschiedener Beobachter herausstellten, die weit größer waren, als erwartet werden konnte, und eine Art von »persönlicher Gleichung« (vgl. S. 152) andeuteten. Diese systematischen Fehler, die auch hier hauptsächlich physiologischen Ursprungs sind, hat man 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 beschreiben, erscheinen dem irdischen Beobachter so klein, daß schon sehr geringe Messungsfehler einen höchst bedeutenden Einfluß auf die Bahnbestimmung haben. Indem man bei den Doppelsternmessungen ein sogenanntes »Reversionsprisma« anwendet, durch welches die beiden Komponenten scheinbar in jeden be-

liebigen Positionswinkel gebracht werden können, sucht man neuerdings wenigstens den Einfluß der systematischen Messungsfehler auf die Positionswinkel unschädlich zu machen.

Als die Beobachtungen der zwanziger Jahre des vorigen Jahrhunderts eine entschiedene Bahnbewegung bei mehreren Doppelsternen anzeigten, mußte die Frage nach der Art dieser Bewegung entstehen. Daß das Newtonsche Attraktionsgesetz auch in jenen fernen Systemen gilt, 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 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.

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 an als dort. 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 eines jeden ihrer 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 zueinander 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. 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. Es sei A

(Fig. 199) 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 Örtter 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.

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

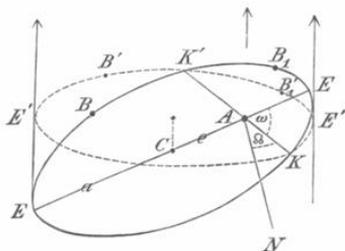


Fig. 199.

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. Endlich ist noch die Epoche des Periastrondurchganges anzugeben. 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. 199 rechts gezeichnete Stück der wahren Ellipse ebensowohl 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

*) Das Periastron ist der dem Hauptsterne nächstgelegene Endpunkt der großen Achse der wahren Ellipse; es entspricht dem Perihel der Planetenbahnen.

***) Erst durch die spektrographische Beobachtung der Radialgeschwindigkeiten ist es möglich geworden, den aufsteigenden Knoten vom absteigenden zu unterscheiden.

und γ Lupi, beobachtet worden. Umlaufzeit und halbe große Achse sind bei den Doppelsternen, deren Massen unbekannt sind, voneinander 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.

Nachstehende Fig. 200 stellt die wahre und die scheinbare Bahn des 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 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 dürften ungefähr 16000 bis 17000 Doppelsterne bekannt sein. Die Zahl derjenigen unter ihnen, bei denen sich eine Bahnbewegung schon hat feststellen lassen, ist aber ziemlich gering. So ist dies nach

Burnham nur bei wenig über 300 Doppelsternen seines 13665 Objekte enthaltenden Generalkatalogs der Fall, wobei noch manche zweifelhafte Fälle mitgezählt sind. Größer ist schon die Anzahl der Doppelsterne, welche sich durch gemeinschaftliche Eigenbewegung beider Komponenten als physische Systeme zu erkennen geben (bei Burnham beinahe 600). Für ungefähr 90 Doppelsterne des Burnham'schen Katalogs sind bisher Bahnen gerechnet worden, aber die Mehrzahl hiervon ist außerordentlich unsicher. In der Tat ist für Doppelsterne mit mehr als 150 Jahren Umlaufzeit eine einigermaßen genaue Bahnbestimmung

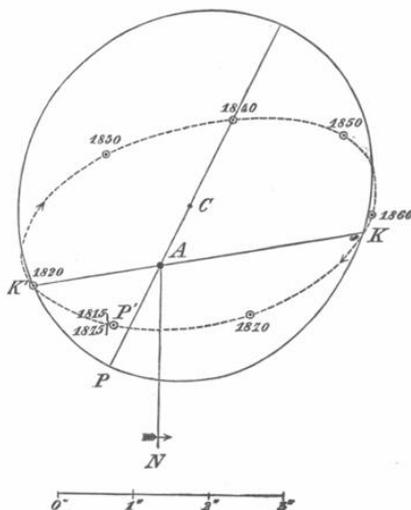


Fig. 200.

noch nicht möglich, da 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 mit verhältnismäßig kurzen Perioden. Aber auch von diesen sind einige fortgelassen worden, deren Elemente noch kein Vertrauen verdienen.

Berechnete Doppelsternbahnen.

Stern	Periode in Jahren	Durchgang durch das Periastron	Halbe große Achse	Exzen- trizität	Neigung	Knoten	Peri- astron v. Knoten	Richtung der Be- wegung	Berechner
δ Equulei <i>A, B</i>	5.7	1901.2	0.23	0.55	75.5	24.3	178.7	R	Mader
13 Ceti	7.4	1905.3	0.21	0.74	48.0	50.4	51.7	D	Aitken
α Pegasi <i>A, B</i>	11.2	1886.5	0.22	0.28	73.2	294.6	59.0	R	Lohse
<i>A</i> 88	12.1	1910.1	0.18	0.27	62.4	2.4	270.0	R	Aitken
ε Hydrae <i>A, B</i>	15.3	1901.0	0.23	0.65	50.0	104.4	270.0	D	Aitken
β 883	16.6	1907.2	0.22	0.42	38.7	22.0	208.0	D	Brown
ζ Sagittarii	21.2	1900.4	0.56	0.18	69.4	75.5	1.4	R	Aitken
β 612	22.8	1906.8	0.24	0.48	58.0	42.0	340.0	D	Aitken
9 Argus (β 101)	23.3	1892.6	0.69	0.75	79.8	99.7	74.6	D	Aitken
Ceti 82	24.0	1899.7	0.66	0.15	76.6	110.8	159.4	D	Aitken
42 Comae	25.3	1885.5	1.67	0.50	90.0	191.2	278.7	—	Doberck
85 Pegasi <i>A, B</i>	25.4	1883.8	0.81	0.36	46.7	290.2	90.0	D	Lohse
β Delphini <i>A, B</i>	27.0	1883.0	0.49	0.35	62.5	358.4	171.0	D	Lohse
ζ Herculis	34.5	1898.4	1.35	0.46	47.8	54.1	112.6	R	Doberck
Σ 3121	35.1	1878.8	0.62	0.32	70.7	24.2	138.7	D	Lohse
β 416	35.6	1891.6	1.91	0.53	57.0	322.6	102.4	R	Lohse
η Coronae borealis	41.6	1892.3	0.89	0.27	58.5	25.3	218.0	D	Lohse
ξ Scorpii <i>A, B</i>	44.5	1905.4	0.70	0.77	29.1	20.4	352.6	D	Aitken
μ^1 Herculis <i>B, C</i>	44.7	1880.2	1.25	0.23	64.5	63.3	180.0	D	Lohse
Σ 2173	46.3	1869.0	1.10	0.15	81.3	153.9	38.2	R	Lohse
β 581	46.5	1909.4	0.53	0.40	59.4	116.5	282.0	D	Aitken
Sirius	49.3	1894.1	7.55	0.59	44.5	43.3	213.7	R	Lohse
$O\Sigma$ 298	52.0	1883.0	0.80	0.58	60.9	1.9	26.1	D	See
99 Herculis	53.5	1887.8	1.11	0.76	38.3	75.0	93.7	D	Lohse
γ Andromedae <i>B, C</i>	55.0	1892.0	0.35	0.82	76.6	113.5	201.2	R	Hussey
τ Cygni	55.1	1890.6	1.08	0.34	55.0	160.9	125.8	R	G. Abetti
ξ Ursae majoris	59.8	1816.0	2.51	0.41	53.4	100.7	129.2	R	Nörlund
ζ Cancri <i>A, B</i>	60.1	1870.6	0.86	0.34	0.0	—	—	R	Doberck
$O\Sigma$ 235	71.9	1909.0	0.78	0.40	43.6	78.5	135.0	D	Aitken
$O\Sigma$ 234	77.0	1880.1	0.35	0.30	50.6	157.5	206.6	D	See
α Centauri	78.8	1875.7	17.65	0.51	79.0	25.1	52.3	D	Lohse
$O\Sigma$ 400	81.0	1888.2	0.47	0.46	59.9	157.1	7.0	R	Burnham
γ Coronae borealis	81.5	1921.2	0.61	0.39	81.2	114.0	253.6	R	Doberck
70 Ophiuchi	87.9	1895.9	4.56	0.50	58.6	123.0	166.4	R	Lohse
γ Centauri	88.0	1848.0	1.02	0.80	62.1	4.6	194.3	R	See
55 Tauri ($O\Sigma$ 79)	88.9	1897.8	0.57	0.62	56.2	66.0	129.8	D	Aitken
$O\Sigma$ 285	97.9	1883.6	0.34	0.60	0.0	—	—	R	Van Biesbroeck
φ Ursae majoris	99.7	1882.5	0.32	0.44	14.6	186.5	342.1	D	Doberck
Σ 3062	105.7	1835.9	1.49	0.45	46.7	40.1	96.8	D	Lohse
ω Leonis	116.7	1840.8	0.84	0.56	66.2	144.3	122.1	D	Doberck

Über die Benennung der Doppelsterne ist zu bemerken, daß man sie, soweit sie nicht bereits einen anderen Namen haben, durch den Namen

des Entdeckers und die Nummer bezeichnet, welche sie in dem von dem Entdecker aufgestellten Verzeichnisse tragen. Für die Namen der Entdecker hat man Abkürzungen eingeführt; so bedeutet Σ Wilhelm Struve, $O\Sigma$ Otto Struve, β Burnham, A Aitken. Bei mehrfachen Systemen (siehe S. 594) bezeichnet man die einzelnen Komponenten, um sie voneinander zu unterscheiden, mit $A, B, C \dots$. Diejenigen Doppelsterne, bei denen der Begleiter sich direkt bewegt, sind in der vorletzten Kolonne der Tabelle durch ein D, die retrograden durch ein R gekennzeichnet. Bei 42 Comae Berenices ist die Bewegungsrichtung unentschieden, da die scheinbare Bahn dieses Systems, wie schon erwähnt, eine gerade Linie ist. Bei ζ Cancri und $O\Sigma$ 285 ist die Neigung gleich Null, d. h. wir blicken senkrecht auf die Bahn; in diesem Falle wird die Lage des Knotens unbestimmt. Auffällig ist bei den meisten Bahnen die starke Exzentrizität.

Über die wahren Dimensionen der Bahnen der Doppelsterne 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 wenige Sterne bekannt. Unter diesen befinden sich, wenn wir uns auf die Sterne beschränken, deren Parallaxen mehr als $0''.1$ betragen und außerdem bereits mit größerer Genauigkeit bestimmt sind, sechs Doppelsterne, für welche wir einigermaßen zuverlässige Bahnelemente besitzen. Die folgende Tabelle gibt für diese Systeme die Parallaxe p , die Periode U in Jahren, die halbe große Achse der Bahn in Bogensekunden α und in Erdbahnhalmessern a und endlich die Gesamtmasse M^*) in Einheiten der Sonnenmasse.

Stern	p	U	α	a	M
α Centauri	0.76	78.8	17.65	23.2	2.0
α Canis majoris	0.38	49.3	7.55	19.9	3.2
ξ Ursae majoris	0.17	59.8	2.51	14.8	0.9
70 Ophiuchi	0.17	87.9	4.56	26.8	2.5
ζ Herculis	0.14	34.5	1.35	9.6	0.7
μ^1 Herculis B, C	0.11	44.7	1.25	11.4	0.7

Die für die Dimensionen und Massen der Systeme erhaltenen Werte sind infolge der Unsicherheit der Größen, aus denen sie bestimmt sind, meist noch ziemlich ungenau. Die Massen der Systeme sind von derselben Größenordnung wie die Masse der Sonne. Es zeigt sich ferner, daß keines

*) Nach dem dritten Keplerschen Gesetze ist $a = M^{1/3} U^{2/3}$, oder da $a = \frac{\alpha}{p}$, so folgt die Masse $M = \frac{\alpha^3}{p^3 U^2}$.

der sechs Systeme eine größere Ausdehnung hat als unser Sonnensystem, in welchem die beiden äußersten Planeten, Neptun und Uranus, 30 bzw. 19 Erdbahnhalbmesser vom Zentralkörper entfernt sind. Es gibt aber Doppelsterne, deren Komponenten sich in weit größeren Entfernungen umeinander bewegen, als die äußersten Planeten um die Sonne.

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 die ersten fünf der oben angeführten Sterne angestellt worden. Wir legen hier die von Boss angenommenen Werte der Massenverhältnisse in diesen Systemen zugrunde und erhalten damit die folgenden Werte (in Einheiten der Sonnenmasse) der Massen m_1 und m_2 der helleren und der schwächeren Komponente, deren Helligkeiten in Größenklassen wir gleichfalls mit anführen.

Stern	Größe	m_1	m_2
α Centauri	0.3 1.7	1.1	0.9
α Canis majoris	— 1.6 8	2.3	0.9
ξ Ursae majoris	4.0 4.9	0.4	0.4
70 Ophiuchi	4.1 6.1	1.4	1.1
ζ Herculis	3.0 6.5	0.5	0.2

Die Tabelle zeigt, daß die Massen durchaus nicht in demselben Verhältnis stehen wie die Helligkeiten, daß vielmehr die Masse der lichtschwächeren Komponente durchweg größer ist, als man es dem Helligkeitsverhältnis nach erwarten sollte; am auffälligsten ist dies bei Sirius. Diese Erscheinung findet sich auch bei anderen Systemen, für die man das Massenverhältnis (meist freilich nur recht ungenau) hat berechnen können. Nach L. Boss gibt es aber bisher keinen Fall, in welchem man mit großer Wahrscheinlichkeit behaupten kann, daß die lichtschwächere Komponente eine größere Masse habe als die hellere; früher nahm man an, daß dies häufig vorkäme.

Ganz besonderes Interesse bietet die Geschichte der Erforschung von zwei Doppelsternsystemen, 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 ist, und er zeigte nun, daß sich diese Veränderlichkeit am einfachsten 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 abzuleiten; ihre direkte Bestätigung fand sie in der optischen Entdeckung des Begleiters als eines Sternchens 8. bis 9. Größe, das nur infolge der großen Helligkeit des nahe stehenden Sirius schwierig zu sehen war, durch A. G. Clark in Cambridge (Mass.) im Januar 1862. Auwers 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 Sternes 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. Die halbe große Achse der Bahn, die der Begleiter um den Hauptstern beschreibt, ergibt sich zu $5''.8$. Aus diesem Werte, der Umlaufszeit (40 Jahre) und der Parallaxe ($0''32$) finden wir die Gesamt-

masse zu 3.7 Sonnenmassen. Da das Massenverhältnis nach Boss 0.33 ist, so sind die Massen beider Komponenten 2.8 und 0.9 Sonnenmassen.

Die Existenz eines uns nicht sichtbaren Körpers hat sich auch in dem System ξ Ursae majoris verraten, dessen Elemente, Dimensionen und Massenverhältnisse oben gegeben sind. Nörlund fand nämlich bei der Untersuchung der Bahn dieses Doppelsternes, daß die Bewegung der schwächeren Komponente um die hellere Abweichungen von einer elliptischen Bahn zeigt, und daß diese Abweichungen eine Periode von 1.8 Jahren besitzen. Wright hat darauf nachgewiesen, daß die hellere Komponente ein spektroskopischer Doppelstern von 1.8 Jahren Umlaufzeit ist. Die Störungen der schwächeren Komponente lassen sich durch diese Tatsache vollkommen erklären.

Auch ζ Herculis, dessen Elemente gleichfalls in der Tabelle gegeben sind, scheint Bewegungsanomalien zu zeigen, die Lewis durch Annahme der Duplizität des Hauptsternes zu erklären sucht. Bis vor kurzem glaubte man, daß auch bei 70 Ophiuchi und 61 Cygni Störungen vorhanden seien. Indessen hat man jetzt erkannt, daß in diesen beiden Fällen die vermeintlichen Störungen uns nur durch systematische Beobachtungsfehler vorgetäuscht worden sind, so daß ein dritter Körper in diesen Systemen nicht angenommen zu werden braucht.

ξ Ursae majoris und ζ Herculis sind nach dem Gesagten dreifache Sterne, bei denen aber die dritte Komponente nicht gesehen werden kann. 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 einige Beispiele für solche mehrfache Systeme, bei denen man die relative Bahn zweier Komponenten hat bestimmen können, z. B. ϵ Hydrae und ζ Cancri.

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. Indessen sind die Bewegungen meist sehr langsam, und so ist unsere Kenntnis von den dreifachen Systemen zurzeit 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 Umlaufzeit 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 bemerkbar wird. Durch die Untersuchungen Seeligers hat diese Vermutung sehr an Wahrscheinlichkeit gewonnen. Es darf allerdings nicht verschwiegen werden, daß es Burnham nicht gelungen ist, die periodische Bewegung von C durch seine sorgfältigen Beobachtungen nachzuweisen.

Außer Verbindungen zu zwei, drei und mehr einzelnen Sternen kennen wir auch eine Anzahl von Doppelsterngruppen, Paare, die auf relativ engem Raume am Himmel einander nahe stehen. Das bekannteste System ist das schon erwähnte von ϵ und δ Lyrae. Ein anderer, sehr merkwürdiger Komplex von sogar fünf Paaren besteht aus ζ 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.

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. Das Verhältnis der Zahl der Doppelsterne zu der der einfachen ist für die helleren Sterne ein größeres 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 läßt sich dadurch erklären, daß die schwächeren Sterne weiter von uns entfernt sind als die helleren und eine etwaige Duplizität daher bei ihnen schwerer erkannt werden kann. Die Lage der Bahnebenen der Doppelsterne im Raume zeigt, soweit man dies bisher beurteilen kann, keine deutliche Gesetzmäßigkeit.

Hinsichtlich der Farben der Doppelsterne ist zu bemerken, daß sich dieselben von den Farben der anderen Sterne nicht unterscheiden, daß sie aber durch Kontrastwirkung oft intensiver erscheinen, als sie wirklich sind. Häufig gehört nämlich die hellere Komponente eines Doppelsternes der zweiten, die schwächere der ersten Spektralklasse an; da sich beide Komponenten sehr nahe stehen, so erscheint dann die hellere Komponente

stark gelb oder sogar rot, die schwächere dagegen ausgesprochen blau, lediglich infolge des Kontrastes. Die von einzelnen Beobachtern gesehenen grünen, aschfarbenen und anderen Nuancen sind gleichfalls nicht reell.

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 irgendeine Zeit bestimmt, so kann man (vgl. Seite 203), 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 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 die relative Radialgeschwindigkeit der Komponenten zu 5.34 km; daraus ergab sich unter Zugrundelegung der bekannten Bahnelemente die halbe große Achse zu 24.3 Sonnenweiten, die Parallaxe zu $0''73$, die Gesamtmasse zu 2.2 Sonnenmassen, Resultate, die mit den oben (S. 591f.) auf andere Weise abgeleiteten in schönster Übereinstimmung sind. Für δ Equulei fand Hussey die halbe große Achse gleich 4 Sonnenweiten, die Parallaxe zu $0''07$, während Miss Hobe in einer neueren Untersuchung für dieselben Größen die Werte 6 Sonnenweiten bzw. $0''05$ berechnete; mit letzteren Zahlen findet man eine Gesamtmasse von 6.4 Sonnenmassen.

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 meist noch ziemlich unzuverlässig, da die zugrunde gelegten spektrographischen Beobachtungen sich noch nicht über genügend lange Zeiten erstrecken. Nur für ϵ Hydrae hat Aitken nach diesem Prinzip die Parallaxe ziemlich sicher zu $0''025$ berechnen können. Die Gesamtmasse der beiden Komponenten A und B dieses dreifachen Sternes ergibt sich zu 3.33 Sonnenmassen, und da das Massenverhältnis (nach Seeliger) 0.9 ist, so sind die Einzelmassen von A und B 1.75 bzw. 1.58 Sonnenmassen.

Spektroskopische Doppelsterne. Bei Gelegenheit seiner ersten Versuche, Radialgeschwindigkeiten zu messen, machte Vogel schon im Jahre 1873 darauf aufmerksam, daß bei dem veränderlichen Stern Algol (s. Abschnitt 6), dessen regelmäßige Lichtkurve es nahe legte, die Ursache der Veränderlichkeit in einer zeitweisen Verfinsterung 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 im vorigen Abschnitte besprochene spektrographische Methode zur Ermittlung der Radialbewegungen der Fixsterne war es möglich, den Nachweis für die Richtigkeit der früheren Ansicht zu erbringen, die Doppelsternnatur Algols und damit gleichzeitig die sämtlicher Veränderlichen 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 Sternes um den gemeinsamen Schwerpunkt des Systems von 41 km. Unter der Annahme, daß der dunkle Begleiter dieselbe Dichtigkeit wie der hellere Stern besitzt, ließen sich dann unter Zugrundelegung der aus den Beobachtungen des Lichtwechsels entnommenen Daten (Verhältnis der Maximal- zur Minimalhelligkeit 2.8:1, Dauer der Verfinsterung 9^h, Periode des Lichtwechsels 2^d867) weitere Berechnungen anstellen. Aus der Periode und der ermittelten Bahngeschwindigkeit ergab 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 Hauptsternes	2130000 »
Durchmesser des Begleiters	1700000 »
Entfernung der Mittelpunkte der Körper	4800000 »
Geringster Abstand der Oberflächen beider Körper	2880000 »

Neuere Untersuchungen über die Radialbewegung des Algol haben die von Vogel abgeleiteten Zahlen im wesentlichen durchaus bestätigt.

Es ist nun ohne weiteres einleuchtend, daß solche Doppelsterne wie Algol für uns nur dann Veränderliche sind, wenn ihre Bahnebene nahe durch unsere Erde geht, so daß totale oder teilweise Bedeckungen der einen Komponente durch die andere stattfinden. Fällt die Bahnebene nicht nahezu in den Visionsradius, gehen also die Körper aneinander vorbei, ohne sich zu bedecken, so ist ein Lichtwechsel ausgeschlossen. Dieser Fall ist aber der wahrscheinlichere, und so konnte man schließen, daß sich auch unter den scheinbar einfachen Sternen von konstanter Helligkeit noch manche enge Doppelsterne befinden würden. Diese werden sich nur durch periodische Änderungen der Radialgeschwindigkeit bzw. die dadurch bedingten periodischen Verschiebungen der Linien ihrer Spektren als Doppelsterne zu erkennen geben; sie werden daher *spektroskopische Doppelsterne* genannt. In der Tat gelang es Vogel auch bald, in Spica (α Virginis) einen zweiten derartigen Doppelstern zu finden.

Auf der Sternwarte des Harvard College waren nahe zu derselben Zeit, wo die Feststellung der Doppelsternnatur Algols gelang, auf Pickering's Veranlassung photographische Aufnahmen der Spektren von einer großen Anzahl von Sternen gemacht worden, deren Untersuchung zur Entdeckung einer besonderen Art von spektroskopischen Doppelsternen führte, die sich dadurch bemerkbar machen, daß zeitweise eine Verdoppelung der Linien des Spektrums auftritt. Sind nämlich beide Komponenten eines engen Doppelsternes 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 der einen Komponente werden nach Violett, die der anderen 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 Vergleichspektren auszuführen, und die Sterne β Aurigae und ζ Ursae majoris,

bei denen beide Komponenten gleich hell sind und genau dasselbe Spektrum zeigen, wurden auf dem Harvard-Observatorium an der periodischen Linienverdoppelung als Doppelsterne erkannt. Ein Auflösen dieser Sterne in Doppelsterne durch direkte Beobachtungen ist selbst mit den mächtigsten Instrumenten der Gegenwart ganz ausgeschlossen.

Auf die ersten Entdeckungen spektroskopischer Doppelsterne folgte nach einigen Jahren, namentlich durch die Untersuchungen der Astronomen der Lick-Sternwarte, die Auffindung einer großen Zahl von solchen Systemen, und gegenwärtig ist durch die Bemühungen verschiedener Institute, die sich mit spektrographischen Bestimmungen der Radialgeschwindigkeiten der Sterne befassen, die Zahl der bekannten spektroskopischen Doppelsterne auf über fünfhundert angewachsen. Nach der Ansicht von Campbell, die er auf Grund der bisher gemachten Erfahrungen gewonnen hat, dürfte sich schließlich mindestens jeder dritte Stern als spektroskopischer Doppelstern herausstellen. 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 senkrecht auf der Bahnebene steht ($i = 0$), so muß uns die große Zahl von spektroskopischen Doppelsternen in Erstaunen versetzen.

Es würde zu viel Raum beanspruchen, wenn wir alle gegenwärtig bekannten spektroskopischen Doppelsterne hier einzeln anführen wollten; aus der Tabelle auf Seite 576ff. ist zu ersehen, welche von den Sternen bis zur dritten Größe zu ihnen gehören.

Um die Bahnelemente eines spektroskopischen Doppelsternes berechnen zu können, ist es erforderlich, daß man über eine größere Anzahl von beobachteten Werten der Radialgeschwindigkeit verfügt, die sich möglichst gleichmäßig über die ganze Bahn des Sternes verteilen. Der Bahnbestimmung wird zumeist eine elegante Rechnungsmethode zugrunde gelegt, die von Lehmann-Filhés erdacht worden ist. Es ist aber nicht möglich, alle Elemente (vgl. S. 588) der Ellipse, die der Stern beschreibt, zu ermitteln. Man kann vielmehr nur die Periode P , die Zeit T des Durchganges durch das Periastron, die Exzentrizität e und den Abstand ω des Periastrons vom Knoten finden, während sich, da man nicht die Bewegung selbst, sondern nur ihre Projektion auf den Visionsradius messen kann, die Neigung i , die Länge des Knotens Ω und die halbe große Achse a nicht angeben lassen. Wohl aber kann man die Größe $a \sin i$, d. h. die Projektion der halben großen Achse auf den Visionsradius, in linearem Maße (Kilometern) berechnen. Für den speziellen Fall der Algol-Veränderlichen fällt

der Visionsradius sehr nahe in die Bahnebene, die Neigung i ist dann nahe gleich 90° , und $a \sin i$ wird mit a identisch, so daß also in diesem Falle die Dimensionen der Bahn bekannt werden.

Erst für einen verhältnismäßig kleinen Teil unter den spektroskopischen Doppelsternen sind die Bahnelemente bestimmt worden. In der folgenden Tabelle stellen wir die gegenwärtig bekannten Bahnen zusammen. Das Element T lassen wir, als hier kein Interesse bietend, fort, dagegen führen wir die Gesamtamplitude $2K$ der Radialgeschwindigkeit (d. h. die Differenz zwischen den beiden extremen Werten, die die Radialgeschwindigkeit des Sternes infolge der Bahnbewegung annimmt), und die Spektralklasse mit an. Für die Größe $a \sin i$ ist als Einheit eine Strecke von 1000 000 km gewählt. Ferner geben wir noch, wie es bei der Mitteilung von Bahnelementen spektroskopischer Doppelsterne üblich ist, die Radialgeschwindigkeit γ des Schwerpunktes des Systems an, die konstant sein muß, wenn nicht ein dritter Körper die Bewegung des Doppelsternpaares beeinflusst.

Bei einem Teile der Systeme sind, wie wir es schon oben für β Aurigae und ζ Ursae majoris erwähnt haben, die Spektren beider Komponenten sichtbar. Man kann dann die Bahnelemente beider (mit I und II bezeichneten) Komponenten berechnen, die natürlich dieselbe Periode und dieselbe Exzentrizität haben müssen, während sich die ω um 180° unterscheiden. Da in vielen von diesen Fällen das Spektrum der einen Komponente wesentlich heller ist als das der zweiten, so wird auf den Spektrogrammen das letztere stark durch das Spektrum der ersten Komponente überstrahlt, und die der schwächeren Komponente angehörenden Linien sind dann nur undeutlich sichtbar und schwierig zu messen. Alle in der Tabelle gegebene Bahnen sind auf den Schwerpunkt des betreffenden Systems bezogen, es sind also, im Gegensatz zu den visuellen Doppelsternen, nicht relative Bahnen.

Bahnelemente der spektroskopischen Doppelsterne.

Stern	Spektr.	P	γ	$2K$	e	ω	$a \sin i$	Berechner	
α Andromedae	A	d 96.7	km - 12	km 61	0.52	76°	34.8	Baker.	
λ »	K	20.55	+ 7	14	0.09	301	2.0	Burns.	
ν »	I	B 3	4.28	- 24	151	0.0	4.5	Jordan.	
	II	B 3	—	208	—	—	6.1	»	
π »	B 3	143.7	+ 9	95	0.57	350	77.2	»	
ϑ Aquilae	I	A	17.12	- 30	92	0.68	15	7.9	Baker.
	II	A	—	126	—	195	10.9	»	
β Arietis	A 5	107.0	- 1	66	0.88	20	22.9	Ludendorff.	

Stern	Spektr.	<i>P</i>	γ	$2K$	<i>e</i>	ω	$\alpha \sin i$	Berechner
α Aurigae I	G	104.0	$\frac{\text{km}}{+30}$	$\frac{\text{km}}{52}$	0.02	117°	36.8	Campbell u. Reese.
II	F	—	—	70	—	297	49.7	»
β » I	A	3.96	-18	218	0.00	—	5.9	Baker.
II	A	—	—	222	—	—	6.0	»
η Bootis	G	497.	0	17	0.24	315	57.7	Harper.
d » I	F 5	9.60	+10	137	0.17	273	8.9	»
II	F 5	—	—	144	—	93	9.4	»
7 Camelop.	A 2	3.88	-9	70	0.01	217	1.9	»
9 »	B	8.00	-2	18	0.30	90	0.9	Lee.
κ Cancri	B 8	6.39	+26	136	0.15	162	5.9	Ichinohe.
β Capricorni	G p	1375.	-19	44	0.44	124	377.	Merrill.
α Carinae	B 3	6.74	+23	43	0.18	116	2.0	H. D. Curtis.
1 Hev. Cassiop.	B 3	6.07	-15	118	0.22	3	4.9	Baker.
β Cephei	B 1	0.19	-5	34	0.0	—	0.05	Frost.
13 Ceti	F	2.08	+10	69	0.06	223	1.0	Fox.
α Coronae bor.	A	17.36	0	70	0.39	312	7.7	Jordan.
β » »	F p	40.9	-21	6	0.4	240	1.6	Cannon.
57 Cygni I	B 3	2.85	-16	221	0.14	45	4.2	Baker.
II	B 3	—	—	238	—	225	4.6	»
α Draconis	A	51.38	-17	92	0.38	19	30.2	Harper.
ϑ »	F 8	3.07	-8	47	0.01	126	1.0	H. D. Curtis.
χ »	F 8	281.8	+32	35	0.42	119	62.0	Wright.
ω »	F 5	5.28	-14	72	0.01	334	2.6	A. B. Turner.
α^1 Geminorum	A	2.93	-1	64	0.01	102	1.3	H. D. Curtis.
α^2 »	A	9.22	+6	27	0.50	265	1.5	»
σ »	K	19.60	+46	68	0.02	330	9.2	Harper.
β Herculis	K	410.6	-26	26	0.55	25	60.3	H. C. Plummer.
ϵ » I	A	4.02	-24	141	0.02	180	3.9	Baker.
II	A	—	—	224	—	0	6.2	»
u » I	B 3	2.05	-21	199	0.05	66	2.8	»
II	B 3	—	—	506	—	246	7.1	»
113 »	G 5	245.3	-23	32	0.12	170	53.6	Wilson.
ϵ Hydrae	F 8	5588.	+37	17	0.65	90	493.	Aitken.
2 Lacertae I	B 5	2.62	-9	161	0.01	180	2.9	Baker.
II	B 5	—	—	198	—	0	3.6	»
α Leonis I	F 5	14.50	+27	108	0.0	—	10.8	H. C. Plummer.
II	A	—	—	126	—	—	12.6	»
ϑ »	F 8	71.70	0	47	0.08	331	23.2	Cannon.
δ Librae	A	2.33	-45	153	0.05	29	2.5	Schlesinger.
β Lyrae	B 2 p	12.92	-21	369	0.02	0	32.8	R. H. Curtiss.
ζ^1 »	F	4.30	-26	102	0.00	—	3.0	Jordan.
α Orionis	M a	2190.	+21	5	0.24	255	70.0	Bottlinger.
β »	B 8 p	21.90	+23	8	0.30	255	1.1	Plaskett.
δ »	B	5.73	+23	202	0.10	339	7.9	Hartmann.
η »	B 1	7.99	+36	290	0.02	42	15.9	Adams.

Stern	Spektr.	P	γ	$2K$	e	ω	$\alpha \sin i$	Berechner
ι Orionis	Oe 5	d) 29.14	km + 22	km 227	0.74	112 ^o	30.6	Plaskett u. Harper.
ν »	B 2	131.3	+ 22	68	0.60	2	49.3	Harper.
π^4 »	B 3	9.52	+ 23	52	0.03	152	3.4	Baker.
ψ »	B 2	2.53	+ 12	288	0.07	185	5.0	Plaskett.
α Pavonis	B 3	11.75	+ 2	15	0.01	225	1.2	H. D. Curtis.
η Pegasi	G	818.0	+ 4	28	0.15	6	157.8	Campbell u. Crawford.
ι »	F 5	10.21	- 4	96	0.01	252	6.7	H. D. Curtis.
β Persei	B 8	2.87	var.	81	0.05	21	1.6	Schlesinger u. R. H.
ξ »	Oe 5	6.95	+ 15	16	0.03	99	0.8	Cannon. [Curtiss.
o » I	B 1	4.42	+ 18	224	0.00	—	6.8	Jordan.
	II	—	—	320	—	—	9.7	»
φ » I	B	126.6	- 3	40	0.0	—	35.0	Ludendorff.
	II	—	—	90	—	—	78.0	»
b » I	A 2	1.53	+ 23	84	0.22	152	0.9	Cannon.
	II	—	—	305	—	332	3.1	»
U Sagittae	B 8	3.38	- 19	133	0.04	44	3.1	Flower.
μ Sagittarii	B 8 p	180.2	- 7	129	0.44	75	143.5	Ichinohe.
α Scorpii	Map	2120.	- 3	4	0.20	289	60.5	Halm.
β » I	B 1	6.83	- 11	251	0.27	20	11.4	Daniel u. Schlesinger.
	II	—	—	394	—	200	17.8	»
ξ Serpentis	A 5	2.29	- 43	39	0.00	—	0.6	Young.
ζ Tauri	B 3	138.	+ 16	30	0.18	10	27.9	Adams.
η^2 »	A 5	140.5	+ 43	58	0.69	49	40.5	Plaskett.
λ »	B 3	3.95	+ 21	106	0.07	133	2.9	von Aretin.
τ »	B 3	1.50	+ 14	89	0.09	243	0.9	Parker.
d »	A 2	3.57	+ 29	152	0.0	—	3.7	Wilson.
β Ursae maj.	A	27.16	- 16	16	0.79	60	1.8	Ludendorff.
ε » »	A p	1520.	- 12	7	0.31	56	69.4	»
ζ » » I	A	20.54	- 12	138	0.52	98	16.5	Vogel u. Ludendorff.
	II	—	—	138	—	278	16.5	»
ω » »	A	15.84	- 18	41	0.26	12	4.3	Parker.
$30H.$ » »	A	11.58	0	68	0.38	172	5.0	Baker u. Schlesinger.
ε Ursae min.	G 5	39.48	- 11	64	0.01	359	17.3	Plaskett.
\varkappa Velorum	B 3	116.6	+ 22	93	0.19	96	73.2	H. D. Curtis.
α Virginis I	B 2	4.01	+ 2	252	0.10	328	6.9	Baker.
	II	—	—	416	—	148	11.4	»
η »	A	71.9	0	54	0.25	180	25.3	Ichinohe.
BD - 1° 1004	B 3	27.16	+ 26	186	0.76	87	22.4	Plaskett u. Harper.
BD + 43° 92	A 2	3.96	+ 2	83	0.15	233	2.2	Udick.
η Aquilae	G	7.18	- 14	40	0.47	64	1.9	Wright u. Van Lummel.
RT Aurigae	G	3.73	+ 21	36	0.37	95	0.9	Duncan.
δ Cephei	G	5.37	var.	40	0.36	83	1.4	Belopolsky.
SU Cygni	F 5	3.85	- 33	50	0.21	346	1.4	Maddrell.
ζ Geminorum	G	10.15	+ 7	26	0.22	333	1.8	Campbell.
Y Ophiuchi	G	17.12	- 5	15	0.16	202	1.8	Albrecht u. Udick.

Stern	Spektr.	P	γ	$2K$	ϵ	ω	$a \sin i$	Berechner
<i>S</i> Sagittae	G	$\frac{d}{8.38}$	$\frac{km}{-12}$	$\frac{km}{38}$	0.35	70 ^o	2.0	Madrill.
<i>W</i> Sagittarii	F 5	7.59	- 29	39	0.32	70	1.9	R. H. Curtiss.
<i>X</i> »	F 8	7.01	- 14	30	0.40	94	1.3	Moore.
<i>Y</i> »	G	5.77	+ 4	38	0.16	32	1.5	Duncan.
α Ursae min.	F 8	3.97	var.	6	0.13	80	0.16	Hobe.
<i>T</i> Vulpeculae	F	4.44	- 1	35	0.43	111	1.0	Albrecht.

Die am Ende der Tabelle stehenden zwölf Sterne sind Veränderliche der ζ Geminorum- und δ Cephei-Klasse. Die bemerkenswerten Beziehungen zwischen Lichtwechsel und Bahnbewegung, die sich bei diesen Sternen ergeben haben, werden im nächsten Abschnitt näher besprochen werden. An die vorstehende Tabelle sollen nun noch einige Bemerkungen geknüpft und besonders interessante Systeme näher besprochen werden.

β Aurigae und ζ Ursae majoris gehören zu den Systemen, bei denen beide Komponenten gleich hell sind und dasselbe Spektrum (A) besitzen, so daß, wie oben bemerkt, infolge der Bahnbewegung Linienverdoppelung

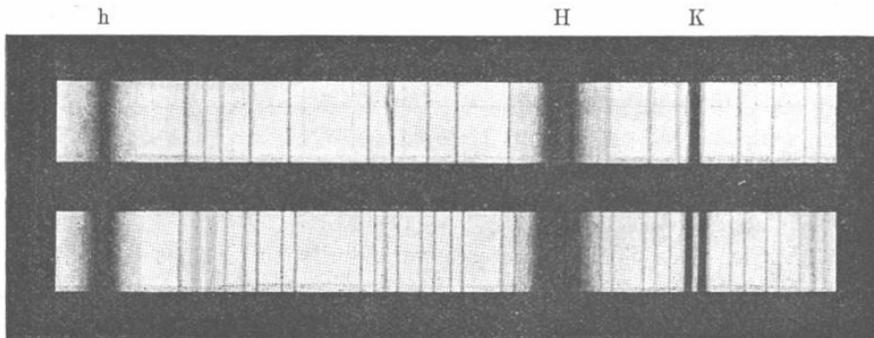


Fig. 201.

in den Spektren auftritt. In dem oberen Teile der vorstehenden Figur 201 ist ein Stück des Spektrums von β Aurigae nach in Potsdam ausgeführten photographischen Aufnahmen abgebildet zu der Zeit, wo die Linien einfach erscheinen, dagegen in dem unteren Teile zu der Zeit, wo die Linien verdoppelt sind.

Für ζ Ursae majoris geben wir in Fig. 202 eine graphische Darstellung der relativen Geschwindigkeiten der beiden Komponenten nach Vogels Messungen. Die eigentümliche Form der Kurve ist eine Folge der großen Exzentrizität (0.52) der Bahn. ζ Ursae majoris (Mizar) ist, wie schon früher erwähnt, ein visueller Doppelstern, dessen Umlaufzeit jeden-

falls Tausende von Jahren beträgt. Auch die schwächere Komponente hat sich als spektroskopischer Doppelstern erwiesen, das ganze System ist also ein vierfaches. Ebenso ist auch der dem Mizar nahestehende und mit ihm gleiche Eigenbewegung besitzende Alkor ein spektroskopischer Doppelstern.

α^1 und α^2 Geminorum. Diese beiden spektroskopischen Doppelsterne bilden zusammen den schönen visuellen Doppelstern α Geminorum (Castor), dessen Umlaufszeit Hunderte von Jahren beträgt, und dessen Elemente daher noch nicht genau bestimmt werden können.

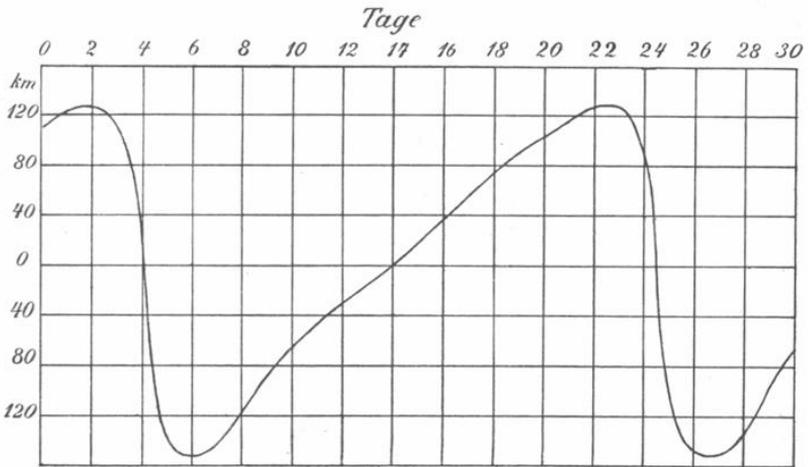


Fig. 202.

β *Lyrae*. Das Spektrum dieses veränderlichen Sternes besteht aus hellen und dunklen Linien auf kontinuierlichem Grunde, die während des Lichtwechsels sehr komplizierte, noch nicht befriedigend erklärte Änderungen ihrer Lage und ihres Aussehens erleiden. Die angegebene Bahn ist aus den Verschiebungen gewisser Absorptionslinien abgeleitet. Die Periode ist gleich der des Lichtwechsels. Die Verhältnisse in diesem System sind aber, wie gesagt, noch ziemlich unklar.

Im allgemeinen lassen sich die in den Spektren der spektroskopischen Doppelsterne beobachteten Linienverschiebungen durch eine ungestörte elliptische Bahnbewegung vollständig darstellen. Es gibt aber einige Fälle, in denen man gezwungen ist, anzunehmen, daß noch ein dritter Körper zu dem betreffenden System gehört, der jene rein elliptische Bahnbewegung stört. Am einfachsten ist die Sachlage bei den drei Systemen β Persei, δ Cephei und α Ursae minoris. Bei diesen beschreibt der Schwerpunkt des Doppelsternsystems wiederum eine elliptische bzw. kreisförmige

Bahn, und seine Radialgeschwindigkeit ist daher in der Tabelle als variabel bezeichnet. Die Elemente der Bahnen der Schwerpunkte jener drei Systeme sind die folgenden.

	P	γ	$2K$	ϵ	$a \sin i$	Berechner
β Persei	1.7 Jahre	+ 4 km	16 km	0.0	71	Belopolsky.
δ Cephei	6.4 »	— 16 »	13 »	0.0	204	»
α Ursae min.	11.9 »	— 15 »	6 »	0.35	167	Hobe.

Das System α Ursae minoris wäre hiernach aufgebaut, wie folgt: Der Stern, den wir wirklich sehen, beschreibt in 4^d eine Bahn um den Schwerpunkt des aus ihm und einem relativ dunkeln Begleiter bestehenden Systems (siehe Tabelle der Bahnelemente). Dieser Doppelstern bewegt sich wiederum in 11.9 Jahren um den Schwerpunkt eines Systems, welches aus ihm und einem dritten, uns nicht sichtbaren Körper zusammengesetzt ist. Der Schwerpunkt des Gesamtsystems nähert sich uns mit einer Geschwindigkeit von 15 km. Ganz entsprechend sind die Systeme β Persei und δ Cephei gebaut. In allen diesen Fällen beschreibt ein enger Doppelstern von sehr kurzer Umlaufszeit eine weite Bahn von langer Umlaufszeit um den Schwerpunkt des Gesamtsystems; der dritte Körper ist von dem Doppelstern so weit entfernt, daß er die kurzperiodische Bahnbewegung des letzteren nicht merklich stört, abgesehen davon, daß er eine langperiodische Bewegung des Schwerpunktes des Doppelsternsystems erzeugt.

Weit schwieriger liegen die Verhältnisse bei den Systemen ζ Geminorum und W Sagittarii; bei diesen hat man kleine Abweichungen von der elliptischen Bahnbewegung gefunden, die sich in jedem Umlauf wiederholen. Auch bei λ Andromedae, β Coronae und β Orionis sind Störungen vorhanden, deren Verlauf und Charakter aber noch nicht genau genug festgestellt sind. Besonders kompliziert sind die bei φ Persei beobachteten Erscheinungen; hier erleiden die helle Ränder besitzenden Wasserstofflinien andere Verschiebungen als die übrigen, meist sehr schwachen Absorptionslinien, aus deren Verschiebungen die Bahnelemente ermittelt sind. Die Änderungen der Lage der Wasserstofflinien lassen sich auch nicht angenähert durch eine elliptische Bahnbewegung erklären und sind noch dazu in den verschiedenen Umlaufperioden nicht immer dieselben.

In allen diesen zuletzt besprochenen Fällen fehlt es noch an einer befriedigenden Deutung der Beobachtungsergebnisse. Wir wissen nicht einmal, ob es genügt, in jenen Systemen einen dritten Körper anzunehmen, der die elliptische Bahnbewegung stört, oder ob man etwa noch andere,

die Lage der Linien beeinflussende Faktoren, z. B. Druckänderungen, in Rechnung ziehen muss. In ähnlicher Ungewißheit befindet man sich auch einer anderen Erscheinung gegenüber, die man bei einer Reihe von Sternen der Spektralklassen O und B beobachtet hat. Es treten nämlich bei einigen Helium-Sternen die Linien H und K des Kalziums als schwache, scharfe Absorptionslinien auf, während die übrigen Linien (hauptsächlich des Wasserstoffs und Heliums) breit und verwaschen sind. Merkwürdigerweise machen nun jene beiden Linien H und K die durch die Bahnbewegung verursachten Verschiebungen der übrigen Linien nicht mit, sondern sie behalten entweder eine konstante Lage (δ Orionis, α Persei), oder sie erleiden nur Verschiebungen von viel geringerem Betrage als die letzteren (θ Camelopardalis, ξ Persei*), β Scorpii). Hartmann, der zuerst bei δ Orionis auf diese Erscheinung aufmerksam wurde, nahm an, daß sich zwischen uns und δ Orionis im Weltraum eine Kalziumwolke befinde, die erst die Kalzium-Absorption im Spektrum des Sternes erzeuge. Weitere Untersuchungen müssen lehren, ob diese oder eine ähnliche Erklärung haltbar ist.

Die Massen der spektroskopischen Doppelsterne lassen sich aus den Werten der Radialgeschwindigkeit allein nicht berechnen. Ist jedoch die Bewegung jeder der beiden Komponenten in bezug auf den Schwerpunkt bekannt, so kann man das Massenverhältnis beider Komponenten finden, und nicht nur dieses, sondern man kann auch die Größen $m_1 \sin^3 i$ bzw. $m_2 \sin^3 i$ angeben, wo m_1 und m_2 die Massen der beiden Komponenten in Einheiten der Sonnenmasse sind und i die Neigung der Bahn bedeutet. Nun ist i , wie wir sahen, außer bei Algolsternen unbekannt, und wir können daher die Massen selbst nicht bestimmen. Da aber $\sin^3 i$ stets kleiner als Eins ist, so stellen die Größen $m_1 \sin^3 i$ und $m_2 \sin^3 i$ Minimalwerte der Massen dar. In der folgenden kleinen Tafel geben wir diese Minimalwerte für diejenigen Systeme, für welche in der Tabelle die Bahnen beider Komponenten angeführt sind, und zwar stehen in der linken Hälfte der Tabelle diejenigen Sterne, deren Spektren zur Klasse B gehören, in der rechten die übrigen.

Diese Zusammenstellung lehrt sofort, daß die Heliumsterne (Klasse B) durchschnittlich größere Massen haben als die übrigen. Auch in einigen anderen Fällen, in denen man durch Messung der Spektrallinien beider Komponenten die Minimalwerte der Massen bisher erst genähert festgestellt hat, bestätigt sich diese Regel. So ist der Minimalwert der Gesamtmasse

*) Bei θ Camelop. und ξ Persei sind die in der Tabelle gegebenen Elemente aus den Verschiebungen der Linien H und K abgeleitet, die anderen Linien sind wegen ihrer Verwaschenheit nur mit großer Ungenauigkeit meßbar.

Stern	Spektr.	$m_1 \sin^3 i$	$m_2 \sin^3 i$	Stern	Spektr.	$m_1 \sin^3 i$	$m_2 \sin^3 i$
ν Andromedae	B 3	1.5 \odot	1.1 \odot	ϑ Aquilae	A	0.5 \odot	0.4 \odot
57 Cygni	B 3	1.8	1.7	α Aurigae	G	1.4	1.0
μ Herculis	B 3	6.8	2.6	β Aurigae	A	2.2	2.2
2 Lacertae	B 5	0.9	0.7	δ Bootis	F 5	1.4	1.3
σ Persei	B 1	5.4	3.8	ε Herculis	A	1.6	1.0
φ Persei	B	2.5	1.1	σ Leonis	F 5	1.3	1.1
β Scorpii	B 1	13.0	8.3	δ Persei	A 2	0.8	0.2
α Virginis	B 2	9.6	5.8	ζ Ursae maj.	A	1.7	1.7

bei den Helium-Sternen ν Puppis 34 \odot , bei η Orionis 22 \odot , bei μ^1 Scorpii 15 \odot , bei ψ Orionis 10 \odot , dagegen bei den der Spektralklasse A angehörigen Sternen ω Ursae majoris 4 \odot , η Virginis 2 \odot . Die Masse von ν Puppis ist die größte, die man bisher überhaupt mit einiger Sicherheit bei einem Sterne konstatiert hat. Bei den spektroskopischen Doppelsternen hat nach der bisherigen Erfahrung die lichtschwächere der beiden Komponenten die kleinere Masse, wie es auch bei den visuellen Doppelsternen der Fall zu sein scheint.

Kann man nur die Bewegung einer einzigen 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 nur eine verwickelte Beziehung zwischen den beiden Massen und der Neigung abgeleitet werden. Diese Beziehung liefert jedoch nach den Untersuchungen von Ludendorff deutliche Anzeichen dafür, daß die Größe und das Verhältnis der Massen der spektroskopischen Doppelsterne im allgemeinen in den verschiedenen Systemen recht gleichmäßig ist, daß aber die der Spektralklasse B angehörigen spektroskopischen Doppelsterne durchschnittlich etwa dreimal so große Massen haben als die übrigen. Dieser letztere Befund entspricht dem Ergebnis, zu dem wir oben bei dem Studium derjenigen Systeme gelangt waren, für welche ein Minimalwert der Masse berechnet werden konnte; vorausgesetzt ist dabei allerdings, daß die Bahnneigungen für die Helium-Sterne durchschnittlich dieselben sind wie für die übrigen Sterne, eine Annahme, welche wahrscheinlich erfüllt sein dürfte.

Die Umlaufzeiten der spektroskopischen Doppelsterne variieren in sehr weiten Grenzen; β Cephei besitzt eine solche von 0.19 Tagen, α Orionis dagegen eine solche von 6.0 Jahren, die sogar etwas länger ist als die von δ Equulei, der unter den visuellen Doppelsternen, soweit bisher bekannt, die kürzeste Periode (5.7 Jahre) hat. Die Komponenten von δ Equulei können im Spektrographen nicht mehr getrennt werden, ihre Spektren lagern sich übereinander; man kann also δ Equulei auch als spektroskopischen

Doppelstern betrachten. Bei ϵ Hydrae, dessen Periode 15.3 Jahre beträgt, ist die Bahn von Aitken sowohl aus mikrometrischen Messungen, als auch aus spektrographischen Beobachtungen bestimmt worden. Aus dem Gesagten geht hervor, daß eine scharfe Grenze zwischen spektroskopischen und visuellen Doppelsternen nicht gezogen werden kann, daß sie vielmehr eine Klasse von Himmelskörpern bilden.

Die Amplituden $2K$ der Radialgeschwindigkeiten der spektroskopischen Doppelsterne sind zum Teil sehr groß. Wir weisen z. B. hin auf die Sterne u Herculis, β Lyrae, η und ψ Orionis, o Persei, β Scorpii, α Virginis (vgl. die Tabelle).

Die Exzentrizitäten sind im Durchschnitt wesentlich kleiner als bei den visuellen Doppelsternen, doch kommen auch sehr große vor (β Arietis mit $e = 0.88$). Es zeigt sich, daß die Systeme mit langer Periode durchschnittlich größere Exzentrizitäten besitzen als die mit kurzer Periode; ein entsprechendes Verhalten ist auch bei den visuellen Doppelsternen angedeutet. Die in der spektralen Entwicklung weiter vorgeschrittenen spektroskopischen Doppelsternsysteme (d. h. diejenigen, die der zweiten Spektralklasse angehören), haben im Durchschnitt größere Ausdehnung und längere Perioden als die jüngeren, der ersten Spektralklasse angehörenden. Diese Gesetzmäßigkeiten scheinen eine Theorie über die Entwicklung der Doppelsternsysteme zu bestätigen, die zwar noch mancherlei Einwänden unterliegt, aber doch in ihren Grundgedanken richtig sein dürfte. Nach dieser Theorie sollen die Doppelsterne durch Teilung ursprünglich einfacher Himmelskörper entstanden sein. Die durch die Ausstrahlung verursachte Kontraktion eines solchen Himmelskörpers veranlaßt eine Beschleunigung der Rotation, durch welche die anfängliche Kugelgestalt desselben zuerst in ein abgeplattetes Rotationsellipsoid, dann in ein dreiaxsiges Ellipsoid und schließlich nach Poincaré in eine birnförmige Gleichgewichtsfigur (Apoid) übergeführt wird*). Das Apoid teilt sich endlich bei noch weiterer Zunahme der Drehungsgeschwindigkeit in zwei Teile von derselben Größenordnung, die nun den Doppelstern bilden; mathematisch hat man allerdings den Nachweis der Möglichkeit einer solchen Teilung noch nicht erbracht. Durch Gezeitenwirkungen dehnt sich alsdann im Laufe der Zeit die anfänglich sehr enge Bahn des Doppelsternsystems bis zu einer gewissen Grenze unter gleichzeitiger Zunahme der Exzentrizität immer weiter aus, so daß der Zusammenhang zwischen Länge der Periode und Größe der Exzentrizität, sowie zwischen der Ausdehnung der Bahn und dem Spektraltypus verständlich ist.

*) Bei der mathematischen Behandlung dieses Entwicklungsganges werden mancherlei vereinfachende Annahmen gemacht, die in der Natur nicht erfüllt sein dürften.

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 Licht Veränderungen unterworfen ist. Am 13. 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 nur während weniger Wochen erblickte, im Oktober aber wieder vergebens suchte. Auf den Gedanken, der Stern könne sein Licht geändert haben, scheint Fabricius nicht gekommen zu sein, und selbst, als er ihn im Februar 1609 zum zweiten Male, wiederum für die Dauer von mehreren Wochen, aufleuchten sah, unterließ er es unbegreiflicherweise, diesem rätselhaften Sterne weiter nachzuforschen. So kam es, daß derselbe 30 Jahre später von Holwarda, Professor an der Universität zu Franeker, noch einmal unabhängig aufgefunden wurde. Holwarda sah den Stern zuerst im Dezember 1638 als 3. Größe und erkannte seine Veränderlichkeit, als er beobachtete, daß der Stern langsam schwächer wurde, während des Sommers überhaupt unsichtbar blieb und im November 1639 wieder zum Vorschein kam. Man verfolgte ihn später weiter und fand, daß er in ziemlich 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 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 Hevel ihn nannte, blieb nicht der einzige seiner Art. Im Jahre 1667 fand Montanari, daß der Stern β im Perseus (Algol) gleichfalls sein Licht ändert, und dieselbe Erscheinung beobachtete G. Kirch (1686) an dem Sterne χ Cygni und Maraldi (1704) an einem Sterne in der Wasserschlange. Aber obwohl somit bereits vier Sterne dieser Art bekannt waren, widmeten ihnen die Astronomen jener Zeit nur sehr geringe Aufmerksamkeit und beschränkten sich darauf, gelegentliche Beobachtungen von ihnen anzustellen, statt sie systematisch zu verfolgen. Erst gegen Ende des 18. Jahrhunderts begann sich ein etwas regeres Interesse geltend zu machen, und besonders waren es zwei englische Astronomen, Goodricke und Pigott, die sowohl durch Beobachtung der bereits bekannten Veränderlichen als auch durch die Entdeckung einiger weiterer Exemplare diesen Zweig astronomischer Forschung wesentlich förderten. Goodricke war es auch, der 1782 zuerst erkannte,

daß die Helligkeitsänderung bei Algol in durchaus anderer Art erfolgt 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 unverändert 2. Größe, sinkt dann in wenigen Stunden zum Minimum, der 3. Größe, hinab und steigt ebenso rasch wieder zur 2. Größe auf.

Im 19. Jahrhundert folgten die Entdeckungen weiterer Veränderlicher schneller aufeinander, doch immerhin anfangs noch so langsam, daß bis zum Jahre 1840 im ganzen erst die folgenden 23 Sterne als variabel angezeigt worden waren, wobei noch zu bemerken ist, daß bei α Hydrae und δ Orionis das Vorhandensein von Lichtschwankungen später bestritten wurde, so daß man diese beiden Sterne aus den Verzeichnissen der Veränderlichen wieder strich.

1. Mira Ceti	1596 Fabricius	12. R Virginis	1809 Harding
2. Algol	1667 Montanari	13. R Aquarii	1811 Harding
3. γ Cygni	1686 G. Kirch	14. ϵ Aurigae	1821 Fritsch
4. R Hydrae	1704 Maraldi	15. R Serpentis	1826 Harding
5. R Leonis	1782 Koch	16. η Argus	1827 Burchell
6. η Aquilae	1784 Pigott	17. S Serpentis	1828 Harding
7. β Lyrae	1784 Goodricke	18. R Cancri	1829 Schwerd
8. δ Cephei	1784 Goodricke	19. α Cassiopejæ	1831 Birt
9. α Herculis	1795 W. Herschel	20. U Virginis	1831 Harding
10. R Coronae bor.	1795 Pigott	21. δ Orionis	1834 J. Herschel
11. R Scuti	1795 Pigott	22. α Hydrae	1837 J. Herschel
		23. α Orionis	1839 J. Herschel

Das Jahr 1840 bedeutet einen Wendepunkt in der Geschichte der Veränderlichen. Es ist dies das Jahr, in dem Argelander seine regelmäßigen Beobachtungen der Variablen begann, die er mit unermüdlicher Ausdauer, mit dem größten Geschick und Erfolg ein volles Menschenalter hindurch fortgeführt hat, und die ihn in der Tat als den eigentlichen Begründer der Wissenschaft von den Veränderlichen erscheinen lassen. Eine wesentliche Hilfe bei seinen Beobachtungen leistete ihm sein 1843 erschienener Himmelsatlas, die »Uranometria nova«, deren Größenangaben eine Genauigkeit besitzen, welche diejenige aller anderen damals existierenden Sternverzeichnisse und Atlanten ganz bedeutend übertraf. Noch weit größer aber war der Nutzen, der ihm aus der 1862 vollendeten »Bonner Durchmesser« (s. S. 518) erwuchs. Argelander verstand es ferner, eine große Zahl von Schülern heranzubilden, die sich seiner Methoden bedienten, und sich mit demselben rastlosen Eifer, wie er selbst, diesem neuen Beobach-

tungszweige widmeten. Als erste sind hier Heis, Schmidt, Oudemans zu nennen, denen etwas später Winnecke, Krüger und besonders Schönfeld, der nächst Argelander wohl am meisten bahnbrechend auf diesem Gebiete gewirkt hat, folgten. Etwa ein Jahrzehnt nach Argelanders Auftreten begann auch anderwärts das Interesse an den Veränderlichen reger zu werden. So wurden in England durch Pogson, Hind, Knott, Baxendell, Gore u. a., in Böhmen durch Šafařík, und seit etwa 1875 in Amerika durch Gould, Chandler, Pickering u. a. unsere Kenntnisse von den Variabeln durch Beobachtungen, Neuentdeckungen und Katalogisierungen bedeutend gefördert. Für die Beobachtung der Sterne des südlichen Himmels bildeten dabei die Atlanten und Verzeichnisse der Uranometria Argentina von Gould und der Cordobadurchmusterung von Thome wertvolle Hilfsmittel.

In Deutschland ließ nach dem Tode von Schönfeld das Interesse an den veränderlichen Sternen etwas nach, und es waren bis zum Schlusse des 19. Jahrhunderts wesentlich nur noch Deichmüller, Plaßmann und besonders Hartwig, die die Beobachtung der Variabeln pflegten.

Seit dem Beginne des 20. Jahrhunderts endlich ist ein ganz allgemeiner Aufschwung auf dem Gebiete der Veränderlichen zu bemerken. Wesentlich trug dazu bei, daß sich in vielen Ländern astronomische Gesellschaften unter weitgehender Hinzuziehung von Laien bildeten, die gerade auch der Beobachtung der veränderlichen Sterne rege Aufmerksamkeit zuwendeten und sie unter ihren Mitgliedern systematisch organisierten. Gefördert wurden diese Bestrebungen durch die großen photometrischen Kataloge (s. S. 531), die um die Wende des Jahrhunderts erschienen und eine vorzügliche Grundlage für die Beobachtung der Veränderlichen darboten. Ein anderes wichtiges Hilfsmittel, welches um diese Zeit erstand, ist der »Atlas stellarum variabilium« von Hagen (1899—1908). Derselbe gibt für 338 Veränderliche genaue Karten, sowie Verzeichnisse der Örter und Helligkeiten aller eventuell als Vergleichsobjekte in Frage kommenden Sterne. Besonders für die Beobachtung der schwächeren Veränderlichen, bei denen die Bonner Durchmusterung bereits versagt, sind diese Karten von außerordentlichem Werte.

Infolge der eifrigen Beobachtungen stieg natürlich die Zahl der bekannten Veränderlichen sehr schnell; besonders aber war dies der Fall, seit man die Photographie auch diesem Zweige astronomischer Forschung dienstbar gemacht hatte. Am deutlichsten läßt sich das allmähliche Anwachsen aus einer Übersicht der verschiedenen Verzeichnisse von Variabeln erkennen, deren wichtigste in der folgenden Tabelle zusammengestellt sind.

Jahr	Verfasser	Anzahl der Sterne	Jahr	Verfasser	Anzahl der Sterne
1786	Pigott	12*)	1884	Gore	191
1844	Argelander	18	1888	Chandler	225
1850	Argelander	24	1893	Chandler	260
1856	Pogson	53	1896	Chandler	393
1866	Schönfeld	119	1903	Pickering	718**)
1875	Schönfeld	143	1907	Pickering	884**)

Im Anschlusse hieran sind noch die Verzeichnisse zu erwähnen, die nebst Ephemeriden alljährlich von Hartwig in der Vierteljahrsschrift der Astronomischen Gesellschaft veröffentlicht werden, und von denen das letzte, 1913 erschienene, bereits 1417 Sterne enthält. Dabei sind aber die zahlreichen in mehreren kugelförmigen Sternhaufen und einigen Nebelflecken, besonders den Magellanschen Wolken, entdeckten Variablen, die auch keine besonderen Bezeichnungen erhalten, nicht mitgezählt worden. Mit diesen würde die Zahl der zurzeit als sicher veränderlich bekannten Sterne rund 4500 betragen.

Ein umfassender Katalog der Veränderlichen, der alles enthalten soll, was bei jedem einzelnen Stern über die Art seines Lichtwechsels, die Elemente desselben, die Form der Lichtkurve sowie über etwaige Unregelmäßigkeiten und Besonderheiten bekannt ist, wird gegenwärtig von der Astronomischen Gesellschaft ausgearbeitet. Derselbe wird zugleich für die meisten Sterne eine neue Ableitung der Elemente liefern, für alle aber ein vollständiges Literaturverzeichnis und einen Nachweis des gesamten Beobachtungsmaterials enthalten. Das Erscheinen dieses Katalogs, der vielleicht richtiger eine Geschichte der Veränderlichen genannt werden könnte, steht für das Jahr 1916 zu erwarten.

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. χ Cygni, δ Cephei, β Lyrae u. a. Der erste im Sternbilde des Drachens entdeckte Veränderliche trägt also die Bezeichnung R Draconis. 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. Aber auch diese Kombinationen sind bei den Sternbildern des Schwans, des Skorpions und des Schützen bereits auf-

*) Davon 8 veränderliche und 4 neue Sterne.

**) Die Pickering'schen Kataloge enthalten außerdem noch 509 bzw. 2864 Veränderliche in Sternhaufen.

gebraucht, und man beginnt daher jetzt damit, die bisher ausgelassenen Buchstaben des Alphabets, in der Kombination zu zwei Buchstaben, mit AA anfangend, zu verwenden.

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 damit zusammenhängenden sogenannten neuen Sternen. Zwischen Perioden von 3 Stunden bis zu vielen Jahren oder zwischen Lichtänderungen von weniger als dem Zehntel einer Größenklasse bis zu neun Größenklassen finden sich alle möglichen Übergänge.

Ordnet man die Veränderlichen, deren Perioden hinreichend sicher bekannt sind, nach der Länge der Perioden, so erhält man die folgende Tabelle:

Periodenlänge	Anzahl der Veränderlichen
kürzer als 10 Tage	183
zwischen 10 und 100 Tagen	64
» 100 » 200 »	64
» 200 » 300 »	194
» 300 » 400 »	182
» 400 » 500 »	54
größer als 500 Tage	12

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 mit wenigen Ausnahmen 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 Sternes von der Erde infolge der Bewegung der Erde in ihrer Bahn variiert, so daß das Licht des Sternes je nach der Jahreszeit mehr oder weniger Zeit gebraucht, um zum

Beobachter auf der Erde zu gelangen. Man reduziert bei diesen Sternen die Beobachtungen 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. 213) sein, also 8^m3 betragen.

Um den Verlauf des Lichtwechsels eines Veränderlichen bequem übersehen zu können, zeichnet man gewöhnlich eine graphische Darstellung desselben, die sogenannte *Lichtkurve*, aus der man dann für jeden beliebigen Zeitpunkt sofort die Helligkeit des Veränderlichen in Größenklassen ablesen kann. (Vgl. Fig. 203 bis 207.)

Die große Mannigfaltigkeit in den Abstufungen und Übergängen, die bei den Variablen besteht, ließ sehr bald den Wunsch entstehen, die Veränderlichen nach ihren Besonderheiten in verschiedene Klassen einzuteilen. Trotz aller Bemühungen auf diesem Gebiete ist es aber bisher noch nicht gelungen, eine wirklich befriedigende, allen Anforderungen gerecht werdende Klassifizierung zu finden. Die Versuche, eine Ordnung nach physikalischen Gesichtspunkten vorzunehmen, scheitern daran, daß wir in vielen Fällen die Ursache des Lichtwechsels noch nicht anzugeben vermögen, und die Einteilung nach den äußeren Merkmalen der Helligkeitsschwankungen, also nach der Länge der Periode, der Amplitude, der Form der Lichtkurve usw. wird dadurch erschwert und zum Teil geradezu vereitelt, daß eben, wie bereits mehrfach erwähnt, keine scharfen Grenzen zwischen den einzelnen Gruppen bestehen, sondern daß alle möglichen Übergänge von der einen zur andern vorhanden sind. Diejenige Klassifizierung, die gegenwärtig noch die meiste Anerkennung und Verwendung findet, ist die Pickering'sche, die wir deshalb auch hier, mit einigen durch die neueren Forschungsergebnisse erforderlich gewordenen Modifikationen, zu Grunde legen wollen. Es werden dabei fünf Klassen unterschieden, die sich folgendermaßen charakterisieren lassen.

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 (*Miratypus*).
3. Sterne mit ganz unregelmäßig verlaufenden Lichtänderungen z. B. α Cassiopejae, R Coronae u. a.
4. Veränderliche von kurzer Periode, bei denen die Lichtänderungen mit großer Regelmäßigkeit vor sich gehen.

5. Veränderliche, deren hauptsächlichste Lichtänderungen von der Bedeckung durch einen Begleiter herrühren (*Verfinsterungsvariable*).

Wir wollen die einzelnen Klassen in der umgekehrten Reihenfolge betrachten und mit der letzten, den *Verfinsterungsvariablen*, beginnen. In dieser Klasse lassen sich zwei verschiedene Typen unterscheiden, der *Algoltypus* und der *β Lyrae-Typus*. Als Charakteristik dieser beiden Typen galt bis vor kurzem, daß sich bei den Algolsternen die Lichtänderungen auf einen Bruchteil der Periode beschränken, während die Helligkeit in der übrigen Zeit konstant bleibt, daß sich dagegen bei den *β Lyrae-Sternen* die Helligkeit beständig ändert. Wir wollen an dieser Unterscheidung, die über hundert Jahre unbestritten war, zunächst noch festhalten und mit der Betrachtung der Sterne vom Algoltypus anfangen.

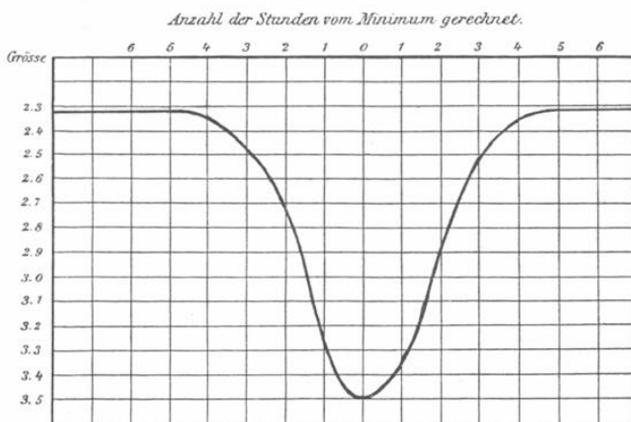


Fig. 203. Lichtkurve von β Persei.

Den bekanntesten Vertreter dieser Gruppe, 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 in der gleichen Zeit wieder zur Maximalhelligkeit an und bleibt dann in dieser 2^d 10^h, bis der Lichtwechsel von neuem beginnt. Fig. 203 gibt eine Darstellung der Lichtkurve des Algol während eines solchen Minimums. Die Länge der Periode beträgt 2^d 20^h 49^m, ist aber geringen säkularen Schwankungen unterworfen.

Lange Zeit blieb Algol der einzige Stern, der den eben geschilderten, eigenartigen Lichtwechsel besaß, und erst im Jahre 1848 wurden zwei Sterne aufgefunden (λ Tauri und S Cancri), die das gleiche Verhalten

zeigten. Bald folgten weitere Entdeckungen, aber doch anfangs noch in so langsamem Tempo, daß 1880 erst 6, 1890 9 und 1900 18 Sterne vom Algoltypus bekannt waren. Erst im neuen Jahrhundert, das, wie wir oben schon hervorhoben, einen allgemeinen Aufschwung auf dem Gebiete der Veränderlichen gebracht hat, wuchs die Zahl der Algolsterne wesentlich rascher an, und gegenwärtig kennt man bereits etwa 100 dieser interessanten Variablen. Die überwiegende Zahl derselben findet sich, wie Ichinohe bemerkt hat, in der Milchstraße oder in ihrer Nähe.

Die Länge der Periode beträgt bei den meisten Sternen vom Algoltypus nur wenige Tage; die folgende Zusammenstellung zeigt die Verteilung der Periodenlängen für die 93 Sterne dieser Klasse, welche bis Anfang 1913 genauer untersucht waren.

Periodenlänge	Anzahl der Sterne
kürzer als 1 Tag	10
zwischen 1 und 5 Tagen	57
» 5 » 10 »	16
» 10 » 15 »	3
» 15 » 25 »	2
» 30 » 35 »	3
über 35 Tage	2

Die kürzeste Periode (15 Stunden) besitzt ZZ Cygni; die längsten RZ Ophiuchi (261 Tage 19 Stunden) und ϵ Aurigae (9900 Tage). Bei RZ Ophiuchi vollzieht sich der Lichtwechsel in 18 bis 19 Tagen, während der Stern 243 Tage lang unverändert in seiner Maximalhelligkeit verweilt. Bei ϵ Aurigae dauert der Lichtwechsel 2 Jahre, das konstante Maximum 25.1 Jahre.

Die Größe der Helligkeitsänderungen schwankt von 0.1 (β Aurigae) bis zu fast 4 Größenklassen (RW Tauri). Bei vielen Sternen bleibt die Helligkeit auch während des Minimums einige Zeit konstant, so z. B. bei RZ Ophiuchi nicht weniger als $6\frac{1}{2}$ Tage lang und bei ϵ Aurigae sogar 313 Tage. Endlich ist noch anzuführen, daß alle Sterne des Algoltypus eine weiße oder gelblichweiße Farbe besitzen, und daß ihre Spektren, soweit sie bekannt sind, den Spektralklassen B bis F angehören.

Die Tatsache, daß die Helligkeit der Sterne vom Algoltypus, wie bis vor kurzem angenommen werden durfte, während des weitaus größten Teiles ihrer Periode konstant blieb, und daß der ganze Verlauf der eigentlichen Lichtänderung eine so bemerkenswerte Regelmäßigkeit besaß, 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. 597) 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 Algolsterne dürfte es ohne weiteres gestattet sein, auch für diese die Trabanten-Hypothese als richtig anzusehen, wenn es auch bisher erst bei wenigen Sternen gelungen ist, mit Hilfe des Spektroskops den direkten Beweis zu führen. In der Tat lassen sich alle bisher an diesen Sternen beobachteten Einzelheiten des Lichtwechsels 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 hatten, 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 ein, wenn Algol hinter dem Begleiter steht. Wäre der Begleiter nicht dunkel, sondern ebenfalls hell, so müßte während eines Umlaufs noch ein zweites Minimum eintreten. In der Tat wurden auch bei dem 1886 entdeckten Algolstern γ Cygni zwei verschiedene Minima beobachtet und einige Jahre später ebenfalls bei dem Veränderlichen ζ Herculis. Ja, im Jahre 1910 fand Stebbins mit Hilfe seines Selenphotometers, daß auch Algol selbst, genau in der Mitte seiner Periode, ein sekundäres Minimum besitzt, das allerdings noch nicht 0^m1 beträgt. Ferner glaubte er aber aus seinen Beobachtungen nachweisen zu können, daß die Helligkeit des Sternes auch in der Zeit zwischen den beiden Minimis nicht konstant bleibt, sondern fortwährenden Änderungen, im Betrage von wenigen Hundertsteln einer Größenklasse, unterworfen ist, und dasselbe ergaben ihm seine Messungen für β Aurigae, den hellsten Algolstern, den man bis jetzt kennt. Werden diese Beobachtungen durch weitere Messungen bestätigt, so ist die oben angegebene Unterscheidung zwischen dem Algoltypus und dem β Lyrae-Typus nicht mehr zutreffend; der Unterschied zwischen den beiden Gruppen wäre dann wenigstens nicht mehr ein prinzipieller, sondern nur noch ein gradueller. Aber freilich ist dieser graduelle Unterschied, falls nicht noch weitere Zwischenstufen entdeckt werden sollten, doch so bedeutend, daß es empfehlenswert erscheint, die Unterscheidung zwischen den beiden Typen zunächst jedenfalls noch aufrecht zu erhalten.

Vom β Lyrae-Typus sind bisher etwa 20 Variable bekannt; der Hauptvertreter ist der Stern β Lyrae, von dem die Gruppe auch den

Namen erhalten hat. Dieser Veränderliche besitzt eine Periode von $12^d 21^h 8$, die durch ein $6\frac{1}{2}$ Tage nach dem Hauptminimum eintretendes, nicht ganz so tiefes, sekundäres Minimum in zwei Teile zerlegt wird. Figur 204 gibt die Form der Lichtkurve von β Lyrae; 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.

Für β Lyrae ist ebenso wie für Algol die Trabanten-Hypothese als richtig erwiesen worden. Der Stern zeigt aber in spektroskopischer Beziehung außerordentlich komplizierte Verhältnisse. Sein Spektrum besteht

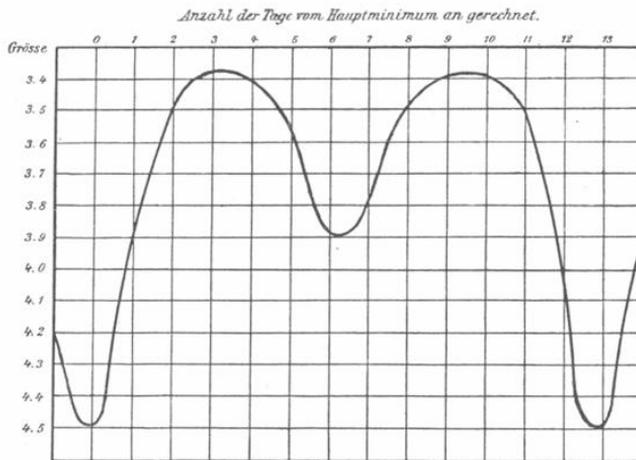


Fig. 204. Lichtkurve von β Lyrae.

nämlich aus einem Absorptionsspektrum der Klasse B (Ib) mit darüber gelagerten hellen Linien, besonders des Wasserstoffs und des Heliums. Die hellen und dunklen Linien erscheinen zusammen als Doppellinien und zeigen in ihren gegenseitigen Abständen periodische Schwankungen, welche unzweifelhaft mit der Periode des Lichtwechsels im Zusammenhange stehen, bisher aber noch nicht vollkommen erklärt worden sind.

Bei den übrigen Sternen dieser Gruppe schwankt die Länge der Periode von 7 Stunden (RR Centauri) bis zu 127 Tagen (TV Andromedae); die kurzen überwiegen aber bei weitem. Etwa die Hälfte aller dieser Sterne besitzt eine Periode von weniger als einem Tage, und nur bei vier Sternen ist dieselbe größer als vier Tage. Die Amplitude hält sich bei den meisten Variablen dieser Gruppe zwischen $0^m 5$ und $1^m 0$; nur bei drei Sternen ist sie größer als $1^m 0$, am größten ($2^m 1$) bei TT Ophiuchi, der auch die zweitgrößte Periode (60 Tage) besitzt.

Wir wollen nun die Verhältnisse, die bei den Verfinsterungsvariablen bestehen, etwas näher ins Auge fassen, und werden dabei auch den Unterschied kennen lernen, der zwischen den Sternen vom Algoltypus und denen vom β Lyrae-Typus noch besteht.

Wenn in dem System eines Verfinsterungsveränderlichen beide Komponenten hell sind, so müssen während eines Umlaufes zwei Bedeckungen, also zwei Minima, eintreten, welche die ganze Periode in zwei gleiche oder ungleiche Teile zerlegen, je nachdem die Bahnen der Komponenten kreisförmig oder elliptisch sind. Ist einer der Sterne dunkel, so findet während einer Periode nur ein Minimum statt, und zwar dann, wenn der dunkle Begleiter vor den hellen tritt. Sind die Bedeckungen zentral, so bleibt die Helligkeit während der Minima eine Zeitlang konstant, wogegen es bei partiellen Finsternissen eine solche Phase konstanter Helligkeit nicht gibt. Eine zentrale Bedeckung kann natürlich nur stattfinden, wenn die Neigung der Bahnebene gegen den Visionsradius sehr klein ist. Wenn die Neigung größer ist, aber die beiden Sterne einander sehr nahe stehen, 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 Umlaufzeit bedingt, so müssen Finsternisstern von langer Periode sehr selten sein, und es wird erklärlich, daß die bisher bekannten Veränderlichen dieser Art mit wenigen Ausnahmen sehr kurze Umlaufzeiten besitzen.

Wenn zwei Minima von ungleicher Tiefe vorhanden sind, so entspricht dasjenige mit dem größeren Lichtverluste der Bedeckung des helleren Sternes durch den schwächeren; sind aber beide Komponenten gleich hell, so sind auch beide Minima gleich tief. Wenn in diesem Falle die Bahnen der Sterne elliptisch sind, so unterscheiden sich die beiden Minima dadurch voneinander, daß sie in ungleichen Intervallen aufeinander folgen; sind die Bahnen aber kreisförmig, so gibt es überhaupt keinen Unterschied mehr zwischen den beiden Minimis, und man kann daher aus den photometrischen Beobachtungen allein nicht entscheiden, ob die Zwischenzeit zwischen zwei aufeinanderfolgenden Minimis der halben oder der ganzen Periode des Lichtwechsels entspricht. So wurde z. B. der von Müller und Kempf entdeckte Stern W Ursae majoris, der die zweitkleinste bisher bekannte Periode besitzt ($4^{\text{h}}0^{\text{m}}2$), bis vor kurzem zum ζ Geminorum-Typus (vierte Klasse) gerechnet. Neuerdings hat nun Russell gezeigt, daß sich die Lichtkurve dieses Sternes sehr gut unter der Annahme darstellen läßt, daß der Stern ein β Lyrae-System mit zwei gleich großen und gleich hellen Komponenten bildet. Die beiden Minima sind infolgedessen einander vollkommen gleich, und die ganze Periode würde nicht vier, sondern acht Stunden

betragen. Ob Russells Annahme richtig ist, kann nur durch die Beobachtung der Radialbewegung festgestellt werden.

Eine kontinuierliche Lichtänderung zwischen den Minimis kann durch zwei verschiedene Annahmen erklärt werden. Die eine besteht darin, daß die beiden Komponenten keine kugelförmigen Körper sind. Wenn die beiden Sterne einander sehr nahe stehen, so hat die Gravitationskraft die Tendenz, die Sterne in der Richtung der Verbindungslinie ihrer Mittelpunkte in die Länge zu ziehen, wobei sie sehr nahe die Gestalt von dreiachsigen Ellipsoiden annehmen, deren größte Achsen während des ganzen Umlaufes der Körper stets aufeinander zu gerichtet bleiben. Befinden sich die beiden Komponenten, von der Erde aus gesehen, nebeneinander, so zeigen sie dem Beobachter eine größere Fläche, als wenn sie hintereinander stehen und die großen Achsen dem Beobachter zugekehrt sind. Durch die Annahme eines aus zwei ellipsoidischen, ungleich hellen Körpern bestehenden Systems läßt sich z. B. die Form der Lichtkurve von β Lyrae erklären.

Nach Russell, der sich am eingehendsten mit dem Studium der Verfinsterungsveränderlichen beschäftigt hat, kann aber eine kontinuierliche Lichtänderung auch noch auf eine andere Ursache zurückgeführt werden. Wenn nämlich die beiden Sterne einander sehr nahe sind, so wird vermutlich jeder Stern auf der Seite, die dem anderen zugekehrt ist, durch Erleuchtung und Erwärmung heller sein als auf der abgewandten Seite. Diese Erklärung trifft z. B. bei Algol, RT Persei und Z Draconis zu. Überhaupt scheint ganz allgemein der Unterschied zwischen den Lichtkurven der Sterne vom β Lyrae-Typus und der vom Algoltypus darauf zu beruhen, daß die Systeme der ersteren Gruppe aus elliptischen, die der anderen aus kugelförmigen Körpern bestehen.

Endlich hat Russell noch darauf hingewiesen, daß es kaum berechtigt sein dürfte, die Scheiben der Sterne als gleichmäßig hell anzunehmen. Sie werden vielmehr ebenso wie die Sonne am Rande dunkler erscheinen als in der Mitte. Auch dieser Umstand übt einen Einfluß auf die Form der Lichtkurven aus; er ist aber unter allen Umständen nur gering und deshalb bisher kaum mit Sicherheit nachzuweisen.

Russell und besonders Shapley haben für eine größere Zahl von Verfinsterungsvariablen aus den photometrischen und, soweit solche vorhanden waren, den spektroskopischen Beobachtungen die Bahnelemente und die numerischen Verhältnisse in den Systemen bestimmt. Aus ihren Berechnungen haben sie einige statistische Resultate abgeleitet, die von Interesse sind und hier kurz angeführt werden sollen.

In keinem der untersuchten Systeme hat es sich als erforderlich herausgestellt, eine Komponente als ganz dunkel anzunehmen. In ungefähr

$\frac{2}{3}$ aller Fälle ist die Helligkeitsdifferenz zwischen den beiden Komponenten nicht größer als 2^M und in keinem Falle größer als 4^M . In bezug auf die relative Größe der beiden Komponenten überwiegen die Systeme, in denen der schwächere Stern der größere ist. Wenn der schwächere Stern der kleinere ist, so ist der Größenunterschied stets sehr gering. Dies ist auch sehr erklärlich, denn die Bedeckung eines großen hellen Sternes durch einen schwächeren, dessen Radius viel kleiner als die Hälfte des großen wäre, würde vermutlich gar nicht bemerkt werden. Wenn der Lichtverlust im Hauptminimum mehr als 2^M beträgt, so hat der schwache Stern oft mehr als das vierfache Volumen des helleren Sternes. Nimmt man an, daß die Massen beider Sterne eines Systems nahe gleich groß sind, so würde also in diesen Fällen die Dichtigkeit der schwächeren Komponente erheblich geringer sein als die der helleren. Unter den Sternen, deren geringstes Licht einige Zeit konstant bleibt, sind Systeme, bei denen der Begleiter sogar das zehnfache Volumen des helleren Sternes besitzt und kaum $\frac{1}{10}$ des Gesamtlichtes z. B. S Cancri und RR Draconis. Die Dichtigkeiten der einzelnen Systeme weisen enorme Verschiedenheiten auf. Die extremsten Fälle sind oben (S. 553) bereits erwähnt worden: W Ursae majoris, bei dem die mittlere Dichte des Systems (die mittlere Dichte der Sonne = 1 gesetzt) = 2.2 ist, W Crucis, dessen Komponenten unter der Annahme, daß sie gleiche Masse haben, die Dichtigkeiten 3.1×10^{-5} bzw. 1.7×10^{-6} besitzen, und ϵ Aurigae, bei dem die Dichtigkeiten sogar von der Größenordnung 10^{-8} sind. Bei diesen letzten Sternen könnte man fast zweifeln, ob Körper von so geringer Dichtigkeit überhaupt noch undurchsichtig erscheinen können. Shapley hat einen ausgesprochenen Unterschied zwischen den Dichtigkeiten von Sternen verschiedener Spektraltypen gefunden. Die Sterne vom ersten Spektraltypus (B und A) zeigen ein deutliches Überwiegen einer Dichtigkeit mittlerer Größe (0.02 bis 0.20), während die Sterne vom zweiten Typus in zwei Gruppen zerfallen, die entweder größere oder geringere Dichtigkeit als die Sterne des ersten Typus besitzen. Diese beiden Gruppen scheinen mit den beiden Klassen von Sternen des zweiten Typus mit sehr stark verschiedener Leuchtkraft identisch zu sein, und die Resultate, die Shapley hier gefunden hat, scheinen die Ansicht Russells zu bestätigen, daß die Differenz in der Helligkeit dieser beiden Gruppen hauptsächlich den großen Unterschieden in der mittleren Dichtigkeit zuzuschreiben ist.

Die Neigungen der Bahnen gegen die Gesichtslinie sind, wie oben schon erörtert wurde, natürlich gewöhnlich sehr gering, bei einigen partiellen Bedeckungen kommen indessen doch Neigungen von über 30° vor.

In manchen Fällen ist die photographische Amplitude größer gefunden worden als die visuelle. Dies erklärt sich durch die Annahme, daß der

größere, schwächere Stern röter ist als der andere. Während der normalen Helligkeit kommt nämlich das Licht hauptsächlich von dem helleren Sterne, der photographisch und optisch angenähert gleiche Helligkeit besitzt. Während des Hauptminimums ist der Hauptstern durch den roten Begleiter ganz bedeckt, und es wirkt nur das rote Licht, das photographisch schwächer ist, also eine stärkere Helligkeitsabnahme als bei visueller Beobachtung ergibt.

Zum Schluß mag noch erwähnt werden, daß die bei einigen Verfinsterungsternen beobachteten kleinen Änderungen der Periode wahrscheinlich auf Störungen zurückzuführen sind, die von einem dritten zu den betreffenden Systemen gehörenden Körper verursacht werden. Bei Algol z. B. ist das Vorhandensein eines solchen dritten Körpers unzweifelhaft nachgewiesen, da die Messungen der Radialgeschwindigkeiten ergeben haben, daß der Schwerpunkt des aus Algol und seinem Begleiter bestehenden Systems in ungefähr 2 Jahren eine kreisförmige Bahn beschreibt.

Wir gehen nun zur Besprechung der vierten Klasse der Veränderlichen über, der Klasse der *kurzperiodischen*. Die Sterne, die dieser Gruppe angehören, zeichnen sich ebenfalls durch große Regelmäßigkeit in dem Verlaufe ihrer Lichtänderungen aus. Nach der früheren Definition sollte ihre Besonderheit, im Gegensatze zu den Algolsternen, darin bestehen, daß sich die Helligkeit bei ihnen beständig ändert und nicht wie bei jenen nur zu gewissen Zeiten. Wir haben aber gesehen, daß diese Unterscheidung nicht mehr stichhaltig ist, und haben vielmehr die Sterne vom β Lyrae-Typus, die man früher zur vierten Klasse zählte, mit den Algolsternen zusammen zu einer Klasse vereinigt. Als charakteristisches Merkmal, das die vierte Klasse von den Verfinsterungsvariablen unterscheidet, kann man somit jetzt nur noch das negative anführen, daß bei den Sternen dieser Gruppe der Lichtwechsel sich eben nicht durch die Bedeckungshypothese erklären läßt. Man rechnet zu dieser Klasse, von der bis jetzt etwa 130 Sterne bekannt sind, nur diejenigen Variablen, deren Periodenlänge 1 bis 2 Monate nicht übersteigt; die längste bisher gefundene ist 45 Tage (UU Herculis), die kürzeste $3\frac{1}{4}$ Stunden (XX Cygni). Der letztgenannte Stern, von Frau Ceraski im Jahre 1904 entdeckt, besitzt die kürzeste Periode, die bisher überhaupt bei einem Veränderlichen bekannt ist. Die kleine Tabelle auf S. 623 zeigt, wie sich die verschiedenen Periodenlängen auf die einzelnen Sterne verteilen.

Der Umfang der Lichtänderungen beträgt bei den meisten Sternen dieser Klasse ungefähr eine Größenklasse und übersteigt den Betrag von zwei Größenklassen nur in wenigen Ausnahmefällen um einige Zehntel. Bemerkenswert ist noch, daß auch die kurzperiodischen Variablen, wie

Periodenlänge	Anzahl der Sterne
kürzer als 1 Tag	20*)
zwischen 1 und 5 Tagen	21
» 5 » 10 »	33
» 10 » 20 »	18
» 20 » 30 »	10
» 30 » 40 »	5
über 40 Tage	4

Chandler gefunden hat, sich überwiegend in der Gegend der Milchstraße befinden.

Nach der Art des Lichtwechsels kann man bei den Sternen dieser Klasse drei verschiedene Typen unterscheiden: den δ Cephei-Typus, den ζ Geminorum-Typus und den Antalgol-Typus**).

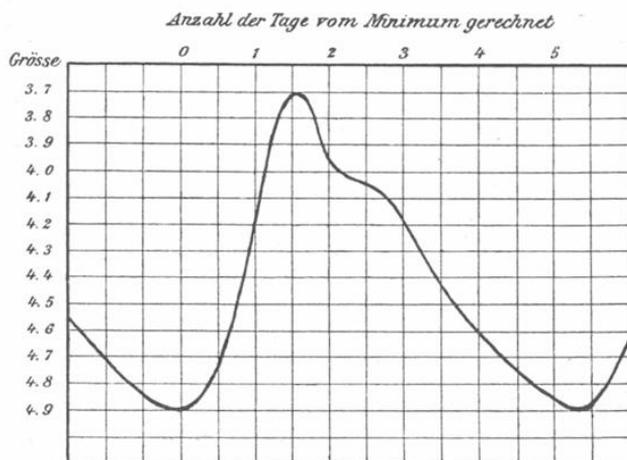


Fig. 205. Lichtkurve von δ Cephei.

Die charakteristische Eigentümlichkeit des δ Cephei-Typus besteht darin, daß die Zunahme der Helligkeit wesentlich schneller erfolgt als die Abnahme (siehe Fig. 205). Der aufsteigende Zweig der Kurve verläuft bei

*) Darunter die 15 Antalgolsterne.

***) Die Sterne dieses Typus bleiben allerdings im Minimum eine Zeitlang konstant, so daß sie damit der oben gegebenen Charakteristik der Klasse, daß sich die Helligkeit beständig ändere, widersprechen. Ihre übrigen Eigenschaften weisen sie aber so entschieden in die vierte Klasse, daß man sie hier einfügen muß, wenn man sie nicht als eine besondere Klasse rechnen will.

allen Veränderlichen dieser Gruppe ganz regelmäßig, der absteigende dagegen verhält sich bei den einzelnen Sternen verschieden. Bei SU Cygni z. B. erfolgt auch die Helligkeitsabnahme vollkommen regelmäßig, bei δ Cephei*), W Sagittarii u. a. tritt dagegen nicht lange nach dem Maximum ein Stillstand in der Helligkeitsabnahme ein (siehe Fig. 205), und bei noch anderen Sternen, z. B. η Aquilae, findet sogar ein deutlich ausgeprägtes zweites Maximum statt, das aber an Helligkeit wesentlich hinter dem ersten zurückbleibt.

Bei den Sternen vom ζ Geminorum-Typus sind die Zeiten der Helligkeitszunahme und -abnahme nahezu gleich, so daß die Lichtkurve fast genau einer einfachen Sinuskurve entspricht (s. Fig. 206).

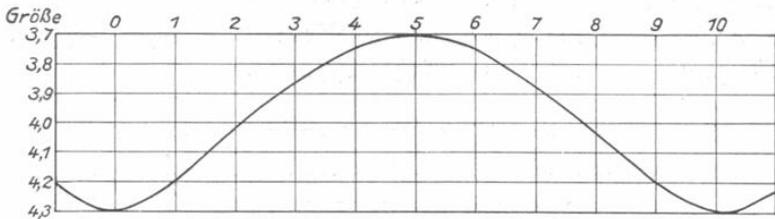


Fig. 206. Lichtkurve von ζ Geminorum.

Die Spektren der Veränderlichen vom δ Cephei- und ζ Geminorum-Typus gehören sämtlich der Klasse IIa (F bis G) an. Das Maximum der Intensität des kontinuierlichen Spektrums erfährt, wie S. Albrecht bei einer Anzahl von Sternen nachgewiesen hat, eine periodische Verschiebung, indem es zur Zeit des Helligkeitsmaximums mehr nach Blau, zur Zeit des Minimums mehr nach Rot hin liegt. Aus dieser Farbenänderung erklärt sich auch die bei den meisten Sternen dieser Klasse beobachtete Tatsache, daß die Amplitude des Lichtwechsels größer gefunden wird, wenn man sie auf photographischem Wege bestimmt, als wenn man sie optisch ermittelt.

Ferner hat sich gezeigt, daß alle diese Sterne, soweit sie bisher daraufhin untersucht worden sind, spektroskopische Doppelsterne sind, bei denen die Umlaufzeit gleich der Periode des Lichtwechsels ist. Da in allen Fällen nur das Spektrum der einen Komponente sichtbar ist, so muß die zweite dunkel oder mindestens erheblich schwächer sein als die erste. Die Verhältnisse liegen aber insofern anders als bei den Verfinsterungsvariablen, als das Helligkeitsmaximum sehr nahe der größten Annäherungs-

*) Bei δ Cephei haben neuere Untersuchungen den früher angenommenen Stillstand in der Helligkeitsabnahme nicht bestätigt.

geschwindigkeit der hellen Komponente entspricht und das Helligkeitsminimum der größten von uns weg gerichteten Geschwindigkeit, die Lichtänderung also jedenfalls nicht durch eine Bedeckung hervorgebracht wird. Auffallend ist es, daß die Exzentrizität der Bahnen bei den δ Cephei-Sternen durchweg größer ist (im Mittel 0.3), als es sonst bei spektroskopischen Doppelsternen mit so kurzer Periode der Fall ist (vgl. die Tabelle auf S. 601 ff.).

Das übereinstimmende spektroskopische Verhalten der δ Cephei- und der ζ Geminorum-Sterne macht es wahrscheinlich, daß der Lichtwechsel bei beiden Gruppen auf die gleiche Ursache zurückzuführen ist. Eine vollkommen befriedigende Erklärung desselben ist bisher aber nicht gefunden worden; die annehmbarste der von den verschiedenen Forschern aufgestellten Hypothesen dürfte noch die von Duncan entwickelte sein. Duncan nimmt an, daß die helle Komponente von einer dichten, stark absorbierenden Atmosphäre umgeben ist, die unsichtbare Komponente dagegen von einer außerordentlich dünnen Atmosphäre, die aber so weit reicht, daß die Bahn des hellen Sternes noch ganz von ihr umschlossen ist. Durch den Widerstand, den die Atmosphäre des hellen Sternes in diesem Mittel erleidet, wird sie bei der Vorwärtsbewegung des Sternes zurückgedrängt, so daß sie auf der bei der Bewegung vorangehenden Seite des Sternes weniger tief ist als auf der nachfolgenden und daher auch weniger von dem Lichte des Sternes absorbiert. Unter diesen Verhältnissen wird uns also in der Tat der Stern am hellsten erscheinen, wenn er sich gerade auf uns zu bewegt, und am schwächsten im entgegengesetzten Teile der Bahn, genau, wie es nach den Beobachtungen der Fall sein soll. Da nach dieser Hypothese die Ursache des Lichtwechsels in einer Absorptionswirkung zu suchen ist, so wird auch der beobachteten Farbenänderung Rechnung getragen; wird doch auch in unserer Atmosphäre das blaue Licht stärker absorbiert als das gelbe und rote. Gegen die Duncansche Hypothese spricht allerdings der Umstand, daß die dunkle Komponente, wie aus den Messungen der Radialbewegungen abgeleitet werden kann, im Verhältnis zu der hellen eine sehr geringe Masse besitzen muß. Es ist daher schwer zu erklären, daß die dunkle Komponente trotzdem von einer so ungeheuer ausgedehnten Atmosphäre umgeben sein soll.

Im Anschluß hieran muß noch angeführt werden, daß neuerdings Shapley bei einigen Veränderlichen dieser Klasse (RU Camelopardalis, SZ Tauri, S Antliae) die Lichtkurve unter der Annahme vollkommen darzustellen vermochte, daß die Helligkeitsänderung durch die Rotation eines einzigen ellipsoidischen Körpers hervorgebracht werde. Bei anderen Sternen dagegen, z. B. SU Cassiopejæ und ζ Geminorum, versagte diese Erklärungs-

weise. Bisher haben sich, wie oben bereits erwähnt wurde, alle Sterne der vierten Klasse, bei denen eine solche Prüfung möglich war, als spektroskopische Doppelsterne erwiesen. Man wird daher Shapleys Annahme zunächst skeptisch gegenüberstehen, und es wäre von großem Interesse, wenn die genannten Sterne auch auf Duplizität untersucht werden könnten, was aber leider wegen ihrer Lichtschwäche auf große Schwierigkeiten stößt.

Zu der Klasse der kurzperiodischen Variablen gehören endlich noch die Sterne vom Antalgoltypus. Hartwig hat diesen Namen für sie vorgeschlagen, weil sie in gewisser Beziehung die umgekehrte Erscheinung wie die Algotsterne (nach ihrer ursprünglichen Definition) darbieten. Ihre Helligkeit ist nämlich eine Zeitlang konstant, sinkt dann aber nicht wie die der Algotsterne zu einem Minimum hinab, sondern steigt sehr schnell zu einem Maximum empor, um sofort wieder, aber in sehr viel langsamerem Tempo, zu der konstanten Minimalhelligkeit abzunehmen. Sterne dieses Typus sind in besonders großer Zahl in mehreren kugelförmigen Stern-

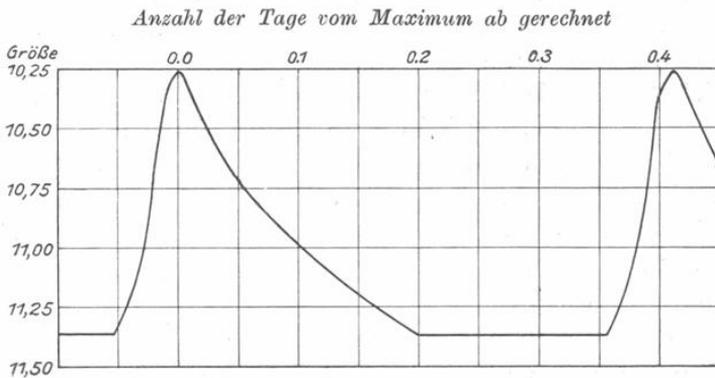


Fig. 207. Lichtkurve von ST Virginis.

haufen gefunden worden, und er wird deshalb auch als Cluster(Sternhaufen)-Typus bezeichnet. Außerhalb der Sternhaufen sind bisher nur 15 bekannt, welche sich in jeder Beziehung ganz gleichartig verhalten. Sie sind sämtlich, selbst im Maximum, nur lichtschwach, ihre Perioden liegen alle zwischen 9 und 16 Stunden, und die Amplitude des Lichtwechsels beträgt gewöhnlich eine, in einigen Fällen auch zwei Größenklassen. Die ersten Sterne dieser Art, die gefunden wurden, sind die von Williams entdeckten Y Cygni (1900) und UY Cygni (1901). Fig. 207 zeigt als ein Beispiel dieser Gruppe die Lichtkurve von ST Virginis. Die Periode dieses Sternes beträgt $9^{\text{h}} 52^{\text{m}}$ oder $0^{\text{d}} 41$, die Dauer der Helligkeitszunahme $1^{\text{h}} 18^{\text{m}}$, die der Abnahme $4^{\text{h}} 48^{\text{m}}$ und die der konstanten Minimalhelligkeit $3^{\text{h}} 46^{\text{m}}$;

die Größe der Helligkeitsschwankung beträgt 1.11 Größenklassen. Zur Zeit der schnellsten Zunahme des Lichtes wächst die Helligkeit in 10^m um $\frac{1}{4}$ Größenklasse.

Ob übrigens die Antalgolsterne wirklich als eine besondere Klasse anzusehen sind, kann zweifelhaft erscheinen. Man kann sie vielleicht ebensogut als eine etwas modifizierte Form des δ Cephei-Typus auffassen, um so mehr, als die Konstanz der Helligkeit während des Minimums, die den Hauptunterschied gegen den δ Cephei-Typus bildet, bei der großen Lichtschwäche aller Antalgolsterne kaum mit voller Sicherheit nachzuweisen ist. Auch der Umstand, daß der einzige Stern dieser Gruppe, der bisher spektrographisch untersucht worden ist (RR Lyrae), sich als spektroskopischer Doppelstern mit dem gleichen Verhalten wie die δ Cephei-Sterne erwiesen hat, spricht für die Identität beider Gruppen. Gegen eine solche fällt dagegen die Tatsache ins Gewicht, daß die Antalgolsterne über den ganzen Himmel verstreut sind und nicht wie die δ Cephei-Sterne die Milchstraße bevorzugen. Die Frage ist also zurzeit noch nicht mit Sicherheit zu entscheiden, und wir haben deshalb hier der Einfachheit halber die allgemein angenommene Bezeichnung »Antalgol-Typus« noch beibehalten.

Auf die in den Sternhaufen gefundenen Variablen müssen wir hier noch etwas ausführlicher eingehen, da sie eine der interessantesten Erscheinungen auf dem Gebiete der veränderlichen Sterne bilden.

Gegen Ende des vorigen Jahrhunderts fand Bailey auf dem Observatorium zu Arequipa, einer Zweigstation des Harvard-Observatoriums, mit Hilfe der Photographie, 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 129 Veränderliche, also auf je 7 Sterne einen enthielt; dann folgten ω Centauri und Messier 5 mit 128 bzw. 87 Variablen unter 3000 bzw. 900 Sternen. In dem 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. Sieht man von diesen Sternen ab, die auch in anderer Beziehung aus dem Rahmen der übrigen herausfallen, so lassen sich alle Variablen in drei

verschiedene Klassen einteilen, und zwar gehören sie nach der Form der Lichtkurven zum ζ Geminorum-, δ Cephei- und Antalgoltypus. Die Helligkeit der Sterne ist durchweg sehr gering und übersteigt selbst im Maximum bei keinem die Größe 12.6. Bei den Sternen der ersten Gruppe beträgt die Helligkeitsschwankung meist nur etwa eine halbe Größenklasse, und die Periode umfaßt 8 bis 10 Stunden. Bei der zweiten Gruppe ist die Amplitude gewöhnlich nicht ganz eine Größenklasse, und die Periode liegt zwischen 15 und 20 Stunden. Bei den Antalgolsternen endlich, zu denen von den 95 näher untersuchten Veränderlichen 37 gehören, ist der Betrag der Helligkeitsänderung meist etwas größer als eine Größenklasse, und die Periode hält sich zwischen 12 und 15 Stunden.

Die in den beiden anderen Sternhaufen, Messier 3 und Messier 5, gefundenen Veränderlichen gehören mit nur zwei Ausnahmen sämtlich dem Antalgoltypus an, und ihre Perioden sind alle nur wenig von 13 Stunden verschieden.

Auch in den beiden Magellanschen Wolken sind durch Miss Leavitt fast 1800 Variable entdeckt worden, die zwar bisher noch nicht alle genauer untersucht werden konnten, die sich aber gerade so zu verhalten scheinen, wie die Veränderlichen in den Sternhaufen. Bei 25 Sternen, deren Lichtwechsel schon eingehend[†] studiert werden konnte, hat sich das interessante Resultat ergeben, daß die Periodenlänge um so größer gefunden wird, je heller die Sterne sind.

Eine ausreichende Erklärung für alle diese Erscheinungen, insbesondere für die Veränderlichen vom Antalgoltypus, vermag man gegenwärtig noch nicht zu geben. Da die Sterne ausnahmslos sehr schwach sind, so hat auch das Spektroskop bisher noch nicht helfend eingreifen können.

Die dritte Klasse der Veränderlichen umfaßt alle diejenigen Sterne, bei denen zwar Helligkeitsänderungen nachgewiesen sind, die aber keine oder nur geringe Gesetzmäßigkeit erkennen lassen. Hierher gehören einerseits mehrere rote Sterne mit ganz geringen Lichtschwankungen (0.5 bis 1.0 Größenklassen), andererseits aber auch weiße Sterne, bei denen die Helligkeitsänderungen zum Teil viele Größenklassen betragen. Zu der ersten Kategorie gehören Sterne wie α Cassiopejæ, α Herculis, α Orionis, ρ Persei, der sogenannte Granatstern μ Cephei u. a. Durch die stark rötliche Färbung der Sterne wird die Verfolgung der Lichtänderungen wesentlich erschwert; die Spektren gehören alle zur Klasse IIIa (Ma) und sind dem Sonnenfleckenspektrum ähnlich. Vermutlich ist daher bei diesen Sternen die Veränderlichkeit durch ausgedehnte Fleckenbildung zu erklären.

Von den Sternen der anderen Art zeigt jeder einzelne ein ganz verschiedenes Verhalten, und es sollen daher hier nur einige der interessantesten Vertreter (R Coronae borealis, U Geminorum, X Persei, η Argus) herausgegriffen und kurz geschildert werden. Eine Erklärung für den Ursprung und die Form des Lichtwechsels vermag man bei keinem dieser Sterne zu geben.

R Coronae borealis ist einer der am längsten bekannten Veränderlichen; er ist im Jahre 1795 von Pigott entdeckt und vom Jahre 1843 an, länger als 60 Jahre hindurch, ohne wesentliche Unterbrechung beobachtet worden. Der Stern bleibt oft jahrelang unverändert sechster Größe; dann nimmt er plötzlich, manchmal in wenigen Wochen, manchmal in einigen Monaten, um mehrere (3 bis 9) Größenklassen ab, um unter unregelmäßigen Schwankungen, bisweilen schnell, bisweilen erst in Jahresfrist, wieder zur sechsten Größe anzuwachsen. Das Spektrum des Sternes gehört zur Klasse Ia 3 (F bis G), nur fehlen auffallenderweise die Wasserstofflinien. Von einigen Beobachtern sind Veränderungen im Spektrum sowie das Auftreten von hellen Linien behauptet worden, doch bedürfen diese Beobachtungen noch der Bestätigung.

U Geminorum, 1855 von Hind gefunden, ist ebenfalls längere Zeit hindurch konstant, und zwar ungefähr von der 13. Größe. In unregelmäßigen Intervallen, die zwischen 2 und 5 Monaten schwanken, wächst die Helligkeit innerhalb weniger Tage bis etwa zur 9. Größe an und sinkt darauf nach kürzerem oder längerem Verweilen im Maximum (9 oder 17 Tage) etwas langsamer wieder zur konstanten Minimalhelligkeit hinab. Eine Zeitlang wechseln die kurzen und langen Maxima ganz regelmäßig miteinander ab, bis plötzlich auch diese Regelmäßigkeit gestört wird. Im Mittel beträgt die Periode des Lichtwechsels etwa 86 Tage; das Spektrum des Sternes scheint zur Klasse F zu gehören. Da es möglich ist, wenigstens noch eine mittlere Periode anzugeben, also doch eine gewisse Regelmäßigkeit besteht, so kann man den Stern vielleicht als einen Übergang zu der zweiten Klasse auffassen.

Sehr ähnlich dem Verhalten von U Geminorum war für längere Zeit das des Veränderlichen SS Cygni; in neuerer Zeit hat sich aber die Lichtkurve dieses Sternes vollkommen geändert, und seine Helligkeitsänderungen sind ganz unregelmäßig geworden.

X Persei, von Müller und Kempf entdeckt, ist von Anfang 1888 an (vorher ist über seine Helligkeit nichts Sicheres bekannt) vier Jahre lang unverändert etwa 6.3^{ter} Größe gewesen; dann hat er sechs Jahre lang mit großer Regelmäßigkeit abgenommen, aber in jedem Jahre nur um den außerordentlich geringen Betrag von 0.1 Größenklassen. Unmittelbar nach

dem Erreichen des Minimums begann die Helligkeit des Sternes wieder anzuwachsen, ebenfalls mit großer Regelmäßigkeit, aber wesentlich schneller als bei der Abnahme, so daß bereits nach ungefähr $1\frac{1}{4}$ Jahren die Anfangshelligkeit wieder erreicht war. Im Maximum verweilte der Stern dieses Mal aber nur ganz kurze Zeit; er nahm sofort wieder ab, jedoch in unregelmäßigen Schwankungen und erheblich schneller als das erste Mal, so daß er bereits nach 4 Jahren im Minimum anlangte. Fast 2 Jahre hielt er sich diesmal im Minimum auf und stieg dann in derselben Weise wie das erste Mal zum Maximum an, das er Ende 1906 erreichte. Seitdem ist er wieder in der Abnahme begriffen, doch scheint dieselbe noch anders verlaufen zu wollen als die beiden ersten Male. Das Spektrum des Sternes gehört zur Klasse F, zeigt aber außerdem helle Linien.

Einen gewissen Übergang zu den Veränderlichen der ersten Klasse, den neuen Sternen, bildet vielleicht der Stern η Argus (auch η Carinae genannt), 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 dritthellsten Stern des Himmels, α Centauri, an Helligkeit gleichkam. 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 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.

Das Spektrum von η Argus (Q) ist sehr eigenartig; es ist eine Kombi-

nation von hellen und dunklen Linien und ähnelt dem Spektrum der neuen Sterne, ein weiterer Grund, η Argus als eine Art Übergang zur ersten Klasse anzusehen.

Bei weitem die meisten der bisher bekannten Variablen gehören zur zweiten Klasse, der Gruppe der langperiodischen Veränderlichen, dem sogenannten Miratypus. Die Periodenlängen schwanken bei ihnen von 50 Tagen (SZ Cassiopejæ) bis zu 698 Tagen (SW Geminorum); am häufigsten sind aber solche von 200 bis 400 Tagen. In den meisten Fällen sind jedoch die Periodenlängen 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 zwar um so intensiver, je länger die Periode ist, und daß die Lichtänderungen durchweg große Beträge, in einigen Fällen bis zu 9 Größenklassen (χ Cygni), erreichen. Ferner erfolgt die Zunahme des Lichtes bei den meisten Sternen, ebenso wie bei den Veränderlichen vom δ Cephei-Typus, schneller als die Abnahme.

Den Namen hat diese Gruppe von dem Sterne Mira Ceti erhalten, dessen merkwürdige Helligkeitsänderungen oben schon erwähnt worden sind. Die Periode dieses Sternes beträgt im Mittel 332 Tage, schwankt aber im einzelnen zwischen 320 und 370 Tagen. Daß die Helligkeit in den einzelnen Maximis sehr verschieden ist, wurde oben bereits angeführt; in den hellsten erreicht der Stern die erste, in den schwächsten aber nur die vierte oder fünfte Größenklasse. Die Minimalhelligkeiten sind ebenfalls verschieden, gewöhnlich aber von der achten bis neunten Größe; auch die Form der Lichtkurve wechselt stark.

Das Spektrum von Mira Ceti ist außerordentlich charakteristisch; es besteht aus einem Absorptionsspektrum der Klasse IIIa mit darüber gelagerten hellen Linien (Md), und zwar sind die letzteren gegen die dunklen Linien etwas nach Violett hin verschoben, im Gegensatz zu den neuen Sternen, bei denen sich, wie wir im nächsten Abschnitte sehen werden, die hellen Linien auf der weniger brechbaren Seite der dunklen befinden. Unter den hellen Linien treten die des Wasserstoffs besonders intensiv hervor; außer ihnen sind noch einige Linien des Eisens und Siliziums beobachtet worden. Die Sichtbarkeit der einzelnen Wasserstofflinien ist sehr verschieden. $H\alpha$, $H\beta$, $H\epsilon$ sind meistens überhaupt nicht vorhanden; $H\gamma$ und $H\delta$ sind stets zu sehen, aber ihre Intensitäten, auch die relativen, unterliegen starken Schwankungen. In der Nähe des Maximums sind diese beiden Linien häufig doppelt oder sogar dreifach gesehen worden, eine Erscheinung, die wir auch bei den neuen Sternen wiederfinden. Die wenigen hellen Eisenlinien, die man in dem Spektrum

gefunden hat, besonders λ 4202 und λ 4308, ändern ebenfalls ihre Intensitäten mit dem Lichtwechsel des Sternes, aber sie werden heller, wenn der Stern abnimmt, während die hellen Wasserstofflinien in diesem Falle schwächer werden. Endlich ist anzuführen, daß sich keine Veränderlichkeit der Radialbewegung nachweisen läßt, so daß also der Stern vermutlich kein Doppelstern ist.

Das Spektrum von *o* Ceti ist mit ganz wenigen Ausnahmen typisch für die ganze Klasse der Mirasterne, wenn sich auch im einzelnen mancherlei Unterschiede vorfinden; es ist so charakteristisch, daß man in vielen Fällen erst durch das Spektrum auf die Veränderlichkeit des Sternes aufmerksam gemacht worden ist.

Zur Erklärung des Lichtwechsels der Mirasterne sind verschiedene Theorien aufgestellt worden; keine aber vermag alle beobachtete Erscheinungen, zumal die spektroskopischen, vollkommen klar zu legen. Es mögen hier nur die folgenden erwähnt werden.

Nach der Klinkerfues-Wilsingschen Fluthypothese soll der Veränderliche von einer sehr dichten Atmosphäre umgeben sein und einen dunklen Begleiter haben, der durch seine Anziehung in der Atmosphäre des Hauptsternes starke Flutwirkungen hervorruft. Diese können bei sehr großer Annäherung des Begleiters so enorm werden, daß ein Teil der Oberfläche zeitweilig ganz freigelegt und dadurch eine bedeutende Zunahme der Leuchtkraft bewirkt wird. Es können sogar in den glühenden Gasmassen des Inneren ebenfalls Flutwellen entstehen und Eruptionen hervorgerufen werden, die wesentlich zum schnellen Anwachsen der Helligkeit beitragen und auch das Auftreten heller Linien im Spektrum erklären können. Da aber die Beobachtungen bisher keinerlei Anzeichen geliefert haben, daß die Mira-Sterne Doppelsterne sind, so kann diese Erklärungsweise nicht aufrecht erhalten werden.

Eine andere Theorie sucht die Veränderlichkeit der Sterne vom Miratypus nach Analogie der an der Sonne beobachteten Vorgänge zu erklären. 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 Sonnenfleckperiode 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.

Zugunsten dieser Annahme spricht die Tatsache, daß die langperiodischen Veränderlichen der dritten Spektralklasse angehören, und daß das Spektrum der Klasse IIIa (M) in gewissen Punkten eine große 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 zutage treten, 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; auch ist nicht ausgeschlossen, daß beide Ursachen gemeinsam wirken. Nimmt man ferner an, daß auf dem Veränderlichen auch Gebilde vorhanden sind, die den Fackeln, Flocken und Protuberanzen der Sonne entsprechen, so findet auch das Auftreten der hellen Linien eine Erklärung. Allerdings müßten auch diese Erscheinungen auf dem Sterne wesentlich stärker entwickelt sein als auf der Sonne.

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 Sternes verursacht wird. Diese ganze Anschauung, sowie die zur Erklärung der einzelnen Tatsachen weiter noch erforderlichen Annahmen sind so wenig plausibel, daß die Hypothese nicht viele Anhänger gefunden hat.

Auf die Sterne der ersten Klasse, die neuen Sterne, soll im folgenden Abschnitte näher eingegangen werden.

7. Neue Sterne.

Die Erscheinung, daß bis dahin unbekannte Gestirne plötzlich aus dem Dunkel der Nacht aufflammen, galt noch bis vor etwa 50 Jahren als ein außerordentlich seltenes Ereignis, und in der vorteleskopischen Zeit hat man diese neuen oder temporären Sterne stets mit Staunen be-

trachtet und sie häufig 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 Sternen« in der Regel*) auf Fehler in den früheren Beobachtungen und Aufzeichnungen zurückführen, so sind dagegen die »neuen« vollkommen verbürgte Erscheinungen.

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 31 Sterne zur Klasse der neuen Sterne rechnen dürfen.

Name	AR 1900	Dekl. 1900	Jahr des Auftauchens	Größte Helligkeit	Name des Entdeckers
B Cassiopejæ	0 ^h 19 ^m 15 ^s	+ 63° 35'5	1572	— 5 ^M ?	Tycho Brahe u. a.
P Cygni	20 14 6	+ 37 43.3	1600	3.5	Janson
Nova Serpentarii	17 24 38	— 21 23.7	1604	— 4. ?	Brunowski
11 Vulpeculæ	19 43 28	+ 27 4.2	1670	3.	Anthelm
Nova Ophiuchi	16 53 54	— 12 44.4	1848	5.5	Hind
T Scorpii	16 11 5	— 22 43.6	1860	7.0	Auwers
T Coronæ	15 55 19	+ 26 12.2	1866	2.0	Birmingham
Q Cygni	21 37 47	+ 42 23.1	1876	3.	Schmidt
S Andromedæ	0 37 15	+ 40 43.2	1885	7.	Hartwig
V Persei	1 55 6	+ 56 15.0	1887	9.2	Fleming
T Aurigæ	5 25 34	+ 30 22.2	1891	4.5	Anderson
R Normæ	15 22 11	— 50 13.9	1893	7.0	Fleming
RS Carinæ	11 3 54	— 61 23.6	1895	8.	Fleming
Z Centauri	13 34 18	— 31 8	1895	7.	Fleming
Nova Sagittarii 1	18 56 13	— 13 18.2	1898	4.7	Fleming
RS Ophiuchi	17 44 48	— 16 40	1898	7.7	Fleming
Nova Aquilæ 1	19 15 16	— 0 19.2	1899	7.	Fleming
Nova Sagittarii 3	18 13 48	— 25 13.5	1899	8.5	A. Cannon
Nova Persei	3 24 24	+ 43 33.7	1901	0.0	Anderson
Nova Sagittarii 4	18 0 27	— 27 26.5	1901	10.4	A. Cannon
Nova Geminorum 1	6 37 49	+ 30 2.7	1903	5.1	Turner
Nova Aquilæ 2	18 56 48	— 4 35.2	1905	9.1	Fleming
Nova Velorum	10 58 20	— 53 50.9	1905	9.7	Leavitt
SU Lyrae	18 50 7	+ 36 23.1	1905	10.	Wolf
Nova Scorpii	17 47 28	— 34 19.7	1906	8.8	A. Cannon

*) Von einigen Sternen ist es jedoch unzweifelhaft festgestellt, daß sie früher existiert haben und gegenwärtig nicht mehr sichtbar sind. Da aber der Nachweis, daß sie neue Sterne und nicht nur Veränderliche waren, nachträglich nicht mehr mit voller Sicherheit geführt werden kann, haben wir sie in die Tabelle der neuen Sterne nicht mit aufgenommen. Es sind die drei Sterne: W Arietis, Nova Arietis, Nova Sagittæ.

Name	AR 1900	Dekl. 1900	Jahr des Auftauchens	Größe Helligkeit	Name des Entdeckers
Nova Circini	14 ^h 40 ^m 31 ^s	— 59° 35'0	1907	9.5	Leavitt
Nova Piscium	0 29 49	+ 9 45	1910	8.8	Ernst
Nova Sagittarii 2	17 53 49	— 27 32.8	1910	7.5	Fleming
Nova Arae	16 33 1	— 52 13.5	1910	6.0	Fleming
Nova Lacertae	22 31 45	+ 52 11.9	1910	5.0	Espin
Nova Geminorum 2	6 48 25	+ 32 16.0	1912	3.7	Enebo

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 eine Schrift über ihn veröffentlicht. 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 1573 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.

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 auch eine besondere Abhandlung über ihn geschrieben. 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 Sterne dritter Größe, und er verschwand Anfang 1606. Lebhaftige Farben scheint er nicht gezeigt zu haben.

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 Kopfe 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 für immer, nachdem er im März 1672 nochmals kurze Zeit als Stern sechster Größe sichtbar gewesen war.

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; Mitte 1867 erreichte er seine ursprüngliche Helligkeit (9^{M5}) wieder und hat dieselbe seitdem mit geringen Schwankungen beibehalten. 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 als Stern 15. Größe sichtbar. In der Bonner Durchmusterung kommt der Stern nicht vor; er ist also früher jedenfalls schwächer als 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 Harvard-Sternwarte 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^M5 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 hinab 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. Dann nahm er allmählich wieder ab, und er scheint auch jetzt noch langsam schwächer zu werden; nach Barnard war er 1901 13. und 1912 14. Größe.

Aus dem Ende des 19. Jahrhunderts sind endlich noch acht neue Sterne zu erwähnen, welche Mrs. Fleming und Miss A. Cannon mit Hilfe der Photographie entdeckt haben. 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. Dasselbe gilt, wie hier gleich vorweggenommen werden mag, von zehn Sternen, die in den Jahren 1901—1910 von verschiedenen Beobachtern als Novae aufgefunden worden sind. Der interessanteste von allen diesen Sternen ist vielleicht die Nova Sagittarii 1. Dieselbe war bis zum 27. Oktober 1897 unsichtbar, 1898 März 8 gleich 4^M7 , April 29 gleich 8^M4 und 1899 März 13 gleich 11^M4 . Im Jahre 1912 war sie 15. Größe, und sie scheint gegenwärtig noch weiter abzunehmen.

Der erste im 20. Jahrhundert entdeckte neue Stern, die Nova Persei, bildet dagegen die glänzendste Erscheinung unter diesen Objekten seit Keplers Zeiten. Sie wurde von Anderson am frühen Morgen des 22. Fe-

bruar 1901 als Stern 2^M7 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^M5 . Das erste Aufblitzen 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, 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 Aufblitzen des Sternes stattgefunden zu haben, wobei er noch einmal die Helligkeit 4^M6 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 , Dezember 1902 10^M , und jetzt ist er noch immer als Stern 11^M bis 12^M sichtbar. Anzuführen ist noch, daß die Nova Persei, wie Pickering nachträglich feststellen konnte, früher bereits als Stern 13. bis 14. Größe sichtbar gewesen ist und geringe Lichtveränderungen gezeigt hat. Pickering konnte ihr Vorhandensein auf den photographischen Aufnahmen des Harvard College Observatory bis zum Jahre 1890 zurückverfolgen.

Die Farbe der Nova war zur Zeit der Entdeckung weiß; 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.

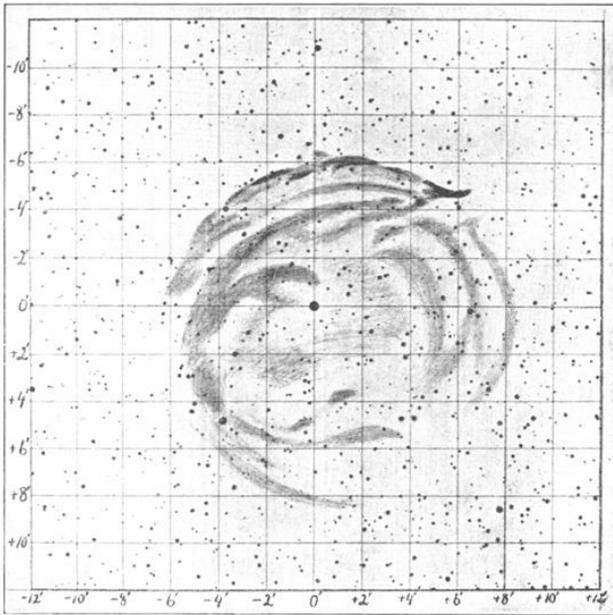


Fig. 208a. Nebel um die Nova Persei, 1901 Sept. 20.

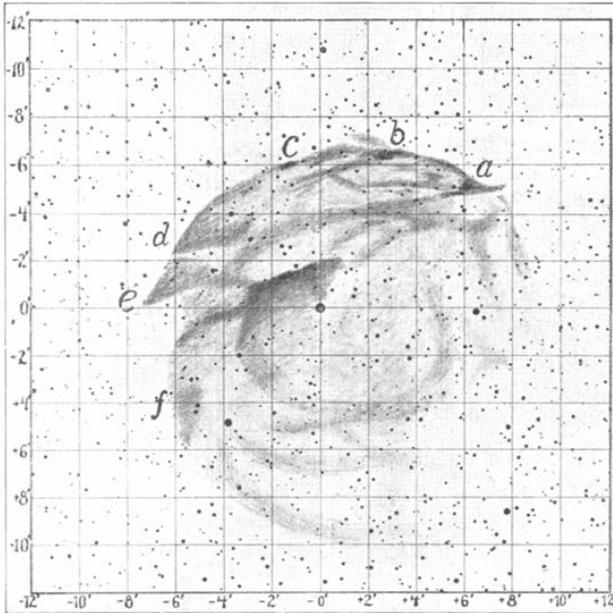


Fig. 208b. Nebel um die Nova Persei, 1901 Nov. 13,

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 merkliche Bewegung von der Nova weg erkennen ließen, und zwar betrug dieselbe in sechs Wochen eine volle Bogenminute (s. Fig. 208a und 208b). 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. Später verschwanden die Nebel ganz, nachdem sie nach und nach schwächer geworden waren.

Wenn man die unermeßliche Entfernung der Nova (die Parallaxe beträgt nach Bergstrand $0''.03$) berücksichtigt, so muß die an dem Nebel beobachtete Bewegung, falls sie als reell aufgefaßt wird, mit einer der Fortpflanzung der Lichtwellen vergleichbaren Geschwindigkeit erfolgt sein. Diese Annahme ist aber wegen der großen Geschwindigkeiten unwahrscheinlich. Seeliger, Kapteyn und Wilson erklärten daher die beobachteten Erscheinungen auf folgende Weise. Wenn die Nova hell aufleuchtet, wird das von ihr ausgehende Licht an den ungleich dichten Schichten einer kosmischen Wolke, die den Stern umgibt, reflektiert. Es erscheint uns also ein schwacher, konzentrisch um den Stern gelagerter Nebel, der sich scheinbar mehr und mehr (mit der Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes) ausdehnt und seine Gestalt verändert je nach dem Fortschreiten der Lichtstrahlen und der Form und verschiedenen Dichte der Wolke.

Perrine ist es nun gelungen, das Spektrum einer hellen Stelle dieser Nebel zu photographieren. Es war kontinuierlich, wie es die eben besprochene Hypothese erfordert. Würden nämlich diese Nebelmassen selbst Licht aussenden, statt das der Nova zu reflektieren, so hätte man ein Spektrum mit Emissionslinien erwarten können. Das Fehlen einer Polarisation des Nebellichtes ist nicht von Bedeutung, da Reflexion nicht immer und notwendigerweise mit Polarisation verbunden sein muß.

Im Gegensatz zu dieser Theorie sieht Wilsing die Bewegungen der Nebel als reell an. Nach ihm sind von der Nova Gasmassen unter großem Druck, aber mit verhältnismäßig geringer Geschwindigkeit ausgestoßen worden, welche sich im leeren Weltraum bald so sehr ausdehnen, daß ihre Dichte äußerst gering wird. Diese stark verdünnten Gase werden nun

nach Wilsing durch eine von der Nova ausgehende Repulsivkraft, analog wie bei den Kometen, beeinflußt und erlangen durch sie die beobachtete außerordentliche Geschwindigkeit. Auf die zahlreichen anderen Erklärungsversuche für das Erscheinen der Nova-Nebel kann hier nicht weiter eingegangen werden.

Von den übrigen im 20. Jahrhunderte bisher beobachteten neuen Sternen sollen nur noch zwei besonders angeführt werden, die durch die an ihnen ausgeführten Beobachtungen ein größeres Interesse besitzen: die Nova Lacertae und die Nova Geminorum 2.

Die Nova Lacertae wurde am 30. Dezember 1910 von Espin als Stern der 7. Größe entdeckt. Aus den photographischen Aufnahmen des Harvard College Observatory geht aber hervor, daß sie zwischen dem 17. und 23. November aufgetaucht und am 23. November und 7. Dezember sogar von der 5. Größe gewesen ist. Trotz dieser Helligkeit ist sie also länger als einen Monat unbemerkt geblieben. Nachträglich konnte außerdem noch festgestellt werden, daß der Stern mindestens bis zum Jahre 1893 zurück als Stern 13. Größe sichtbar gewesen ist. Die Helligkeit der Nova nahm sehr bald nach ihrer Entdeckung, zuerst ziemlich rasch, später langsamer, ab; Ende Januar 1911 war sie 9., im Mai 10. und Mitte Juli 11. Größe. Geringe Schwankungen der Helligkeit fanden auch bei ihr statt, periodische Änderungen aber sind nicht beobachtet worden. Im Jahre 1912 hielt die Abnahme noch weiter an, so daß der Stern 1913 nahezu seine ursprüngliche Helligkeit (13^M) wieder erreichte.

Die Nova Geminorum 2 wurde am 12. März 1912 von Enebo entdeckt. Pickering fand aber, daß sie schon am 11. März als Stern 4^{M5} auf einer Platte des Harvard College Observatory vorhanden war, während sie auf Platten vom 10. März, die Sterne bis zur 10. Größe enthielten, noch fehlte. Der Helligkeitsanstieg erfolgte also in der kurzen Zeit von 23 Stunden. Nach einer Untersuchung von Fischer-Petersen trat das Maximum der Helligkeit (3^{M7}) zwischen dem 14. und 15. März ein; dann fiel der Stern rasch (März 16) zur Größe 5.5 ab, erreichte zwischen dem 24. und 25. März ein zweites Maximum (4^{M8}), dem ein zweites Minimum (März 28) folgte. Diese Helligkeitsschwankungen hielten noch bis etwa Anfang Mai an; die Amplituden wurden aber immer kleiner, und die mittlere Helligkeit nahm immer mehr ab, so daß sie Anfang Juni bis fast zur 8. Größe herabgesunken war. Diese Abnahme hat noch weiter fortgedauert, wenn sie auch langsamer geworden ist. Im Frühjahr 1913 hatte der Stern etwa noch die Helligkeit 9^M .

Die Nova Geminorum 2 zeigte also ganz das Verhalten der Nova Persei, nur waren die Helligkeitsschwankungen unregelmäßiger und kleiner und hörten auch früher auf.

Mit dem Lichtwechsel war auch wieder ein Farbenwechsel verbunden. Zur Zeit der Entdeckung war die Nova gelb, wurde zur Zeit des Maximums weißlich, nahm dann eine rötliche Farbe an und erscheint jetzt wieder weiß. Nebel um die Nova haben sich nicht gefunden, obwohl mehrere Astronomen, besonders auch M. Wolf, photographische Aufnahmen mit sehr langen Expositionszeiten gemacht haben.

Nachdem wir so den äußeren Verlauf der Erscheinungen bei den hervorragendsten der neuen Sterne kennen gelernt haben, wollen wir noch einmal einen Blick auf die Tabelle der Seite 634f. werfen. In derselben springt sofort das starke Anwachsen der Entdeckungen seit etwa zwei Jahrzehnten ins Auge. Während bis 1890 im ganzen nur 10 neue Sterne bekannt geworden waren, sind von 1891 bis zum Schlusse des Jahrhunderts 8, und von da bis 1912 13 weitere Novae entdeckt worden, durchschnittlich also in jedem Jahre eine. Das Auffinden einer so großen Zahl von neuen Sternen, besonders aber der lichtschwachen unter ihnen, ist natürlich nur durch die Photographie ermöglicht worden. Aber auch ihr werden sicherlich noch viele entgehen; denn wie wir in der Liste bereits zwei Sterne finden, die nie heller als 10. Größe gewesen sind, so wird es ohne Zweifel auch solche geben, die noch nicht einmal die 12. oder 13. Größe erreichen und daher, zurzeit wenigstens, auch auf photographischem Wege schwerlich entdeckt werden dürften. Bedenkt man dies alles, so wird man zu dem Schlusse geführt, daß die neuen Sterne keineswegs die seltenen Erscheinungen sind, für die sie bisher gehalten wurden, und daß sicherlich bereits viele Tausende von früheren »neuen Sternen« am Himmel existieren.

Noch in einer anderen Hinsicht hat die Vorstellung von den neuen Sternen im Laufe der Zeit eine wesentliche Änderung erfahren. Früher galt es als die charakteristische Eigenschaft der neuen Sterne (dies besagte ja schon ihr Name), daß sie bis zu ihrer Entdeckung wirklich unsichtbar waren. Die Nova Coronae (1866) war die erste, bei der dies nachweislich nicht der Fall war, und die auch später wieder zu ihrer ursprünglichen Helligkeit zurückgekehrt ist. Seitdem ist noch von mehreren anderen neuen Sternen festgestellt worden, daß sie schon vor ihrem Aufleuchten vorhanden waren, und wir sind wohl ohne weiteres berechtigt, dies auch in den Fällen, wo der Nachweis nicht zu führen war, als sichtig anzusehen. Aus diesem Grunde ist die Benennung »neuer Stern« nicht mehr zutreffend, und die Bezeichnung »temporär« vorzuziehen. Es sind existierende Sterne, in deren Leben das Aufleuchten, das wir beobachten, nur eine kurze Epoche bedeutet. Man könnte sie auch als Veränderliche bezeichnen, die nur einen einmaligen, außerordentlich heftigen Lichtwechsel erleiden.

Endlich muß noch der bemerkenswerte Umstand hervorgehoben werden, daß sich alle bis jetzt bekannten temporären Sterne in oder nahe der Milchstraße befinden.

Wir wollen nun dazu übergehen, die Resultate zu besprechen, die die spektroskopischen Beobachtungen der neuen Sterne geliefert haben.

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

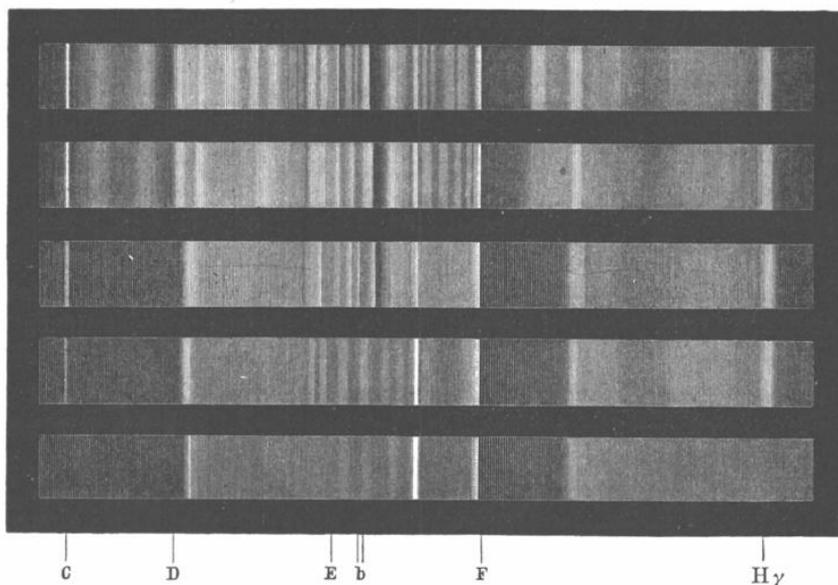


Fig. 209. Spektrum der Nova Cygni nach Vogel. Die Beobachtungsdaten sind: 1876 Dez. 8, Dez. 14; 1877 Jan. 1, Febr. 2, März 2.

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-Rayet-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 Emissionslinien 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 wurde, indem das Spektrum nur noch aus dieser einzigen Linie bestand (s. Fig. 209).

Ganz abweichend verhielt sich das Spektrum des im Andromedanebel im August 1885 in der Nähe des Kerns aufleuchtenden Sternes 6. Größe. Es war ganz kontinuierlich, und weder helle noch dunkle Linien konnten in demselben erkannt werden. Von einigen Astronomen wird deshalb auch dieser Stern überhaupt nicht als eine Nova angesehen.

Das Spektrum der Nova Aurigae (Januar 1892) gab Gelegenheit zu sehr eingehenden Untersuchungen, sowohl durch direkte Beobachtung des Spektrums, als besonders auch durch photographische Aufnahmen des-

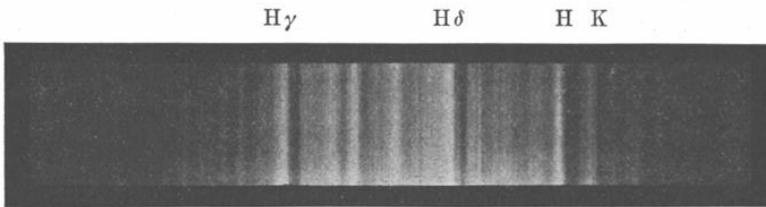


Fig. 210. Spektrum der Nova Aurigae.

selben, 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 Wasserstoff, Kalzium, Helium, Natrium angehörten, und man erkannte, daß neben den meisten hellen (Emissions-)Linien an der brechbareren Seite 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. 210) 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 die Linie λ 5007 im Grün hervortrat. Diese Linie und die übrigen hellen Linien zeigten eine fast voll-

kommene Übereinstimmung mit den Linien des Spektrums der Gasnebel (s. Abschnitt 9), nur mit dem Unterschiede, daß sie sehr breit waren, während die Linien in den Nebelspektren schmal sind. Ende 1901 war das Spektrum des Sternes kontinuierlich mit einer Andeutung heller Linien.

Bei Beginn der Beobachtungen der Nova waren die hellen Linien, namentlich die des Wasserstoffs und des Kalziums, so breit, daß sie kaum noch als Linien, sondern als Banden, 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 Vergleichspektrums war nur gering, während die Mitte der Absorptionslinie oder besser des Absorptionsbandes — denn Emissionslinie und Absorptionslinie waren nahezu von derselben Breite — stark nach Violett verschoben war. Sieht man diese Verschiebung als durch eine Bewegung verursacht an, so würde sie einer Geschwindigkeit von etwa — 800 km in der Sekunde entsprechen. In der Mitte der Absorptionsbanden des Wasserstoffs und des Kalziums war lange Zeit eine schmale helle Linie sichtbar; zuweilen war auch eine zweite helle Linie in dem dunklen Streifen wahrzunehmen.

Während die erwähnten Intensitätsmaxima zeitweise geringe Lagenveränderungen 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 sehr 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 stets an der nach Violett zu gerichteten Seite der hellen gelegen. Dieses Spektrum ist so charakteristisch, daß es als untrügliches Erkennungszeichen einer Nova gelten kann und auch, wie oben bereits erwähnt wurde, in vielen Fällen zur Entdeckung solcher Sterne geführt hat.

Eine besonders günstige Gelegenheit zur Beobachtung eines Nova-spektrums bot die Nova Persei. Es war hier zum ersten Male möglich, eine sehr helle Nova von ihrem Aufleuchten an in allen Phasen zu verfolgen. Das Spektrum war 1901 Febr. 22 und 23 kontinuierlich mit sehr schwachen, verwaschenen und breiten Absorptionslinien, besonders des

Wasserstoffs, so daß es zur I. Klasse bzw. der Klasse B 8 gerechnet werden muß, zumal die Intensität des kontinuierlichen Teiles bis in das Ultraviolett hinein sehr groß war. Bei der nun eintretenden Lichtabnahme des Sternes traten (Febr. 24) die dunklen Absorptionslinien deutlicher hervor, und es gesellten sich auch die hellen Linien (oder ihrer Breite nach besser Banden) derselben Elemente hinzu. Diese hellen Banden lagen an der weniger brechbaren Seite der Absorptionslinien, so daß man das aus früheren Beobachtungen bekannte Spektrum einer Nova vor sich hatte. Die Struktur dieser Banden war kompliziert und wechselnd, auch verschob sich das Intensitätsmaximum derselben bald nach Violett (z. B. Febr. 25), bald nach Rot (März 13). Die Wasserstoffabsorptionslinien zeigten gleichfalls eine Verschiebung, und zwar eine sehr bedeutende nach der violetten Seite hin. Faßte man die Verschiebung als durch Bewegungsvorgänge verursacht auf und rechnete die Geschwindigkeit nach dem Dopplerschen Prinzip aus, so folgte, genau wie bei der Nova Aurigae, wieder ein Wert (-1500 km im März 1901), welcher bedeutend größer ist, als alle uns bisher bekannten Radialgeschwindigkeiten der zahlreichen spektrographisch untersuchten Sterne. Es muß daher als sehr unwahrscheinlich angesehen werden, daß diese Verschiebung der Absorptionslinien in dem Spektrum einer Nova durch eine Bewegung in der Gesichtslinie hervorgebracht wird. Die breiten Absorptionsbanden des Kalziums und Natriums verhielten sich übrigens ebenso. Campbell, dem wir eine außerordentlich wertvolle Untersuchung über das Spektrum der Nova Persei verdanken, hat aber außer diesen breiten, verwaschenen Linien noch einige andere, schwache, aber sehr scharfe Absorptionslinien im Novaspektrum aufgefunden und gemessen und für Febr. 25, März 13 und 18, Juli 5 und 24 eine konstante Radialgeschwindigkeit von rund $+6$ km daraus berechnet. Diesen Wert ergaben sowohl die feinen Linien H und K des Kalziums, als auch die beiden Natriumlinien D_1 und D_2 . Da diese Verschiebung außerdem trotz sonstiger bedeutender Änderungen im Novaspektrum konstant blieb, kann man sie wahrscheinlich als durch die Bewegung der Nova selbst erzeugt ansehen.

Bei der weiteren Lichtabnahme verlor zunächst das kontinuierliche Spektrum an Intensität, während die breiten hellen Banden sehr stark blieben. Die oben erwähnten großen Lichtschwankungen, die der Stern beim allmählichen Erlöschen zeigte, machten sich auch im Spektrum bemerkbar, indem das kontinuierliche Spektrum, welches zu den Zeiten des Minimums der Helligkeit des Sternes fast ganz verschwand, mit dem Stern periodisch aufleuchtete.

Das Spektrum ging dann in das der planetarischen Nebel über, nur

hatten die für diese Körper charakteristischen Linien auch bei dieser Nova sehr erhebliche Breite. Schließlich blieb nur ein wesentlich aus einigen hellen, breiten Linien bestehendes Spektrum übrig, das hauptsächlich die Linie λ 5007 zeigte, welche z. B. auch bei der Nova Cygni gefunden worden war. In diesem Zustande blieb der Stern längere Zeit, bis er sich

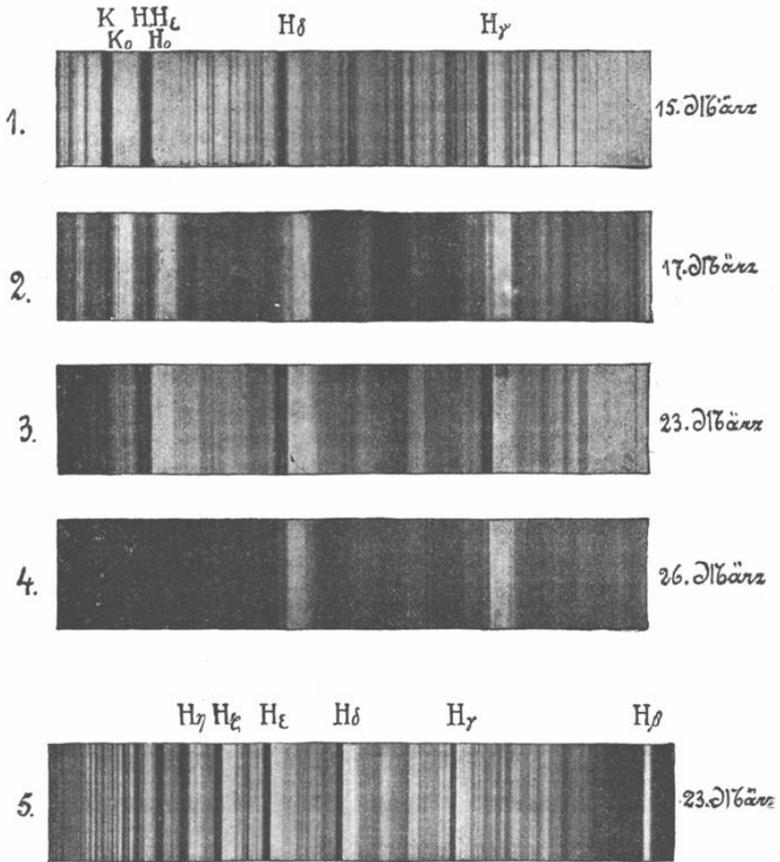


Fig. 211. Spektre der Nova Geminorum 2 nach Aufnahmen auf dem Potsdamer Observatorium.

in einen Wolf-Rayet-Stern verwandelte, wie man dies auch früher schon bei den neuen Sternen beobachten konnte. So fand Hartmann auf einigen Aufnahmen der Nova im Jahre 1907 wieder ein schwaches kontinuierliches Spektrum mit hellen Wasserstofflinien und der Linie λ 4688 vor, während die Linie λ 5007 verschwunden war.

Die spektrale Untersuchung der Nova Geminorum 2 ergab im wesentlichen dieselben Resultate, wie die der andern vorher beschriebenen neuen Sterne. Nur beim Aufleuchten derselben zeigte sich eine sehr bemerkenswerte Abweichung. Während nämlich die Nova Persei in dieser Phase ein Spektrum der Klasse B 8 hatte, zeigte die Nova Geminorum 2 am 13. März ein reines Spektrum der Klasse F 5. Von März 14 an aber machte sich schon der Übergang zum typischen Novaspektrum bemerkbar (s. Fig. 211); es erschienen nämlich an der weniger brechbaren Seite der Wasserstofflinien und der K-Linie breite Emissionsbänder, bis März 16 und 17, zur Zeit des ersten Helligkeitsminimums des Sternes, nach starkem Zurückgehen des kontinuierlichen Spektrums und gleichzeitiger starker Helligkeitszunahme der Emissionsbänder das typische Novaspektrum vorhanden war. Der weitere Verlauf war genau dem der Nova Persei entsprechend. Bei Helligkeitszunahmen des Sternes (z. B. März 23 und 24) nahm das kontinuierliche Spektrum wieder an Helligkeit zu, die Absorptionslinien und -bänder traten deutlicher hervor. In dieser Zeit tauchte auch die Nebellinie λ 4642 als breites Emissionsband auf, das mit der Zeit immer stärker und breiter wurde. Anfang April kam die Nebellinie λ 5007, Mitte April die Nebellinie λ 4365 hinzu, die Anfang Mai schon zu den hellsten Linien des Spektrums wurden. Im wesentlichen ist das Spektrum dann bis jetzt (April 1913) unverändert geblieben; nur ist die Intensität aller Linien noch weiter zurückgegangen. Auf die vielfachen kleinen Änderungen im Auftreten und in den Intensitätsverhältnissen der Linien kann hier nicht näher eingegangen werden. Es soll nur erwähnt werden, daß Aufnahmen, die Eberhard im April 1913 auf dem Potsdamer Observatorium mit einem Objektivprisma und einem kurzbrennweitigen Spiegel erhielt, das kontinuierliche Spektrum im Violett und Ultraviolett noch gut zeigten, während es in den übrigen Teilen schon seit längerer Zeit verschwunden war. Es hat danach den Anschein, daß sich das Intensitätsmaximum des kontinuierlichen Spektrums während der Helligkeitsabnahme des Sternes nach Ultraviolett verschoben hat.

Von hellen Linien und Banden ließen sich in dem Spektrum der Nova Geminorum 2 vom Wasserstoff die Linie λ 4688 und die ganze erste Nebenserie, ferner die Linien des Heliums, einige des Kalziums, Magnesiums und Natriums und endlich die Nebellinien identifizieren. Durch die Absorptionslinien und -banden konnte das Vorhandensein von Wasserstoff, Helium, Kalzium, Natrium, Titan, Eisen, Skandium, Strontium, Yttrium und vielleicht auch Chrom, Vanadium und Mangan nachgewiesen werden. Es sind, worauf Fuhuhjelm hingewiesen hat, im Novaspektrum nahezu alle Linien des Chromosphärenspektrums vorhanden. Küstner und Giebler

glaubten auch die Hauptlinien einiger radioaktiver Elemente (Uran, Radium) in dem Novaspektrum nachweisen zu können, doch ist das Vorkommen dieser Elemente von anderen Beobachtern nicht bestätigt worden.

Die feinen Absorptionslinien ergaben eine Radialgeschwindigkeit der Nova zwischen $+5$ km und $+20$ km. Die breiten Absorptionsbanden hatten wieder Verschiebungen, welche auf eine Radialgeschwindigkeit von der Größenordnung -1000 km führen würden, während die breiten Emissionsbanden wieder um mäßige Beträge ($+100$ km) nach Rot verschoben waren. Sowohl die Absorptions- als auch die Emissionsbanden zeigten ebenso wie bei den andern neuen Sternen eine mannigfaltig wechselnde Struktur.

Die wichtigsten Ergebnisse der spektralanalytischen Untersuchungen an neuen Sternen sind somit kurz zusammengefaßt die folgenden:

Das Spektrum einer Nova ist zur Zeit des Aufleuchtens dem eines gewöhnlichen Sternes ähnlich. Sobald sie aber das Helligkeitsmaximum erreicht, treten zu den Absorptionslinien breite, helle Emissionslinien hinzu, besonders die des Wasserstoffs und des Kalziums. Bei beginnender Lichtabnahme des Sternes heben sich diese Emissionslinien, zu denen sich noch die anderer Elemente gesellen (z. B. Helium, Natrium usw.), immer stärker vom kontinuierlichen Spektrum ab. Die meisten Linien der vorhandenen Elemente kommen gleichzeitig als Emissionslinien und Absorptionslinien vor, und zwar liegt die dunkle (Absorptions-)Linie dicht neben der hellen Linie stets nach der violetten Seite des Spektrums hin. Sieht man die Verschiebung dieser Linien gegeneinander als durch eine Bewegung verursacht an, so müssen stets überaus große Geschwindigkeiten von der Größenordnung -1000 km als vorhanden angenommen werden.

Bei der weiteren allmählichen Lichtabnahme neuer Sterne verliert sich zunächst das kontinuierliche Spektrum mehr und mehr, und schließlich bildet sich ein diskontinuierliches Spektrum heraus, welches durch Hinzukommen der Nebellinien dem der Nebelflecke gleicht, nur daß alle Linien sehr viel breiter als in den Nebeln sind. Das Endstadium einer Nova ist schließlich das eines Wolf-Rayet-Sternes.

In engem Zusammenhange mit dem wachsenden Erkennen von positiven Tatsachen und der Erweiterung der physikalischen Kenntnisse stehen die Theorien über die neuen Sterne.

Die älteren, unseren physikalischen Anschauungen direkt widersprechenden Hypothesen übergehen wir hier, und von den neueren sollen auch nur die besprochen werden, die wenigstens eine Zeitlang größere Anerkennung gefunden haben. Zu Ende der sechziger Jahre des vorigen

Jahrhunderts, als man noch keine Nova spektroskopisch untersucht hatte, stellte Zöllner eine Hypothese auf, die alle damals bekannten Beobachtungstatsachen zu erklären vermochte, heute freilich den bedeutend erweiterten Kenntnissen nicht mehr entspricht und deshalb nicht aufrecht erhalten werden kann. Zöllner nahm an, daß sich bei fortschreitender Abkühlung eines Sternes durch Ausstrahlung der Wärme in den Weltraum ebenso wie bei der Sonne Abkühlungsprodukte bilden, deren Ausdehnung im Laufe der Zeiten allmählich anwächst, und die schließlich den ganzen glühenden Körper mit einer Schicht überziehen. Findet nun durch entweder periodisch oder in unbestimmten Zeiträumen erfolgende, innere oder 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, sollte zur Erhöhung des Aufleuchtens mit beitragen.

In einem ähnlichen Gedankengange bewegt sich ein Erklärungsversuch, den O. Lohse aufgestellt hat. Lohse nimmt an, daß durch die fortschreitende Abkühlung der aus glühenden Gasen bestehenden Masse eines Fixsternes eine atmosphärische Hülle um denselben erzeugt wird, die das Licht so stark absorbiert, daß der Stern nicht mehr oder wenigstens nur noch schwach leuchtet. »Wenn dann durch weitere Wärmeausstrahlung der Grad der Abkühlung erreicht wird, welcher für Bildung derjenigen chemischen Verbindungen erforderlich ist, die einen wesentlichen Teil des Ganzen bilden, so wird bei Vereinigung der betreffenden Elementarstoffe eine bedeutende Wärme- und Lichtentwicklung stattfinden, welche den Stern plötzlich für längere oder kürzere Zeit wieder sichtbar macht.«

Eine andere Hypothese wurde besonders von Vogel bei Gelegenheit seiner Untersuchungen über die Nova Aurigae ausgesprochen. Vogel nahm an, daß zwei Sterne auf ihrem Wege durch den Weltraum zusammenstoßen. Bei einem Zusammentreffen so großer und vielfach stark bewegter Massen, wie es die Sterne sind, muß eine enorme Wärmemenge produziert werden, durch welche die Materie der Sterne oder wenigstens große Teile derselben zu einer sehr hohen Temperatur erhitzt und zum Teil auch vergast werden. Abgesehen von der überaus geringen Wahrscheinlichkeit

eines direkten Zusammenstoßes zweier kompakter Weltkörper, würde zwar der Effekt eines solchen eine so enorm große Temperatursteigerung sein, daß diese imstande wäre, die ursprünglich wenig heißen Körper in die größte Gluthitze zu versetzen. Gerade aber die Mächtigkeit eines solchen Vorganges spricht gegen die Annahme. In diesem Falle könnte nämlich, wie Seeliger bewiesen hat, nicht eine so schnelle, in wenigen Monaten vor sich gehende Abkühlung erfolgen, wie sie tatsächlich meist beobachtet worden ist. Um das gleichzeitige Auftreten der Absorptions- und der Emissionslinien desselben Elements im Novaspektrum und die starke Verschiebung dieser Linien gegeneinander zu erklären, nahm Vogel an, daß der eine Körper das Spektrum mit den Absorptionslinien, der andere das mit den Emissionslinien besitze, und daß beide Körper mit einer enormen Geschwindigkeit (1000 bis 1200 km in der Sekunde) gegeneinander laufen. Solchen Geschwindigkeiten ist man aber, wie schon erwähnt, bisher bei den Sternen nicht begegnet, auch ist es höchst unwahrscheinlich, daß sich bei allen beobachteten neuen Sternen der die Absorptionslinien zeigende Stern auf uns zu, der die hellen Linien zeigende von uns weg bewegt, wie man aus der Lage der Linien folgern müßte. Da außerdem noch weitere Schwierigkeiten auftreten, ist dieser Vogelsche Erklärungsversuch als nicht mehr anwendbar anzusehen.

Das Gleiche gilt für die Klinkerfues-Wilsingsche Fluthypothese, die bereits bei den veränderlichen Sternen besprochen wurde.

Die gegenwärtig des größten Ansehens sich erfreuende Theorie ist die von Seeliger, welche er gleichfalls im Anschluß an das Auftreten der Nova Aurigae aufstellte und später weiter ausgebaut hat. Seeliger nimmt an, daß ein Stern in ausgedehnte Wolken staub- oder gasförmiger Natur eintritt und durch den Widerstand, den er hierdurch erleidet, sich selbst und auch zum Teil die Wolken in starke Glühhitze versetzt. Der ganze Vorgang ist dem sehr ähnlich, den wir fortwährend beim Eintritt von Sternschnuppen oder Meteoriten in die obere dünne Schicht unserer Atmosphäre sehen. Ist die Dichtigkeit der Wolken, welche der Stern durchläuft, an verschiedenen Stellen nicht gleichförmig, so wird der Stern Helligkeitsschwankungen (Nova Persei) oder sogar erneutes Aufleuchten (Nova Aurigae) zeigen müssen. Seeliger hat seine Theorie weiter verfolgt, und man kann sagen, daß sie gerade dadurch, daß sie sehr allgemein gehalten ist, die bisher beobachteten Erscheinungen gut darstellt.

Wie wir oben erwähnt haben, deutet man die Verschiebungen der Absorptionslinien der Elemente gegen die Emissionslinien derselben jetzt nicht mehr als Folge von Bewegung. Damit ist eine für alle Theorien vorhandene große Schwierigkeit beseitigt. Es handelt sich hier jedenfalls

um rein physikalische Vorgänge, und in der Tat konnten Wilsing und H. Ebert auf verschiedenem Wege Spektren im Laboratorium produzieren, die in bezug auf das Verhalten der Absorptions- und Emissionslinien ein und desselben Elements die größte Ähnlichkeit mit dem typischen Novaspektrum zeigen. Die Deutung dieser künstlich erzeugten Novaspektren ist freilich noch unsicher; so handelt es sich hierbei nach Wilsing um Druckerscheinungen, nach Ebert aber um Erscheinungen der anomalen Dispersion. Welche von beiden Erklärungen die richtige ist, muß die Zukunft entscheiden.

Die Theorie von Seeliger hat insbesondere durch das Auffinden von Nebeln in der Nähe der Nova Persei eine große Stütze erhalten.

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 vor einiger 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 Konstitution der Gasnebel selbst etwas geklärtere Vorstellungen haben, werden wir schwerlich über diese Phase der Spektren neuer Sterne sichere Aufklärung erwarten können.

8. Die Milchstraße.

Die Milchstraße ist nicht nur eines der interessantesten und schönsten Objekte des Himmels, sie nimmt auch, wie wir sehen werden, eine ebenso bedeutsame Stellung in unserem Sternsystem ein, wie die Ekliptik im Planetensystem. So sind die Sterne des Himmels sehr nahe symmetrisch zur Milchstraßenebene verteilt, welche vielleicht auch für die Bewegungen der Sterne eine Symmetrieebene ist. Ferner bestehen zweifellos gewisse Beziehungen zwischen der Milchstraße und dem Vorkommen einer großen Anzahl von Gattungen zölestischer Objekte. Wir sahen bereits, daß die Wolf-Rayet-Sterne (II b bzw. O) fast ausschließlich in der Milchstraße liegen, daß die Heliumsterne (I b bzw. B) ebenso wie die Sterne der Klasse III b bzw. N in auffallender Weise sich in einem schmalen Gürtel häufen, dessen Mitte die Milchstraße ist. Das gleiche gilt für die Verfinsterungs- und δ Cephei-Variablen, für die großen unregelmäßigen Gasnebel, für die planetarischen Nebel usw. Wir wollen uns wegen der großen Bedeutung, welche die Milchstraße für den Bau des Universums besitzt, etwas ein-

gehender mit ihr beschäftigen und alles zusammenstellen, was die Beobachtungen bisher über sie ergeben haben.

Zunächst soll ihr Verlauf durch die Sternbilder des Himmels verfolgt werden und zwar nach den schönen, auf Grund sorgfältiger Beobachtungen hergestellten Zeichnungen, welche Houzeau in seiner Uranométrie Générale veröffentlicht hat. Beginnt man vom Schwan, so sieht man die Milchstraße durch folgende Sternbilder gehen: Eidechse, Cassiopeja, Perseus, Fuhrmann, zwischen den Zwillingen und dem Orion nach dem Einhorn, Schiff, südlichen Kreuz. Hier teilt sie sich; der südliche hellere Arm geht weiter durch Zirkel, Winkelmaß, Altar, Skorpion, Teleskop, Schütze, Sobieskischer Schild, Adler, Pfeil, Fuchs bis wieder zum Schwan, wo er sich mit dem nördlichen Arm vereinigt. Dieser geht vom südlichen Kreuz aus durch die Sternbilder Zentaur, Wolf, Skorpion, wo er zu verschwinden scheint; im Ophiuchus taucht er aber wieder auf und läuft zwischen Pfeil und Herkules nach dem Vereinigungspunkt im Schwan.

Für die stellarastronomischen Untersuchungen ist es nötig, die Lage der Milchstraßenebene genau zu kennen. Man verfährt zur Feststellung derselben so, daß man durch Beobachtungen mit dem bloßen Auge von Stück zu Stück die hellsten Stellen der Milchstraße aufsucht, diese in eine Sternkarte einträgt und den Kreis bestimmt, welcher möglichst nahe durch alle diese Punkte hindurchgeht, und schließlich die Rektaszension und die Deklination des Poles dieses Kreises berechnet. Die besten Bestimmungen rühren von Gould, Houzeau-Kobold und Newcomb her. Diese Forscher fanden folgende Lage des Milchstraßenpoles für 1900:

	AR	Dekl.
Gould	190 ^o .6	+ 27.2
Houzeau-Kobold	191.5	+ 27.9
Newcomb	191.1	+ 26.8

Eine Schwierigkeit bei diesen Bestimmungen entsteht dadurch, daß sich die Milchstraße, wie wir sahen, auf eine große Strecke hin in zwei Arme spaltet. Die Berechnung zeigt aber, daß sich hierdurch die Lage des Poles im Verhältnis zu der überhaupt erreichbaren Genauigkeit, welche bei einem so wenig gut definierten Objekt, wie es die Milchstraße ist, nicht groß sein kann, nicht wesentlich ändert. So fand z. B. Newcomb für die Lage des Poles, falls der Arm westlich vom Schwan und Adler nicht mitbenutzt wird:

$$\text{AR} = 192.8 \quad \text{Dekl.} = + 27.2,$$

ein Wert, der von dem oben gegebenen, welcher unter Benutzung beider

Arme berechnet war, nicht wesentlich verschieden ist. Die so festgelegte Milchstraßenebene schneidet den Äquator einmal östlich vom Orion zwischen AR 6^h und 7^h und ein zweites Mal zwischen AR 18^h und 19^h, und zwar unter einem Winkel von etwa 63°. Läge die Sonne genau in dieser Ebene, so würde die Milchstraße für uns als ein größter Kreis am Himmel erscheinen. Das ist aber nicht der Fall, vielmehr zeigen alle Untersuchungen, daß sich die Sonne um einen allerdings nur geringen Betrag nördlich von der Milchstraßenebene befindet, sowohl wenn man beide Arme berücksichtigt, als auch wenn man sich auf das Hauptsächlichste beschränkt.

Ganz analog nun wie man im Ekliptikalsystem die Position eines Sternes durch Länge und Breite desselben definiert, bestimmt man die Position eines Gestirnes im Milchstraßensystem durch die galaktische Länge und Breite.

Die Milchstraße ist kein den Himmel umspannendes gleichmäßig leuchtendes Band, sie ist auch nicht allein das Resultat der allgemeinen Tendenz der Sterne, an Zahl um so mehr zuzunehmen, je mehr wir uns der Mittellinie der Milchstraße nähern, vielmehr ist sie ein ganz ungeheuer kompliziertes Gebilde, welches Herschel in etwas drastischer Weise mit Sand verglich, den man mit der Hand hingeschleudert hat, nicht nur mit einer Hand, sondern wahllos mit beiden und mit halbleeren und vollen Händen. Es läßt sich durch keine Beschreibung ein auch nur angenähertes Bild der verwickelten Struktur mit ihren zahllosen Lichtabstufungen geben, und selbst die besten Zeichnungen (Heis, Houzeau, Thome) stehen weit zurück gegen die wundervollen photographischen Aufnahmen von M. Wolf, vom Harvard College Observatory und besonders von Barnard (Atlas of the Milky Way, 1914), welche erst wirklich die unendlich zahlreichen und feinen Details dieses Gebildes erkennen lassen. Wir wollen uns daher hier auch nicht mit einer Beschreibung aufhalten, sondern nur einige hauptsächliche Punkte hervorheben. Die Milchstraße hat nicht überall die gleiche Breite. Diese beträgt z. B. im Schiff Argo, der breitesten Stelle, über 30°, während sie an anderen Stellen bis auf wenige Grad Breite zusammenschrumpft. Die hellsten Stellen liegen im Adler, etwas südlich von ι Aquilae, im Sobieskischen Schild und im Schwan. Von besonders dunklen Stellen sind die bekanntesten die »Kohlensäcke« im südlichen Kreuz, deren größerer ein Oval von etwa 4° Länge und 2½° Breite bildet. Aber auch am Nordhimmel findet sich eine ähnlich dunkle Stelle, nämlich zwischen α Cygni und α Cephei. Die dunklen Stellen gleichen Inseln in dem Lichtstrom der Milchstraße. Die photographischen Aufnahmen zeigen übrigens auch in den dunklen Stellen noch zahlreiche Sterne, ebenso zwischen den zwei Armen, so daß diese Verzweigung auf Photographien überhaupt nicht wesentlich auffällt.

An dem Aufbau der Milchstraße sind in der Hauptsache zahllose, meist schwache Sterne beteiligt, die, vielfach haufenweise beieinanderliegend (siehe Fig. 212), den Eindruck wolkenähnlicher Gebilde hervorrufen. Die

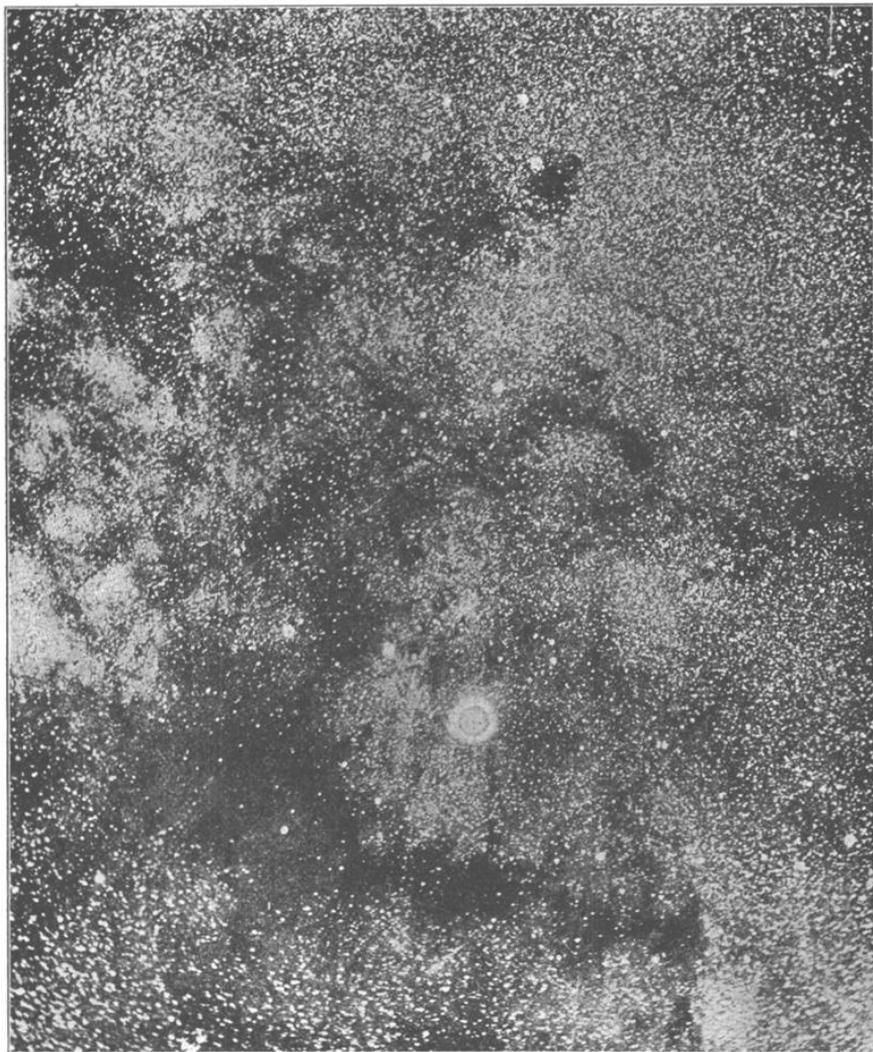


Fig. 212. Milchstraße bei θ Ophiuchi.

Sterne stehen an vielen Stellen derselben so dicht aneinander, daß auch die größten und besten Fernrohre der Jetztzeit nicht ausreichen, um diese Wolken in einzelne Sterne aufzulösen.

Welchen Spektralklassen die einzelnen Sterne der Milchstraße vorzugsweise angehören, läßt sich wegen der großen Lichtschwäche derselben natürlich nicht feststellen. Da man aber weiß, daß die schwachen Sterne der Bonner Durchmusterung eine um so »blauere Farbe« zeigen, d. h. um so früheren Spektralklassen (I bzw. A) angehören, je näher sie der Milchstraße liegen (Kapteynsches Phänomen), und Pickering gezeigt hat, daß die A-Sterne am Himmel überhaupt überwiegen, sowie daß das Verhältnis der A-Sterne zu denen der anderen Klassen mit abnehmender Helligkeit der Sterne wächst, so war man wohl berechtigt, anzunehmen, daß auch die Sterne der Milchstraße selbst zu den frühen Spektralklassen zu rechnen seien.

Eine von Fath zur Entscheidung dieser Frage unternommene Untersuchung hat aber ein ganz unerwartetes Resultat ergeben. Fath photographierte auf dem Mount Wilson das Spektrum des Gesamtlichtes der Milchstraße an drei sehr hellen Stellen im Schützen, Schwan und Sobieskischen Schild mit einem sehr lichtstarken Spektrographen von kleiner Dispersion, und da zeigte sich, daß das Gesamtspektrum der Milchstraße an jenen drei Stellen sehr nahe dem Sonnenspektrum gleicht. Es ließen sich nämlich die Fraunhoferschen Linien *F*, *G*, *H*, *K* und drei breite Absorptionsbänder im Ultraviolett hinter *K* erkennen, und die Abweichungen vom Spektrum der Sonne waren nur gering und unwesentlich. Auch die Intensitätsverteilung im Milchstraßenspektrum entsprach der, welche im Sonnenspektrum vorhanden ist.

Eine Bestätigung dieses überraschenden, höchst interessanten Resultates suchte Fath nach einem Vorschlage von Kapteyn durch direkte, unter Anwendung von Farbfiltern gemachte photographische Aufnahmen von Milchstraßenteilen zu erhalten. Diese zeigten nun, daß in der Tat die schwächeren Milchstraßensterne röter zu sein scheinen, als die helleren. Hiernach muß also das Zahlenverhältnis der A-Sterne zu den späteren Klassen (G bis K) von einer gewissen Sterngröße an — etwa der 9. Größenklasse — wieder abnehmen, wie das auch in den Pickeringschen Untersuchungen angedeutet ist, so daß die Mehrzahl der sehr schwachen Milchstraßensterne in Wirklichkeit späteren Spektralklassen angehört, wie es das Gesamtspektrum der Milchstraße bereits gezeigt hatte. Eine ganz analoge Erscheinung findet sich auch bei Sternhaufen, z. B. den Plejaden; auch hier scheinen die Sterne immer röter zu sein, je schwächer sie sind.

Aber nicht nur aus Sternen setzt sich die Milchstraße zusammen, sondern fast überall in derselben und besonders an den Rändern derselben lagern Nebelmassen von zum Teil ungeheurer Ausdehnung, so z. B. im Orion, Schiff, Schützen, Schwan. Die helleren dieser großen unregelmäßigen

Nebel waren bereits W. Herschel bekannt, aber die fast überall vorhandenen, vielfach außerordentlich zarten, sich kaum abhebenden und viele Quadratgrade bedeckenden Nebelschimmer haben erst die photographischen Aufnahmen von Barnard und M. Wolf aus den Tiefen des Himmels hervorgeholt. Durch die Untersuchungen besonders von M. Wolf ist festgestellt, daß diese Nebel Gasspektren zeigen, also aus leuchtenden Gasen: Wasser-

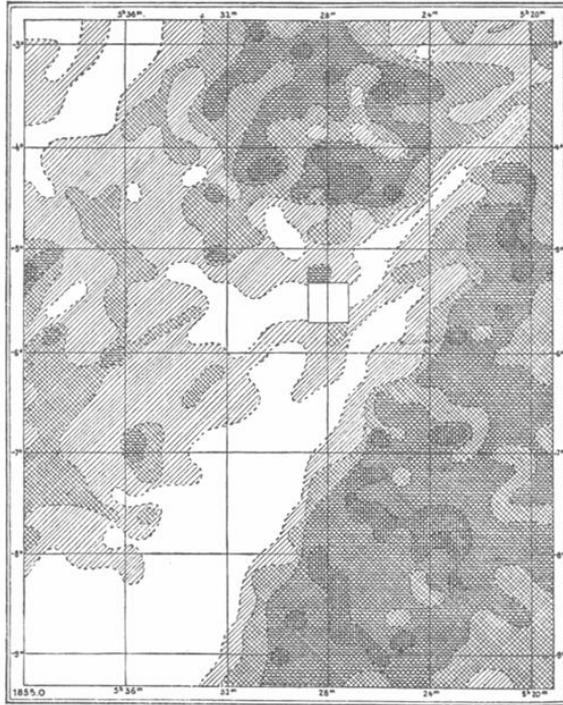


Fig. 213.

stoff, Helium und einigen noch unbekanntem Gasen bestehen, welche sich auch in den planetarischen Nebeln und in den neuen Sternen finden.

Zahlreiche Stellen der Milchstraße, an denen Nebel lagern, zeigen nur eine höchst merkwürdige Eigenschaft: sie sind arm an schwachen und mittelhellen Sternen. Schon W. Herschel war dies eigentümliche Verhalten aufgefallen. Als Beispiel sei die Gegend um den Orionnebel erwähnt, welcher nur eine Verdichtung in weit ausgedehnten Nebelmassen ist. Auf Anregung von M. Wolf hat Kopff die Sterne dieser Gegend ausgezählt; das Resultat der Zählung ist in Fig. 213 dargestellt. Die Dichte der Schraffierung gibt die Sternzahl an. Sie beträgt für die nichtschraffierten Teile

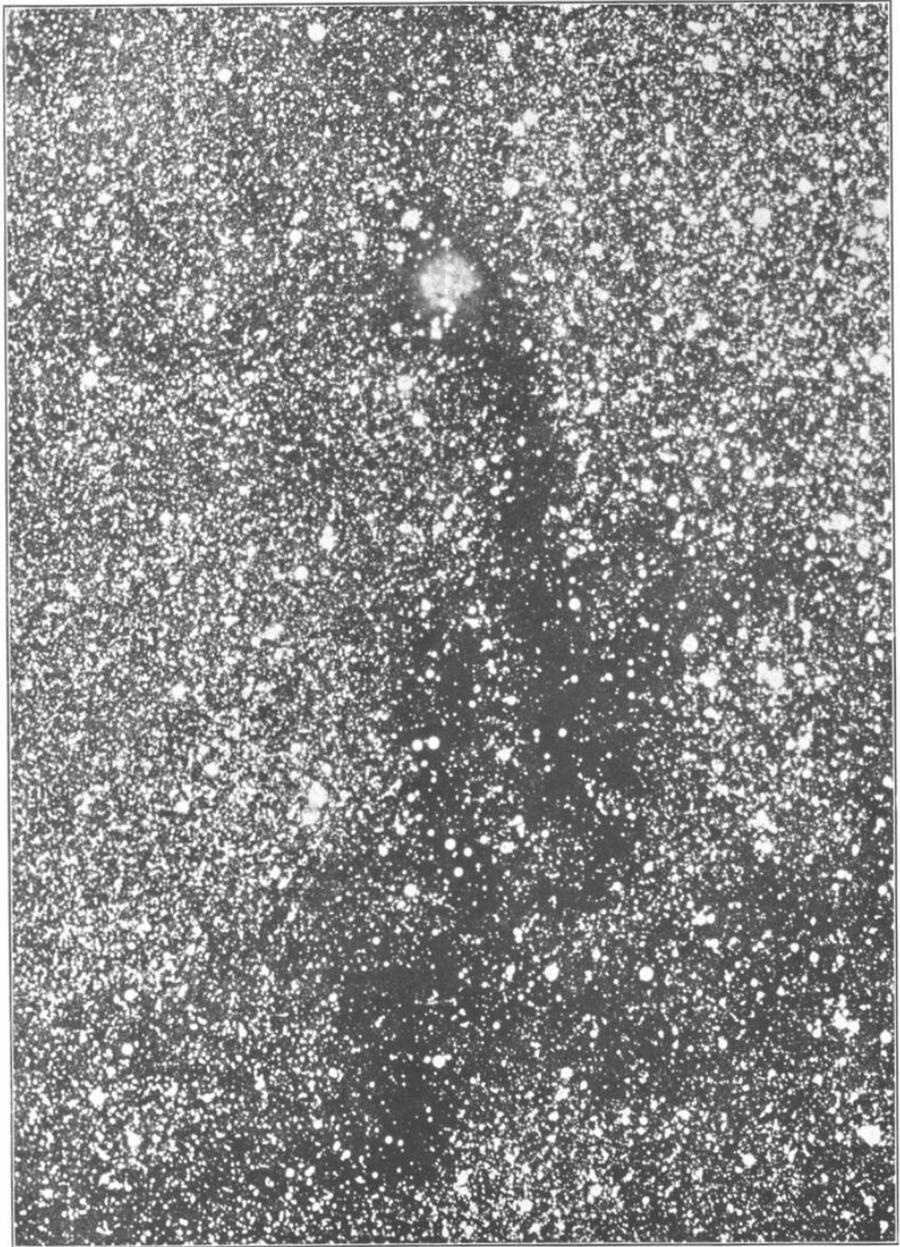


Fig. 214. Sternhöhle bei π_3 Cygni; nach einer Aufnahme von M. Wolf.

weniger als 10, für die schraffierten 10—19, 20—29, 30—39, 40 und mehr Sterne, je nach der Stärke der Schraffierung. Die Stelle des dichtesten Teiles des Nebels ist durch ein Quadrat bezeichnet. Die Figur zeigt nun auf das deutlichste, daß der helle Orionnebel von einer weiten, lang gestreckten Höhle umgeben ist, die ganz arm an Sternen ist, und an deren oberem Ende der Nebel selbst sitzt. M. Wolf glaubt, daß »die Nebelmassen in physischer Verbindung mit dem Prozeß der Höhlenbildung stehen, daß ein Vorgang unter den Sternen hier von links unten nach rechts oben über riesige Himmelsräume fortgeschritten ist«. In der Tat sieht es so aus, als ob der Nebel sich in die sternreichen Teile hineinbewegt und dabei alle Sterne hinweggefegt oder verschluckt habe.

Ein zweites, sehr charakteristisches Beispiel bietet die Milchstraße bei π Cygni (Fig. 214), wo der sogenannte Coconnebel gleichfalls am Ende eines großen, vielverzweigten sternarmen Kanales steht. Dieselbe Erscheinung wiederholt sich, wie bereits erwähnt, in ganz gleicher Weise an zahlreichen Stellen der Milchstraße, so bei den Nebeln bei γ Aquilae, β Cassiopejae, S Monocerotis, ξ Persei, 52 Cygni, beim Amerikanenebel usw. M. Wolf nimmt an, »daß die Höhlen reelle Furchen oder Verdunkelungsstellen im Sterneneere sind und ein uns unbekannter Vorgang eine Zerklüftung oder Verdunkelung der Sternmassen bedingt. Der Prozeß wird nicht immer tief in der Ferne zu suchen sein, vielmehr manchmal in vorderen Schichten der Milchstraße. Bei dem Zerstören, Trennen oder Verdunkeln fände an den frisch betroffenen Stellen ein Aufleuchten oder Zusammendrängen sonst unsichtbarer kosmischer Massen statt. Dadurch, daß diese Nebel immer am Ende oder der Grenze der Risse auftreten, wird uns die Stelle gezeigt, wo der Vorgang weiter schreitet. Daß ein Prozeß, der sich in gewaltiger räumlicher Ausdehnung abspielt, sich fortbewegt, darüber besteht wohl kein Zweifel mehr. Ungeheure Zeiträume würden natürlich erforderlich sein, um solche Vorgänge sich abspielen zu lassen«*).

Von anderen Astronomen, besonders von Seeliger, wird diese Anschauung nicht geteilt, sondern folgende Erklärung der Sternleeren gegeben. Es ist von den Plejadennebeln und den Nebeln um die Nova Persei (1901) her bekannt, daß es im Weltall Wolken von nichtleuchtenden Staub- oder Gasmassen gibt. Befindet sich nun ein solches Gebilde zwischen uns und den Sternen der Milchstraße, so wird es uns diese stückweise verdecken müssen. Die hellen Sterne, welche man in den Sternleeren findet, würden dann zwischen uns und den verdunkelnden Massen stehen, und die Milchstraßennebel würden leuchtende Teile dieser Massen sein.

M. Wolf macht gegen diese recht wahrscheinliche Erklärung der Stern-

*) M. Wolf, Die Milchstraße. Leipzig 1908.

leeren geltend, daß sie viele Einzelheiten nicht darzustellen vermag. »Die Klüfte reißen scharf in die Sternmengen ein, die Sterne mittlerer Helligkeit beseitigend, während überall gerade das Netzwerk allerschwächster Sterne noch weit herein in die Klüfte sichtbar bleibt.« Beim Amerikanebel erkennt man nach Wolf, »wie die Nebelbänder stellenweise die Verbindung von schwachem Stern zu schwachem Stern herstellen, Nebelbrücken viele Sterne miteinander verbinden. Es erscheint äußerst wahrscheinlich, daß Nebel und Sterne physisch verbunden sind.«

Nimmt man also an, daß die Höhlen und Kanäle durch lichtabsorbierende Gas- oder Staubmassen erzeugt werden, so müßten diese nach Wolf wenigstens »in relativer Nähe der Sternwolken zu suchen sein, zwischen den fernen Sternen selbst«.

Die Entscheidung, welche von beiden Erklärungen der Sternleeren die richtige ist, die von M. Wolf oder die andere zurzeit wohl von den meisten Astronomen geteilte, muß der Zukunft überlassen werden.

Die Ansichten über die räumliche Gestalt der Milchstraße und ihren Zusammenhang mit den uns umgebenden Sternen werden in dem Kapitel II der Stellarastronomie »Der Bau des Universums« auseinandergesetzt werden.

9. Sternhaufen und Nebelflecke.

Die mehrfachen Sterne bilden dem Anscheine nach eine Art von Übergang zu den Sternhaufen, wenn wir nämlich 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 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 scheint wiederum zwischen den Sternhaufen und den Nebelflecken eine Grenze zu existieren, da das Spektroskop gezeigt hat, 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 eigentlich 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 aufgefunden. 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 entdeckten Sternhaufen und Nebelflecken mit, während Messiers Kataloge (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 vielfach an sie seine Betrachtungen über den Bau des Weltalls geknüpft.

Was der Vater begonnen, setzte der Sohn John Herschel in fast noch großartigerer Weise fort. Mit dem 20füßigen Reflektor beobachtete er zuerst (1825 bis 1833) in Slough in England, dann (bis 1838) am Kap der guten Hoffnung und bereicherte namentlich unsere Kenntnis der südlichen Sternhaufen und 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 dauernd und eifrig gepflegt worden. Der größte Teil ist freilich nur lichtstarken Teleskopen zugänglich. Was indessen auch schwächere Mittel zu leisten vermögen, hat d'Arrest mit seiner ersten Messungsreihe an einem Fernrohre von nur 117 mm Öffnung gezeigt. Es kommt, wie bereits früher gezeigt ist, für die Beobachtung derartiger Flächengebilde wesentlich auf ein großes Öffnungsverhältnis, weniger auf eine große Öffnung selbst an. Dem bloßen Auge sind etwa 15 bis 20 sichtbar; Heis konnte mit seinem ungewöhnlich scharfen Auge 19 Sternhaufen und 7 Nebel wahrnehmen.

Durch die Einführung der Photographie hat für die Erkenntnis der Sternhaufen und Nebel eine völlig neue Epoche begonnen. Objekte, die früher nur mit den größten Instrumenten sichtbar waren, lassen sich selbst 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 Sternhaufen und Nebel am Himmel sehr viel häufiger vorkommen, als man bis dahin dachte, so daß sie überhaupt nicht mehr zu den seltenen Objekten gehören. Man kann beinahe sagen, daß erst durch Einführung der Photographie ein genaueres Studium der Sternhaufen und besonders der Nebel ermöglicht worden ist.

Die Entscheidung, ob ein beobachtetes Objekt wirklich ein Nebel oder ein Sternhaufen ist, läßt sich mit Hilfe des Fernrohres allein nicht immer sicher fällen; denn wenn auch, wie wir schon erwähnten, viele der Objekte, die in schwächeren Fernrohren als kleine schwache Nebel erscheinen, durch lichtstärkere Instrumente in dichtgedrängte Sternhaufen aufgelöst werden, so gibt es doch mächtige helle Gebilde, die auch mit dem stärksten Teleskop kaum eine Spur von Auflösbarkeit verraten, z. B. der Andromedanebel.

Sehr häufig kann nun das Spektroskop Aufklärung bringen, vorausgesetzt, daß das betreffende Objekt nicht zu lichtschwach ist. Zeigt es nämlich ein Spektrum, welches nur aus hellen Linien zusammengesetzt ist, so hat man eine selbstleuchtende Gasmasse, also einen wirklichen Nebel, vor sich. In zahlreichen Fällen, z. B. bei den Spiralnebeln, kann uns jedoch auch das Spektroskop keine klare Auskunft über die Natur des untersuchten Objekts geben. Die Spiralnebel besitzen nämlich kein Gasspektrum, sondern ein Absorptionsspektrum wie die Sterne; sie müßten demnach als unauflösbare Sternhaufen angesehen werden. Andererseits gleichen diese Gebilde aber in ihrem ganzen Aussehen so sehr wirklichen Nebeln und unterscheiden sich so stark von den Sternhaufen, daß man sie doch trotz des Fehlens eines Gasspektrums so lange zu den Nebeln rechnen wird, bis neue Aufschlüsse über ihre Natur uns zwingen, diese Ansicht aufzugeben.

Sternhaufen. Nach dem vorangehenden bezeichnet man also nur diejenigen Objekte als Sternhaufen, welche sich unter Anwendung genügend großer Fernrohre ganz oder wenigstens teilweise in einzelne Sterne auflösen lassen. Man teilt die Sternhaufen nach ihrem äußeren Anblick in unregelmäßige (s. Fig. 215) und in Kugelsternhaufen (s. Fig. 216). Bei letzteren sind stets sehr große Mengen Sterne auf einer kleinen runden Fläche zusammengedrängt, und die Verteilung der Sterne ist eine solche, daß das Objekt wirklich einer Kugel gleicht. Während die unregelmäßigen Sternhaufen die mannigfaltigsten Gestalten haben können, die Sterne in ihnen bald sehr zerstreut, bald sehr dicht beieinander stehen und alle möglichen Übergänge zwischen diesen Extremen vorkommen, bieten die Kugelsternhaufen alle den gleichen Anblick. Pickering hat einige der schönsten dieser Gebilde (ω Centauri, 47 Tucanae, Messier 13) untersucht und gefunden, daß das Gesetz der Sternverteilung in der Tat bei allen dreien dasselbe ist. Geht man von der hellsten Stelle, der Mitte des Haufens, aus, so nimmt die Sternzahl auf der Flächeneinheit zunächst proportional dem Abstände von der Mitte ab, weiter nach dem Rande zu aber wesentlich langsamer. Besonders bemerkenswert ist es, daß sowohl die hellen, als

auch die schwachen Sterne dieser Haufen dasselbe Gesetz befolgen. Wie dicht die Sterne in den Kugelhaufen beieinander stehen, zeigt die Tatsache, daß auf Aufnahmen des Herkulessternhaufens (Messier 13), welche Ritchey mit dem großen Reflektor des Mount Wilson Observatoriums erhalten hat, auf einem Areal von nur 2' Radius sich 27 000 Sterne vorfinden. Eine weitere Eigentümlichkeit hat Perrine bei der Untersuchung von Photographien von 35 Kugelsternhaufen aufgefunden. Die Sterne von 30 dieser Haufen zerfallen nach Perrine in zwei scharf getrennte Klassen, die wesentlich verschiedene Helligkeiten haben, ohne daß Zwischenstufen existieren.

Nebelmaterie, die sich in zerstreuten Sternhaufen öfter findet, z. B. in den Plejaden, ist niemals in den Kugelsternhaufen vorhanden, wohl aber kommen häufig zahlreiche kleine Nebel in der Nähe der Kugelhaufen vor, ohne daß die Verteilung dieser Nebel eine Beziehung zu den Sternhaufen aufweist. Über die Entdeckung zahlreicher veränderlicher Sterne in den Kugelsternhaufen durch Bailey und über den höchst interessanten Lichtwechsel dieser Variablen ist bereits früher (s. S. 627 f.) berichtet worden.

Die zerstreuten Sternhaufen setzen sich meist aus Sternen der verschiedenen Spektralklassen zusammen, und zwar überwiegen bei einigen die Sterne der früheren Spektralklassen, bei anderen die der späteren. Pickering hat die Spektren der hellen Sterne einiger Sternhaufen untersucht; seine Resultate sind in der folgenden Tabelle zusammengestellt.

Name	Spektralklasse nach Pickering				
	B u. A	F	G	K	M
Plejaden	59	14	9	9	—
Praesepe	28	41	9	11	1
Sternhaufen in der Carina	55	2	1	6	—
N.G.C. 3523	190	2	6	6	—
Coma Berenices	18	52	9	36	2
N.G.C. 6405	68	4	4	13	2
N.G.C. 6475	269	34	10	31	—
	I	I—II	II	II—III	III

Spektralklasse nach Vogel.

Es hat sich nun gezeigt, daß vielfach die Sterne der gleichen Spektralklasse ein physisches System bilden, zu welchem die Sterne der anderen Spektralklassen nicht gehören. Dies ist z. B. in besonders deutlicher Weise bei den Plejaden der Fall, in welchen die rötlichen Sterne andere Eigenbewegungen zeigen, als die weißen Heliumsterne, also nicht zum System

der Plejaden gehören. Aber auch noch ein anderes interessantes Resultat hat das Studium der Plejaden ergeben. Die Heliumsterne dieses Sternhaufens zeigen nicht genau das gleiche Spektrum, vielmehr haben Rosenberg, Hertzsprung, Tickhof und Lau auf verschiedenen Wegen gefunden, daß zwischen der Helligkeit und dem Spektrum bzw. der Farbe dieser Sterne eine gewisse Beziehung besteht. Je schwächer nämlich die Sterne werden, um so gelblicher werden sie, d. h. die Spektren der schwächeren Sterne gehören Unterabteilungen der Klasse B an, die näher an der Klasse A liegen, als die Spektren der hellen Sterne. Diese Beziehung zwischen der Helligkeit und der Farbe scheint in den Plejaden durchaus kontinuierlich zu verlaufen. Auch bei anderen Sternhaufen hat Hertzsprung dieses Verhalten festgestellt, so daß es scheint, als ob es eine allgemeine Eigenschaft der Sternhaufen sei.

Die Sterne der Kugelsternhaufen sind zu stark zusammengedrängt und auch zu schwach, als daß man ihre Spektren untersuchen könnte. Fath hat deshalb das Gesamtspektrum der einzelnen Haufen photographiert und gefunden, daß alle untersuchten Kugelsternhaufen [N.G.C.*] 5024, 5272, 5904, 6093, 6205 (Herkulessternhaufen), 6229, 6254, 6341, 6656, 6934, 7078, 7089] ein Spektrum der Klasse Ia3 bis IIa, bzw. F besitzen. Damit ist nicht gesagt, daß alle Sterne der betreffenden Haufen dieser einen Klasse angehören, vielmehr kann man daraus nur schließen, daß die Mehrzahl der Sterne den Spektralklassen I und II bzw. A bis G angehören und in solcher Mischung vorkommen, daß das Gesamtspektrum des Haufens dem der mittleren Klasse ähnlich ist. Es ist auch weiter zu berücksichtigen, daß nur das Licht der helleren Sterne des Haufens auf die Platte gewirkt hat. Man sieht aber jedenfalls, daß die Kugelsternhaufen alle sehr nahe gleiche Zusammensetzung haben, und weiter, daß sie sich in spektraler Beziehung nicht wesentlich von den unregelmäßigen, zerstreuten Sternhaufen unterscheiden.

Die Bestimmung der Lage der einzelnen Sterne in den Sternhaufen

*) Man benennt allgemein die Sternhaufen und Nebelflecke nach der Nummer, welche sie in dem »New General Catalogue of Nebulae and Clusters« von Dreyer (abgekürzt mit N.G.C. bezeichnet) haben, welcher in den Memoirs of the Royal Astronomical Society, Vol. 49 und 50 veröffentlicht ist. Da seit dem Erscheinen dieses Kataloges von Barnard, M. Wolf, dem Harvard-College-Observatorium, der Licksternwarte usw. unzählige neue Objekte gefunden worden sind, ist dieser Katalog bei weitem nicht mehr vollständig. Es wird daher zur Zeit von Bigourdan ein neuer, vollständiger Katalog bearbeitet, dessen Fertigstellung freilich noch längere Zeit in Anspruch nehmen wird. Ein sehr gutes, die hellen Objekte vollständig enthaltendes Verzeichnis ist von Bailey unter dem Titel: »Catalogue of Bright Clusters and Nebulae« in den Harvard-Annalen, Vol. 60 veröffentlicht worden.

findet in derselben Weise statt, wie die der Fixsterne, und 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, so kann man sich doch denken, wie mühevoll und langwierig sie 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, da sie 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 aber auch solche Objekte, die für die direkte Beobachtung mit dem Fernrohr zu schwach sind, der Ausmessung dadurch zugänglich, daß man durch Verlängerung der Belichtungszeit gute Photographien von ihnen erhalten kann. Da sich nun aus allen Untersuchungen ergeben hat, daß die Genauigkeit der Positionen, welche mit Hilfe photographischer Aufnahmen erhalten worden sind, der mit dem Mikrometer oder dem Heliometer erreichten gleichkommt, so hat man verständigerweise direkte Ausmessungen von engen und reichen Sternhaufen am Fernrohre jetzt 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.

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 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 Alcyone haben, also ein physisch zusammenhängendes Sternsystem bilden, während 6 nur scheinbar zu dem Sternhaufen gehören. Bestätigt wird diese Ansicht dadurch, daß die Radialbewegungen der hellsten Plejadensterne in demselben Sinne erfolgen und auch ihrer absoluten Größe nach nicht sehr verschieden sind. Auch die Hyaden bilden nach den Untersuchungen von Kapteyn und Boss in ihrer Mehrzahl ein physisches System, ebenso zahlreiche Sterne des Perseussternhaufens.

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 Kapteyn und seine Schüler in dieser Beziehung machten, als sehr wertvoll zu bezeichnen. Vorläufig freilich sind diese Untersuchungen noch zu vereinzelt, zum Teil bedürfen sie auch zur Kontrolle noch einer Wiederholung, da ja Parallaxenbestimmungen zu den schwierigsten Aufgaben der praktischen Astronomie gehören, so daß man zurzeit noch nicht genügend reiches und sicheres Material hat, um allgemeine Schlüsse daraus ziehen zu können. Immerhin folgt aber z. B. aus der Kapteynschen Untersuchung über die Sternhaufen h und γ 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. Das Gleiche gilt für die Hyaden, deren mittlere Parallaxe nach Kapteyn $0''.02$ ist (siehe auch S. 568).

Wie man sieht, ist man zurzeit bei der Beantwortung der Frage, ob die Sterne eines Haufens ein durch die Gravitation verbundenes System sind, meist immer noch ausschließlich auf Vermutungen angewiesen, die allerdings vielfach einen hohen Grad 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, ein Fall, der ja bei den Kugelsternhaufen so häufig vorliegt.

Die unregelmäßigen Sternhaufen kommen bei weitem am häufigsten in der Milchstraße selbst und an ihren Rändern vor, ebenso in den Magellanschen oder Kap-Wolken (Nubecula major und minor), welche wohl versprengte Stücke der Milchstraße sind. Die Kugelsternhaufen bevorzugen gleichfalls, wenn auch nicht in so ausgesprochener Weise, die Milchstraße; sie kommen aber hauptsächlich auf der Südhalbkugel des Himmels vor. Besonders auffällig ist ihre starke Konzentration in der Gegend $AR = 18^h$ in dem südlichen Teil der Milchstraße.

Im folgenden sollen nun einige der schönsten und bekanntesten Sternhaufen kurz besprochen werden; wir bevorzugen dabei die hellsten und werden von jeder der Hauptkategorien wenigstens ein charakteristisches Beispiel anführen.

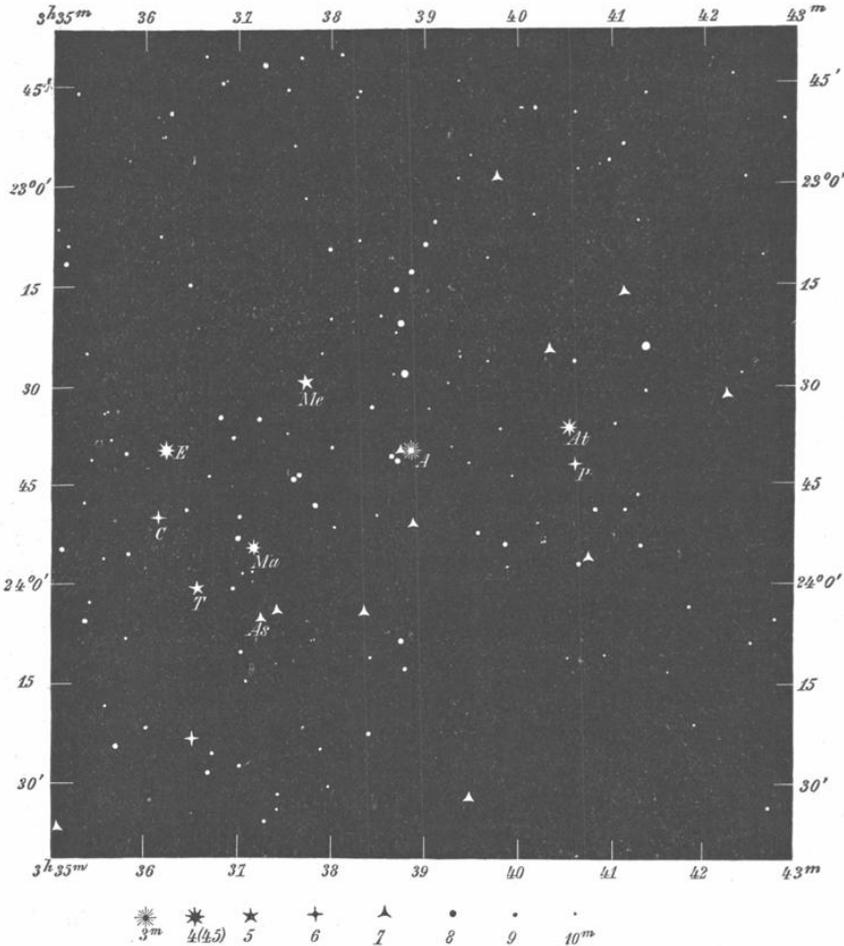


Fig. 215. Die Plejaden.

C = Celaeno, *E* = Elektra, *T* = Taygeta, *Ma* = Maja, *As* = Asterope, *Me* = Merope, *A* = Alcyone, *At* = Atlas, *P* = Plejone. — Stellungen für 1855.

Als Extrem der Sternhaufen grösster Zerstreuung können wir die allbekanntesten Plejaden oder das »Siebengestirn« im Stier betrachten. Dem kurzsichtigen Auge erscheinen sie als stark granulいたe Nebelmasse; das normale Auge nimmt sechs, ein äußerst scharfes dagegen neun bis elf

Sterne von der 3. bis zur 7. Größe einzeln wahr. Die Fig. 215 enthält die Sterne bis zur 10. Größe, die in einem Fernrohr von 8 cm Öffnung 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 schwacher und unregelmäßig geformter Nebel, der für Kometensucher von 10 cm bis 15 cm Öffnung ein gutes Prüfungsobjekt bildet. Andere, weit ausgedehnte, zum Teil recht helle neblige Massen, welche auch in Verbindung mit den hellen Sternen der Gruppe stehen, z. B. mit Maja und Alcyone, fand man durch photographische Aufnahmen. Auch um die ganze Gruppe herum sind schwache, aber sehr ausgedehnte Nebelmassen von Barnard und M. Wolf auf photographischem Wege nachgewiesen worden. Die Plejadensterne hat zuerst Bessel, wie bereits erwähnt, auf das genaueste mit dem Königsberger Heliometer vermessen. Von dieser Zeit an sind sie dasjenige Objekt, welches am häufigsten untersucht worden ist. So liegen mehr oder minder vollständige Beobachtungsreihen von C. Wolf, Elkin, Pritchard, Gould, Jacoby, Turner, Olsson, Kromm, Smith, 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 Spektra der helleren Sterne gehören fast alle der Klasse Ib bzw. B an, da in ihnen die Heliumlinien nachweisbar sind.

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 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), als daß sie einzeln wahrgenommen werden könnten. Vermessen ist diese Gruppe von Winnecke, Schur, Hall, Gould und Schlesinger, photometrisch untersucht von Schwarzschild.

Einen prachtvollen Anblick, schon in kleinen Fernrohren und bei 20- bis 50facher Vergrößerung gewähren die beiden kaum 1° voneinander entfernten Sternhaufen κ und χ Persei: Hunderte von Sternchen 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, Schur, Miss Young, van Maanen und Messow

den einen oder anderen Perseushaufen gemessen, und die Helligkeitsverhältnisse hat wiederum Schwarzschild festgelegt.

Weit kleiner, aber viel dichter besät als diese und dabei von einer regelmäßig kugeligen Form ist der Sternhaufen zwischen ζ und η Herculis (Fig. 216); 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 voneinander zu trennen. Photographische Aufnahmen dieses interessanten Objektes von Ritchey auf dem Mount



Fig. 216. Sternhaufen im Herkules.

Wilson Observatory weisen in diesem kleinen Fleckchen des Himmels (4' Durchmesser) über 27 000 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, einander sehr naher Sternchen den Eindruck eines nebligen Untergrundes hervorbringt. Aufnahmen und Vermessungen dieses wegen seiner 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 47 Tucanae und ω Centauri auf. Ersterer ist nach der Mitte hin 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 Gesamtlicht 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 jeder einzelne Stern ist.« Hervorragend schöne Photographien dieser zwei und einer großen Zahl anderer Kugelsternhaufen rühren von den Beobachtern des Harvardobservatoriums und der Licksternwarte her.

Nebelflecke. Herschel teilte (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.

Die Herschelsche Einteilung ist 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 und die Spektralanalyse auf diesem Gebiete gebracht haben.

Nach den Ergebnissen dieser beiden neueren Zweige der Astrophysik dürfte zweifellos eine Einteilung der Nebel nach ihrer physischen Beschaffenheit vor der nach ihrem äußeren Aussehen den Vorzug verdienen. Man teilt die Nebel daher jetzt in folgende drei Hauptklassen ein:

1. Nebel, die ein Gasspektrum zeigen, also selbstleuchtende Gasmassen sind.

*) 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.

2. Nebel, welche wie die Sterne ein kontinuierliches Spektrum mit Absorptionslinien zeigen (Spiralnebel).

3. Nebel, welche gleichfalls ein kontinuierliches Spektrum mit Absorptionslinien zeigen, aber nicht selbstleuchtende Massen sind, sondern nur das Licht benachbarter Sterne reflektieren (Plejadennebel, Nebel um die Nova Persei 1901).

Die erste Klasse teilt man wieder in 3 Unterabteilungen. Die erste enthält die Nebel, welche ein reines Gasspektrum ohne kontinuierlichen Untergrund zeigen (Orionnebel und einige planetarische Nebel); die zweite die Nebel mit Gasspektrum und kontinuierlichem Spektrum von mehr oder minder großer Intensität (die meisten planetarischen Nebel und die Nebelsterne). Von der dritten Unterabteilung kennt man bisher nur zwei Objekte, die Nebel N.G.C. 650/1 und 1068, welche ein Gasspektrum besitzen, dem äußeren Ansehen nach aber zu der Klasse 2, den Spiralnebeln, gehören. Es könnte zunächst überflüssig erscheinen, für diese zwei Objekte eine besondere Abteilung einzuführen, aber sie sind von großer Bedeutung. Sie stellen nämlich einen Übergang von der ersten Hauptklasse zu der zweiten, den eigentlichen Spiralnebeln dar, welche ihrerseits vielleicht zu den Sternhaufen hinüberführen.

Wir wollen uns im Anschluß an diese Einteilung zunächst etwas genauer mit den Spektren der Nebel beschäftigen. Als man zum ersten Male das Spektroskop zur Untersuchung einiger heller Nebel anwendete, bemerkte man sofort, daß zwischen den Spektren der Nebel und denen der Sterne ein fundamentaler Unterschied besteht. Während nämlich die Sterne ein kontinuierliches, durch Absorptionslinien unterbrochenes Spektrum geben, bestand das der Nebel im wesentlichen aus drei einzelnen Linien mit den Wellenlängen λ 5007, 4959, 4861, von denen man die dritte bald als dem Wasserstoff angehörend erkannte ($H\beta$). Die beiden anderen, welche man »Nebellinien« benannte, ließen sich dagegen nicht identifizieren, und man kennt ihren Ursprung auch heute noch nicht. Bei der Untersuchung verschiedener Nebel erkannte man bald, daß die zwei Nebellinien offenbar ein und demselben Element angehören müssen, da sie in allen Nebeln dasselbe Intensitätsverhältnis aufweisen, während die Intensität der Wasserstofflinie $H\beta$ in Vergleich zu den Nebellinien von einem Nebel zum andern oft beträchtlich variiert. Spektralphotometrische Messungen von Wilsing und Scheiner bestätigten später in der Tat, daß die Linie λ 4959 in allen Nebeln nur den vierten Teil der Helligkeit der Linie λ 5007 hat, während $H\beta$ bald heller, bald schwächer als die beiden anderen Linien ist. Bei weiteren Untersuchungen bemerkte man, daß das Intensitätsverhältnis der Nebellinien zu $H\beta$ nicht einmal in ein und demselben Nebel

konstant ist, sondern daß es z. B. im Orionnebel Stellen gibt, wo die Nebellinien heller als die Wasserstofflinien sind und umgekehrt.

Mitchell auf dem Yerkes-Observatorium hat das Verhalten dieser Linien und der Linie λ 3727, welche gleichfalls für die Gasnebel charakteristisch ist, beim Orionnebel genauer studiert und ist zu interessanten Resultaten gekommen. Photographiert man nämlich das Spektrum eines Nebels, 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 nun 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 hellste Stelle des Nebels, die sogenannte 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 waren. 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.

Ähnliche Verhältnisse fand M. Wolf bei dem Ringnebel in der Leier (N. G. C. 6720).

Photographische Aufnahmen mit sehr großen Expositionszeiten haben später noch weitere, in den Nebelspektren vorkommende helle Linien auffinden lassen, und man kennt jetzt bereits über 70 Linien, von denen man aber nur die des Wasserstoffs (die eine Linie der Hauptserie und sämtliche Linien der ersten Nebenserie) und die des Heliums identifizieren kann, während die anderen einem oder mehreren uns unbekanntem Elementen angehören, welche man unter dem Namen »Nebulium« (hier abgekürzt mit Nu bezeichnet) zusammenfaßt. In der folgenden Tabelle sind die hauptsächlichsten dieser letzteren nach den Messungen von W. H. Wright und M. Wolf zusammengestellt. Die Wellenlängen, welche man sicherer kennt, sind mit mehr Stellen gegeben, als die nur unsicher bestimmten. Die Intensitäten sind diejenigen, welche M. Wolf in den Nebeln N. G. C. 6543 und 6572 fand.

λ	J	λ	J	λ	J
3370	?	4068.8	3	4685.73	2
3450	?	4190.6	2	4740.0	?
3639.3	2	4266.8	2	4959.05	5
3652.2	2	4353.3	?	5006.89	6
3726.4	5	4363.37	4	6301	?
3729.0	5	4430.3	2	6548	?
3868.88	5	4488.5	2	6583	?
3967.65	?	4641.8	2		

Aus diesen Ergebnissen folgt, daß die Nebel als Gasmassen aufzufassen sind, die sich im Zustande sehr großer Verdünnung und vielleicht auch sehr niedriger Temperatur befinden. Daß trotz solcher niedriger Temperatur ein Leuchten der Gase stattfinden kann, haben physikalische Versuche unzweideutig gezeigt, wenngleich hierbei die Aufklärung noch mancher unklarer und dunkler Punkte der Zukunft überlassen bleiben muß. So kann man bis jetzt im Laboratorium Gase nur durch elektrische Erregung zum Leuchten bringen.

Spektra, wie wir sie soeben beschrieben haben, besitzen zunächst die großen unregelmäßigen Milchstraßennebel, wie die beiden Cirrusnebel im Schwan (N.G.C. 6960 und 6992), der Nebel südlich von ζ Orionis (N.G.C. 2023), der Amerikanenebel, der Trifidnebel, der Orionnebel. M. Wolf konnte in den 4 ersten deutlich die helleren Linien des Wasserstoffs und die Linie λ 3727 nachweisen. Ferner besitzen nach den Beobachtungen von Gothard, Campbell, Keeler, M. Wolf, Palmer und Fath folgende planetarische Nebel das typische Nebelspektrum.

N. G. C.	Elemente	Kontinuierliches Spektrum
6210	H, Nu	sichtbar
6439	H, Nu	nicht sichtbar
6537	H, Nu	nicht sichtbar
6543	H, He, Nu	sehr stark sichtbar
6567	H, Nu	sichtbar
6572	H, He, Nu	stark sichtbar
6720	H, He, Nu	nicht sichtbar
6741	H, Nu	schwach sichtbar
6790	H, Nu	sichtbar
6803	H, Nu	schwach sichtbar
6807	H, Nu	nicht sichtbar
6818	H, Nu	sehr stark sichtbar
6826	H, Nu	sehr stark sichtbar
6833	H, Nu	schwach sichtbar
6881	H, Nu	sichtbar

N. G. C.	Elemente	Kontinuierliches Spektrum
6884	H, Nu	sichtbar
6886	H, Nu	nicht sichtbar
6891	H, Nu	stark sichtbar
7009	H, Nu	sichtbar
7027	H, He, Nu	sehr stark sichtbar
7662	H, He, Nu	sichtbar

Die beiden Nebel N.G.C. 6905 und 7354 senden nur monochromatisches Licht der Wellenlänge λ 3727 aus.

Das kontinuierliche Spektrum der planetarischen Nebel zeigt auf den Aufnahmen verschiedener Beobachter eine andere Intensitätsverteilung, als bei den Sternen; es besitzt nämlich ein Intensitätsminimum zwischen $H\gamma$ und $H\delta$. Wir wissen noch nicht, wodurch das kontinuierliche Spektrum in diesen Nebeln erzeugt wird, und noch viel weniger, warum es diese abweichende Intensitätsverteilung hat. Möglicherweise rührt es von stärker kondensierten Teilen her; so zeigt z. B. das Spektrum des Sternchens im Leiernebel gleichfalls ein rein kontinuierliches Spektrum. Aus Laboratoriumsversuchen weiß man auch, daß Gase, besonders Wasserstoff, unter einem Druck von nur wenigen Atmosphären schon ein kontinuierliches Spektrum geben.

Außer den angeführten Nebeln besitzen noch die Hüllen der Nebelsterne das typische Nebelspektrum, während die Kerne ein gewöhnliches Sternspektrum geben, so z. B. ι Orionis das der Heliumsterne. Man hat in dem Spektrum dieser Sterne bisher keine Absorptionslinien gefunden, welche den Nebellinien entsprechen, doch ist zu erwähnen, daß unsere Kenntnisse von den Nebelsternen und ihren Spektren noch gänzlich ungenügend sind.

Auch die beiden schon oben erwähnten Spiralnebel N.G.C. 650/1 und 1068 zeigen das Nebelspektrum, der erstere außerdem noch ein kontinuierliches, der zweite ein Absorptionsspektrum, dessen Linien sich aber bisher infolge der kleinen Dimensionen der Spektrogramme nicht identifizieren ließen.

Das Spektrum der übrigen Spiralnebel weicht von dem der Nebel der ersten Klasse vollständig ab; es ähnelt nämlich durchaus dem von Sternen der späteren Spektralklassen. Freilich sind unsere Kenntnisse auch jetzt noch sehr mangelhaft, da man wegen der geringen Helligkeit der Spiralnebel mit alleiniger Ausnahme des Andromedanebels nur die Spektren der hellsten Stellen dieser Nebel unter Anwendung sehr kleiner Dispersion hat photographieren können. In der folgenden Tabelle sind die von Fath



Fig. 217. Orionnebel nach einer Aufnahme am großen Refraktor
des Potsdamer Observatoriums.

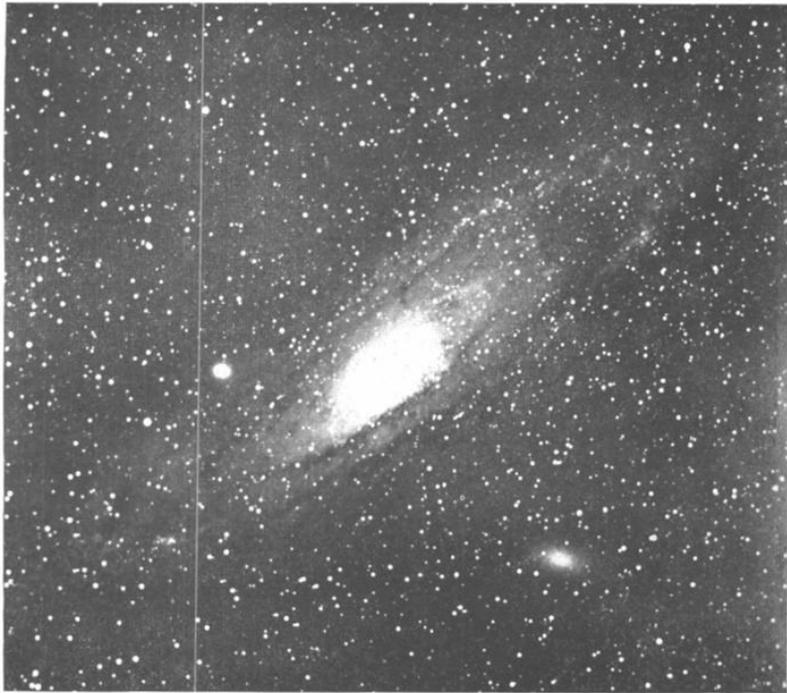


Fig. 218. Andromedanebel
nach einer Aufnahme von J. Roberts.

und M. Wolf untersuchten Spiralnebel, sowie das Resultat dieser Untersuchung gegeben. Im Andromedanebel (N.G.C. 224), dessen Spektrum schon früher durch Huggins und Scheiner untersucht worden war, sowie in N.G.C. 4826 und 5194 (Jagdhundnebel) glaubt M. Wolf die hellen Linien oder Bänder der Wolf-Rayet-Sterne schwach angedeutet zu erkennen, in N.G.C. 4736 scheint bei λ 4060 ein helles Band zu sein. Fath konnte aber in seinen Aufnahmen die hellen Linien der Wolf-Rayet-Sterne nicht finden; die Beobachtungen von M. Wolf bedürfen daher noch der Bestätigung.

N. G. C.	Spektralklasse
224	G — K
1023	G
3031	K
4449	G
4594	G
4725	G
4736	G
4826	G
5194	K
7331	G?

Das Spektrum der Nebel der dritten Hauptklasse gleicht dem der Sterne, deren Licht die kosmischen Staub- oder Gasmassen reflektieren, aus denen diese Nebel bestehen. Es gelang Slipher vom Lowellobservatorium, den Nachweis zu führen, daß die Plejadennebel das Absorptionsspektrum der Plejadensterne zeigen, also in reflektiertem Lichte leuchten.

Statt eine Beschreibung aller Arten der so verschieden gestalteten Nebel zu geben, ist es besser, für jede Gattung ein besonders charakteristisches Individuum herauszugreifen, dieses näher zu beschreiben, und wo nötig, allgemeine Betrachtungen anzuschließen. Wir beginnen mit dem mächtigen Orionnebel (Fig. 217), 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 der Nebel von zahlreichen Beobachtern, Messier, den beiden Herschel, Struve, Liapunoff, W. C. und G. P. Bond, Rosse, Secchi, W. H. Pickering, Scheiner u. a. studiert und vermessen worden; die detailreichste Darstellung nach Beobachtungen mit

dem Teleskop rührt von Lord Rosse her, 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 kleinerer Instrumente sind 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 auch 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 durchziehen, 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. Dieser Teil bildet eine völlig chaotische Masse, in welcher irgendwelche regelmäßige Struktur fehlt. Die äußeren Teile des schönen Nebels lassen sich besser auf Aufnahmen studieren, die mit guten Spiegelteleskopen erhalten worden sind; diese weisen nämlich beträchtlich mehr Einzelheiten auf, als obiges Bild, auch dehnt sich auf ihnen die Nebelmasse viel weiter aus.

Von den großen unregelmäßig gestalteten Nebeln wollen wir weiter den sogenannten »Dumbbell«-Nebel im Fuchs (N.G.C. 6853) anführen. 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 aber nur ein ungefähres Bild des Nebels. Die Photographie läßt ein ungleich reicheres Detail erkennen, auch zeigt sie den Nebel in viel weniger regelmäßiger Gestalt, die sich, ohne daß man eine Abbildung vor sich hat, nur schwer beschreiben läßt.

Als ein weiteres Beispiel der wunderbaren in der Nebelwelt vorkommenden Formen geben wir noch die Abbildung (Fig. 219) des Trifid-Nebels (N.G.C. 6514) im Schützen, sowie die (Fig. 220) des einen (N.G.C. 6992) der Cirruswolken gleichenden Nebel im Schwan nach Aufnahmen des Lickobservatoriums.

Daß der Orionnebel und ähnliche Gebilde von Sternleeren begleitet werden, ist bereits früher besprochen worden (s. S. 656 f.).

Der Übergang von diesen großen, unregelmäßigen Nebeln zu den



Fig. 219. Trifid-Nebel.

Nach Aufnahmen mit dem Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte.

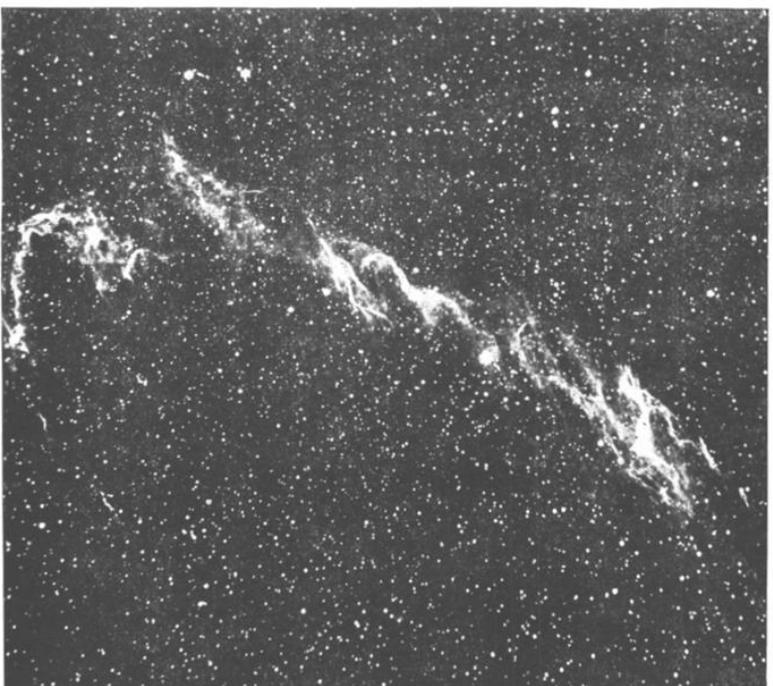


Fig. 220. Nebel im Schwan.

sehr ausgedehnten Stellen des Himmels, die wie mit milchigem Nebel überzogen sind, findet vollkommen allmählich statt. Man schrieb diesen Nebeln eine besonders wichtige Rolle in der Entwicklung des Universums zu. Sie sollten nämlich die in der Entwicklung am wenigsten vorgeschrittene Materie darstellen, und W. Herschel sah in ihnen gewissermaßen das Rohmaterial, aus welchem sich Sonnen und Systeme von Sonnen bilden. Es sei nur kurz bemerkt, daß diese Ansicht jetzt nicht mehr allgemein geteilt wird.

Alle bisher erwähnten Nebel gehören zur ersten Klasse, zeigen also ein Gasspektrum. Gleichfalls in diese Klasse gehören die planetarischen Nebel, die für kleinere Fernrohre meist sehr regelmäßige und fast gleichmäßig, in der Regel bläulichgrün leuchtende, kleine Scheibchen von mitunter nur wenigen Sekunden Durchmesser sind und bei schwachen Vergrößerungen ganz wie Sterne erscheinen*). Die merkwürdigsten, meist der Milchstraße nahestehenden, 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 nicht immer 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 in vielen Fällen die Existenz von Kernen ergeben, die optisch nicht oder nur äußerst schwierig zu erkennen sind. Die Zahl der bekannten planetarischen Nebel ist bereits groß; Pickering führt in seinen Listen zurzeit etwa 150 an, und da immer wieder neue gefunden werden, dürften sie viel häufiger vorhanden sein, als man früher annahm. Besonders auf den Aufnahmen mit Objektivprismen, welche Pickering machen läßt, sind diese Nebel durch ihr charakteristisches Linienspektrum leicht zu erkennen und aufzufinden.

Zu den planetarischen Nebeln sind auch die Ringnebel zu rechnen, als deren Vertreter der Ringnebel in der Leier, etwa in der Mitte zwischen den Sternen β und γ Lyrae, anzusehen ist. In kleinen Fernrohren sieht er wie ein 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. Schon Huggins und

*) Einen der hellsten, aber kleinsten, von nur 4" Durchmesser, hat 1879 Webb im Schwan gefunden (N.G.C. 7027); er kommt in der Bonner Durchmusterung als Stern 8.5^{ter} Größe vor.

Vogel haben erkannt, daß er das Spektrum eines Gasnebels aufweist. Fig. 221 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 meist viel zu regelmäßig und symmetrisch

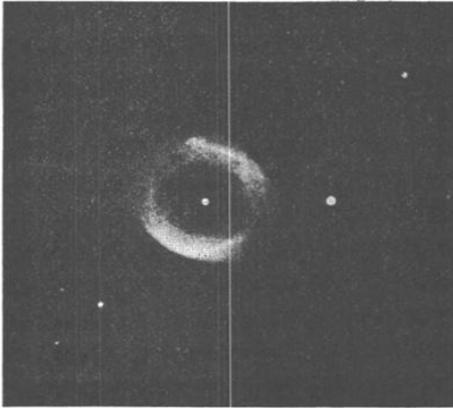


Fig. 221. Ringnebel in der Leier.

angegeben worden ist. Nach der Photographie ist die äußere Begrenzung mehr oval als elliptisch; das spitzere Ende liegt in nordöstlicher Richtung. Die Struktur des Ringes ist sehr kompliziert; man hat den Eindruck, als ob er aus einer Anzahl schmaler, 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 sehr großen 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 ist, wie bereits erwähnt, kontinuierlich ohne Absorptionslinien, so daß er als Nebelkondensation zu betrachten ist.

Spiralnebel sind schon von älteren Beobachtern, besonders von Lord Rosse, sehr häufig gefunden worden. Sie gehören zweifellos zu den am häufigsten vorkommenden Nebeln. So gab Keeler an, daß die meisten mit dem Crossleyreflektor aufgenommenen Nebelflecke Spiralnebel seien, indem sehr oft bekannte Nebel auf den Aufnahmen eine vorher nicht gesehene spiralförmige Struktur zeigen. Ferner sind nach Keeler fast alle neu gefundenen Nebel Spiralnebel, so daß diese Form als die normale für isoliert stehende Nebelmassen anzusehen ist. Nicht immer ist freilich die Spiralförmigkeit ohne weiteres zu erkennen. Sehen wir nämlich von der Kante aus auf ein solches spiralförmiges Gebilde, so erscheint es uns als langgestrecktes Oval oder gar als spindelförmiger Körper. Bildet die Sehrichtung dagegen einen größeren Winkel mit der Ebene dieser stets sehr flachen Nebel, so treten die Spiralen deutlicher hervor. Man hat alle Stadien zwischen diesen beiden Formen unter dieser Gattung von Nebeln gefunden. Eine besondere Eigentümlichkeit der Spiralnebel ist es, daß von dem Kerne des Nebels aus meist zwei einander gegenüberliegende Arme in Spiralförmigkeit ausgehen,

welche bis zu ihrem Verschwinden getrennt bleiben. In dem Kern und den Spiralen selbst finden sich vielfach Nebelknoten, d. h. Kondensationen von sternähnlichem Charakter (s. Fig. 225). Sie sind häufig noch an den äußersten Enden der Arme sichtbar, wo keine Nebelmaterie mehr ist.

In dem Nebel N.G.C. 598 zeigen Aufnahmen von Ritchey 2400 solche sternähnliche Kondensationen, darunter 20 Gruppen von je 10—60 Einzelobjekten. Der Nebel ist meist in der Mitte am hellsten und wird in den Spirallästen allmählich schwächer.

Von der Pahlen hat die Spiralen von N.G.C. 598, 628, 5194 auf Grund der vorhandenen Photographien untersucht und gefunden, daß sie ein einfaches geometrisches Bildungsgesetz aufweisen; es werden nämlich diese Nebel ziemlich genau durch logarithmische Spiralen dargestellt. Von einem

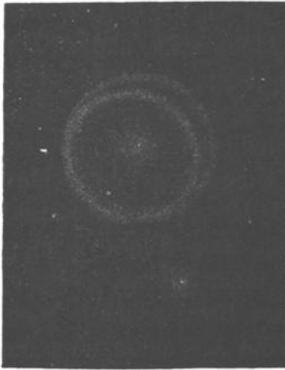


Fig. 222. Spiralnebel in den Jagdhunden nach J. Herschel.

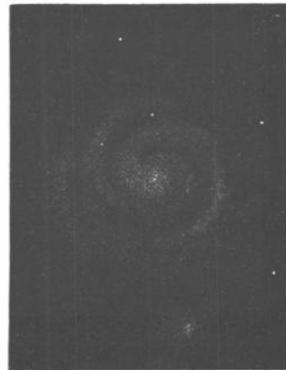


Fig. 223. Spiralnebel in den Jagdhunden nach H. C. Vogel.

allgemeinen, für alle Nebel gültigen Gesetze kann aber nicht die Rede sein, da die einzelnen Nebel vielfach sofort erkennbare Unregelmäßigkeiten besitzen. So sind in vielen Fällen Knicke und Spitzen in den Windungen bemerkbar, stellenweise sogar Unstetigkeiten, indem einzelne Kurvenstücke gleichsam abgetrennt und aus ihrer ursprünglichen Lage verschoben erscheinen.

Das typische und das prächtigste Beispiel eines Spiralnebels bietet der Nebel in den Jagdhunden, etwa 4° südwestlich von dem äußersten Schwanzstern (η) des Großen Bären. Verschiedene Darstellungen dieses Nebels sind in den Figuren 222 bis 225 gegeben, von denen die erste den genannten Nebel zeigt, wie ihn J. Herschel mit seinem 20füßigen Teleskop von 46 cm Öffnung, Fig. 223, wie ihn Vogel mit dem Leipziger Refraktor von 20 cm, Fig. 224 dagegen, wie ihn Rosse mit seinem 54-

füßigen Teleskop von 183 cm Öffnung sah. Fig. 225 endlich ist die Wiedergabe einer photographischen Aufnahme des Nebels mit dem Crossleyreflektor des Lickobservatoriums. Diese Aufnahme, die unendlich viel mehr Detail als die früheren Zeichnungen aufweist, lehrt besser als alle Worte die



Fig. 224. Spiralnebel in den Jagdhunden nach Rosse.

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.

Der große Andromedanebel (Fig. 218) 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 selten 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, den Lick-Astronomen und Ritchey, zeigen, daß die Lichtabnahme des Nebels nach den Rändern hin keineswegs gleichförmig 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 sieht man dagegen, daß nicht getrennte, konzentrische Ringe vorhanden sind, sondern daß der Nebel ein mächtiger Spiralnebel ist, ähnlich dem in den Jagdhunden, nur mit dem Unterschiede, daß man fast gegen die Kante des Systems blickt. Eine Auflösung dieses Nebels in Sterne ist auch in den stärksten Teleskopen bisher noch nicht gelungen, und selbst die unübertroffenen, von Ritchey hergestellten Photographien lassen keine solche erkennen. Über die im Jahre 1885 in der Nähe der Mitte erschienene Nova ist

*) Die Araber des Mittelalters kannten ihn jedenfalls auch schon.

bereits berichtet worden. Die Streitfrage, ob diese Nova in physischem Zusammenhange mit dem Nebel stand oder nicht, ist nicht entschieden worden.

Die Spiralnebel gehören, mit Ausnahme der zwei schon früher erwähnten, der zweiten Nebelklasse an.

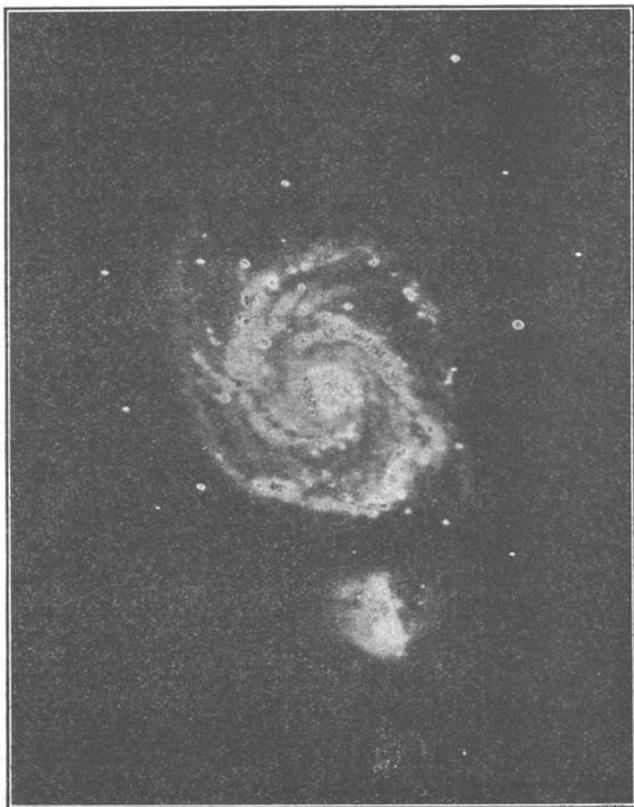


Fig. 225. Spiralnebel in den Jagdhunden (Photogr. Aufnahme).

Die Nebelsterne sind einfache oder mehrfache Sterne, 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. Größe ε Orionis steht in einer sehr ausgedehnten Nebelatmosphäre. Das Spektroskop zeigt, daß die Nebelsterne vielfach ein doppeltes Spektrum haben: das bekannte Gasspektrum der Nebel mit den hellen Linien und ein vom Kern ausgehendes konti-

nuierliches Spektrum, welches manchmal auch Absorptionslinien besitzt und dem Spektrum von Sternen gleicht. Herschel und die älteren Nebelbeobachter sahen die Nebelsterne als eine besondere Klasse von Objekten an. Es hat sich aber gezeigt, daß manche Nebelsterne zweifellos planetarische Nebel mit besonders kräftig ausgeprägtem Kern sind (z. B. N. G. C. 1514), während andere, wie die beiden oben erwähnten, nichts weiter als dichte Stellen weit ausgedehnter unregelmäßiger Nebel sind, in welchen Sterne stehen. So konnte W. H. Pickering zeigen, daß ι und ε Orionis sich in den großen schwachen Nebeln, welche das ganze Sternbild des Orion durchziehen, befinden. Es erscheint daher zurzeit nicht nötig, die Nebelsterne in eine besondere Klasse zu vereinigen, vielmehr wird man sie, soweit sie nicht planetarische Nebel sind, nur als besonders auffällige Kondensationen der großen unregelmäßigen Nebel betrachten. Es muß aber hervorgehoben werden, daß unsere Kenntnisse über die Nebelsterne überhaupt noch so dürftig sind, daß man sich eine auch nur einigermaßen sichere Anschauung über die Natur dieser Objekte nicht bilden kann.

Ganz ähnlich verhält es sich mit den doppelten und mehrfachen Nebeln, welche scheinbar ein Analogon zu den doppelten und mehrfachen Sternen bilden. 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. Nach den Photographien sind aber die meisten dieser »vielfachen« Nebel nichts weiter als stärkere Kondensationen in einem großen Nebelgebilde, so daß man diese Objekte nicht mit vielfachen Sternen vergleichen kann.

Noch mehr Dunkel herrscht über die veränderlichen Nebel. Vollkommen verbürgt scheinen hier nur zwei Fälle zu sein. Im Oktober 1852 entdeckte Hind im Stier nahe dem variablen Stern T 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 ebensowenig konnten ihn im Januar 1862 Leverrier, Chacornac und Secchi finden; dagegen wurde er wieder Ende März 1862 in Pulkowa, wiewgleich 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 Ende 1899 hat ihn Keeler 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 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, ebenso d'Arrest 1863. 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 ebenfalls schwer mit der Annahme der Unveränderlichkeit vereinigen. Wie man sich aber eine solche Veränderlichkeit erklären soll, das ist zurzeit noch gar nicht zu sagen. Wir sahen ja allerdings bei der Besprechung der Nova Persei, daß dunkle kosmische Wolken, wenn sie von dem Lichte eines aufleuchtenden 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 das Beobachtungsmaterial noch viel zu spärlich, als daß man schon jetzt nach einer Erklärung der veränderlichen Nebel suchen könnte.

Da die Nebel meist schwache und obendrein vielfach sehr unregelmäßig und unbestimmt gestaltete Gebilde sind, ist die Bestimmung ihrer Lage am Himmel eine schwierige und auch undankbare Aufgabe. Es kann nämlich 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.

Da also die Positionsbestimmung für die meisten Nebel unsicher ist und diejenigen, welche sich etwas genauer beobachten lassen, erst seit viel zu kurzer Zeit mit der erreichbaren Schärfe gemessen worden sind, so sind bis jetzt Eigenbewegungen dieser Gebilde mit Sicherheit nicht bekannt. Man würde daher über den Bewegungszustand der Nebel völlig in Unkenntnis sein, 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 (zum Teil auf spektrographischem Wege) auf dem Observatorium zu Potsdam, besonders von Wilsing und Scheiner, 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 in dieser Hinsicht wenigstens keine besondere Stellung im Sternsystem zukommt. (Vergleiche aber S. 581.)

Bezeichnung	Geschw. rel. zur Sonne	Bezeichnung	Geschw. rel. zur Sonne
N.G.C. 1535	— 10 km	N.G.C. 6818	— 17 km
N.G.C. 3242	+ 6 »	N.G.C. 6826	— 5 »
N.G.C. 6210	— 34 »	N.G.C. 6891	+ 41 »
N.G.C. 6309	— 51 »	N.G.C. 7009	— 50 »
N.G.C. 6543	— 66 »	N.G.C. 7027	+ 5 »
N.G.C. 6572	— 11 »	N.G.C. 7662	— 7 »
N.G.C. 6790	+ 48 »	Orionnebel	+ 17 »

Die spektrographischen Untersuchungen haben auch noch einige andere, für die inneren mechanischen Zustände interessante Ergebnisse gebracht; so konnten Vogel und Eberhard nachweisen, daß in den verschiedenen Teilen des Orionnebels die Radialgeschwindigkeit nicht genau die gleiche ist, und auch in einigen planetarischen Nebeln scheinen sich nach Hartmann Andeutungen von rotatorischen Bewegungen zu ergeben. Es würde aus diesen Beobachtungen folgen, daß die Nebel sowohl ihre Gestalt, als auch ihre Lage ändern; aber diese Änderungen sind so gering, daß das Bild der 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.

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 mit Sicherheit ausführbar sind. Nur an einigen wenigen, regelmäßig gestalteten Nebeln hat

man dies versucht. So hat Wilsing den sehr kleinen und symmetrisch geformten Nebel N. G. C. 7662 und den von Webb entdeckten N. G. C. 7027 auf Parallaxe hin untersucht, indessen eine solche nicht nachweisen können. Newkirk hat dagegen für die Parallaxe des Zentralsternes im Ringnebel in der Leier den Betrag von $0''.07$ gefunden. Dieser Wert bedarf aber ebenso noch der Bestätigung, wie die von Brünnow, Bredichin, Bohlin und Strömberg berechneten Parallaxen einiger anderer Nebel, z. B. des Andromedanebels.

Die sich jedem sofort aufdrängende und häufig behandelte Frage, ob die Nebel unserem Sternsystem angehören, läßt sich somit aus dem vorliegenden Material direkter Messungen nicht beantworten. Kapteyn hat daher versucht, die mittlere absolute Parallaxe der Gasnebel aus den wenigen, einigermaßen zuverlässig erscheinenden Eigenbewegungen abzuschätzen. Er ist dabei zu einem Werte von $0''.005$ gekommen, der der absoluten Parallaxe der Sterne 10. Größe gleich ist. Die Nebel würden sich also auch hiernach innerhalb unseres Sternsystems befinden, und diese Ansicht hat noch aus anderen Beobachtungsergebnissen immer mehr an Wahrscheinlichkeit gewonnen. Durch die Photographie sind nämlich nicht wenige Nebel aufgefunden worden, deren physische Verbindung mit darin befindlichen Sternen auf den ersten Blick klar ist. Hierher gehören die Nebel in den Plejaden, welche das Licht der in ihrer Nähe befindlichen Sterne reflektieren, und der Orionnebel. Die Sterne, welche wir in diesem und neben ihm sehen, besitzen nämlich nicht nur ein ähnlich zusammengesetztes Spektrum, sondern auch eine fast ganz gleiche Radialgeschwindigkeit.

Die Verteilung der Nebel am Himmel zeigt stark ausgeprägte Unterschiede für die Nebel der beiden ersten Klassen. Die großen Nebel der ersten Klasse kommen nur in der Milchstraße selbst und an ihren Rändern sowie in den Magellanschen Wolken vor. Ihre Verteilung in der Milchstraße ist aber ungleichmäßig. Auch die zur ersten Klasse gehörenden planetarischen Nebel bevorzugen die Milchstraße in deutlichster Weise, scheinen dagegen in den Magellanschen Wolken selten zu sein. In der Milchstraße befindet sich zwischen AR 18^h und 19^h eine besondere Anhäufung dieser Gebilde.

Eine völlig andere Verteilung zeigen dagegen die Nebel der zweiten Klasse, die Spiralnebel. Sie meiden im allgemeinen die Milchstraße, sind vielmehr über den ganzen Himmel verstreut und zwar nicht einmal symmetrisch zur Milchstraße. Eine auffallend starke Anhäufung der Spiralnebel befindet sich am Nordpol der Milchstraße in dem Sternbilde Coma Berenices, wo M. Wolf auf einem kleinen Areal 450 dieser Objekte auffand.

Es besteht somit zweifellos eine Beziehung zwischen der physischen

Beschaffenheit der Nebel und ihrer Verteilung am Himmel, deren Ursache uns aber noch ganz unbekannt ist.

Die großen Fortschritte in der photographischen Untersuchung der Gestalten der ausgedehnten Nebelflecke verdankt man zunächst Barnard, der zuerst die Anwendung gewöhnlicher photographischer Objektive mit großem Gesichtsfelde zu diesem Zwecke einführte. Ihm folgte M. Wolf nach, der auf diesem Wege viele und sehr wertvolle Resultate erzielt hat. Das photographische Studium kleinerer Nebel mit Spiegelteleskopen ist besonders von Roberts, Keeler, Ritchey und den Astronomen des Lick-observatoriums gefördert worden. Die Aufnahmen von Keeler sind unter dem Titel »Photographs of Nebulae and Clusters made with the Crossley Reflector by J. E. Keeler« veröffentlicht worden. Auch die Harvardsternwarte hat durch die Aufsuchung 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 schwierig auszuführenden Aufnahmen mit den kleinen photographischen Objektiven des Handels eine Menge interessanter und wertvoller Beiträge zu liefern imstande sind.

Im Anhange findet sich, außer den in diesem Abschnitte beschriebenen, noch eine Anzahl heller und 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 ver-

meiden 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 die 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 ist als die der scheinbaren, so daß ein auf die letzteren gegründetes Urteil immerhin besser ist, als gar keins.

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; selbst Kopernikus war noch 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 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 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 sich die letztere nahe dem Mittelpunkte einer verhältnismäßig leeren Region 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. Nun wird freilich bei nahe zusammenstehenden Sternen der gegenseitige Abstand wahrscheinlich kleiner sein als ihre Entfernung von der Sonne; aber Anhäufungen von Sternen 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. 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 zum Teil bis auf den heutigen Tag beibehalten worden ist. Er wußte, daß die das Himmelsgewölbe umspannende Milchstraße durch das vereinigte 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 dünnen, flachen Schicht befinden, deren Mittelpunkte unsere Sonne ziem-

lich nahe ist. Wir betrachten diese Art linsenförmiger Schicht längs der Schneide, d. h. also in der Richtung der Milchstraße, und sehen daher in dieser Richtung eine ungeheure Anzahl von Sternen, während in der senkrechten Richtung (nach den Polen der Milchstraße) nur wenige sichtbar sind*).

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.

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. Diese Mutmaßung Kants ist vollauf bestätigt worden, aber die Bewegungen sind (vgl. S. 559) nicht der Art, wie er sie sich dachte.

Die Kantsche Theorie nimmt an, das eben beschriebene System umfasse die ungeheure Masse der Sterne in der Milchstraße mit Einschluß

*) Die erste Anregung zu seiner Theorie, die er in der »Allgemeinen Naturgeschichte und Theorie des Himmels« (Königsberg 1755, s. auch Ostwalds Klassiker 12 herausg. v. A. J. v. Oettingen) 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 einer Grundebene hingewiesen zu haben scheint.

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 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 die Sonne kreist. Jeder einzelne Stern, den wir sehen, ist eine Sonne und hat sein Gefolge von Planeten, die sich um ihn bewegen, so daß es ebensoviele 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 dunkel sein müßte. 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.

2. Untersuchungen Herschels und seiner Nachfolger.

W. Herschel war der erste, der den Bau des Sternsystems durch eine ange Reihe zielbewußter Beobachtungen zu erforschen suchte. Seine Methode

war die der »*Sterneichungen*« (*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 irgendeinem solchen Gesichtsfelde 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 erstreckte.

Alle mit seinem Teleskop sichtbare 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 geben, welche für sechs Zonen die durchschnittliche Anzahl der Sterne in einem Gesichtsfelde des Teleskops angibt.

I. Zone: 90°—75°	von der Milchstraße	4	Sterne pro Feld
II. Zone: 75°—60°	» » »	5	» » »
III. Zone: 60°—45°	» » »	8	» » »
IV. Zone: 45°—30°	» » »	14	» » »
V. Zone: 30°—15°	» » »	24	» » »
VI. Zone: 15°— 0°	» » »	53	» » »

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. 226). Diese Spalte sollte der Teilung der Milchstraße entsprechen, die im Sternbilde des Schwans anfängt und, durch den Adler, die Schlange, den Skorpion hindurchgehend, bis weit in die südliche Hemisphäre reicht. Eine Schätzung

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 mußten. 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, die mit unserem Sternsystem, welches sich aus gehöriger Entfernung als Sternhaufen darstellen würde, in keinem Zusammenhange ständen.

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 mehr, über ihren relativen Abstand und die Entfernung, bis

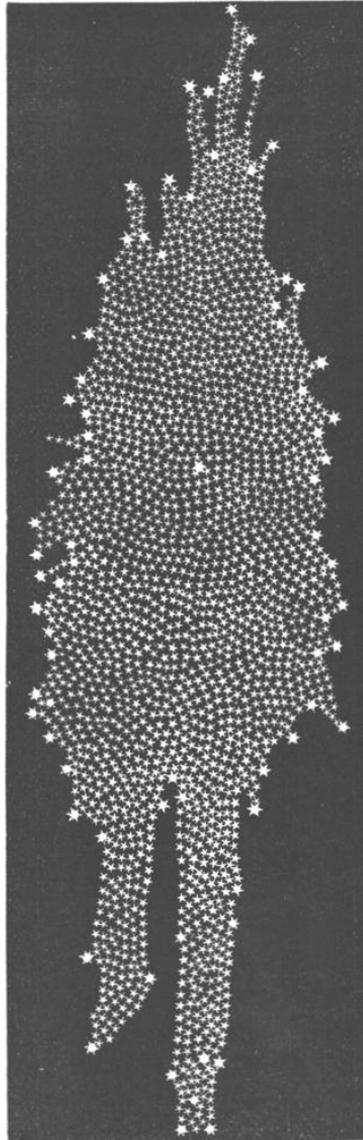


Fig. 226. Anordnung des Sternsystems nach W. Herschel.

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 Leuchtkraft, so daß die Unterschiede ihrer scheinbaren Helligkeit nur der größeren oder geringeren Entfernung von uns zuzuschreiben wären, so würde diese Methode die Bestimmung der Entfernung jedes einzelnen Sternes ermög-

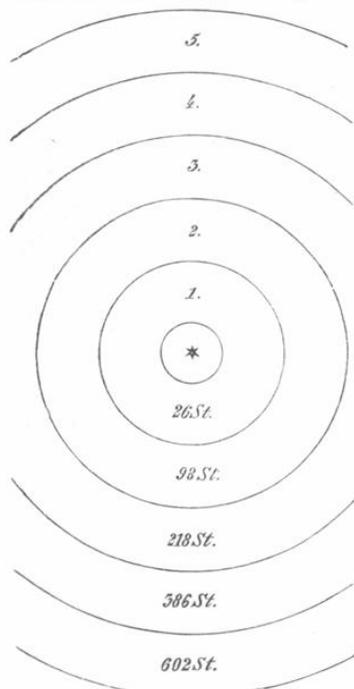


Fig. 227.

lichen. Wir wissen aber, daß dies durchaus nicht der Fall ist, und können deshalb diese Methode auch nicht auf 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 Stern 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 Weltraumes, 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 zu enthalten; die zweite wird 125 mal die Einheitssphäre enthalten und

daher 125 Sterne zählen, und so bei den folgenden Sphären weiter. Fig. 227 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. Die 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		

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 seinigigen ganz verschiedenen Skala der Entfernungen entsprechen. Während nach seiner Skala die verschiedenen Entfernungen nach arithmetischer Progression zunahmen, 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 900 mal so weit 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 Beobachter, dem weiter in die Geheimnisse der Schöpfung einzudringen vergönnt war als einem anderen Forscher vor ihm, scheint seine Arbeit abgeschlossen zu haben, ohne über die Grenzen des Sternsystems irgendwelche 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 Milch-

straße parallel laufen. In der mittleren Schicht, 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 20 füßigen 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. Daß im allgemeinen eine allmähliche Abnahme stattfindet, ist nicht zu leugnen; aber gegen Struves Versuch, bestimmte Zahlenwerte zu ermitteln, muß der ernstliche Einwand 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 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 20 füßigen Herschelschen Teleskops zu 664 solcher Entfernungen. Aus der wirklichen Zählung der Sterne aber ergab sich dieselbe nur 228 mal 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.

3. Neuere Untersuchungen.

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	Fülle
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) nicht gleichförmig 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.

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 Bonner 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.

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, nachdem er die Größenangaben der Durchmusterungen auf eine gleichmäßige Skala reduziert hat, ihrer Helligkeit nach in 8 Klassen zusammen und erhält für die einzelnen die folgende Zahl der Sterne.

Klasse	Größe	Nördl. Durchm.	Südl. Durchm.
1	1.0 bis 6.5	4120	1265
2	6.6 > 7.0	3887	1276
3	7.1 > 7.5	6054	1828
4	7.6 > 8.0	11168	3516
5	8.1 > 8.5	22898	7601
6	8.6 > 9.0	52852	18633
7	9.1 > 9.5	213973	55565
8	9.6 > 10.0		43896
Summe		314952	133580

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 Helligkeitsklasse 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
5	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
5	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, sind die folgenden:

- 1) Die Anzahl der Sterne bis zur 9. Größe nimmt mit der Sterngröße beträchtlich langsamer 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.

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,

welch letztere sich auf die Sterne bis zur 11.5^{ten} Größe zwischen 0° und +6° 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 30mal bis 40mal 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.

Auf eine Bitte des Herausgebers der dritten Auflage dieses Buches hatte Herr Prof. von Seeliger die Freundlichkeit, seine Methode zur Verwertung der Abzählungsergebnisse sowie seine Ansichten über die Anordnung des Universums auseinanderzusetzen; er hat diese Darlegung für die vorliegende Auflage von neuem durchgesehen und den letzten Ergebnissen seiner Untersuchungen gemäß modifiziert. 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 $n = 9.2$ 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 Sternes umgekehrt wie das Quadrat seiner Entfernung zunimmt, so würde sich die Entfernung eines jeden Sternes 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 Sternes nennen wir 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. Theoretisch ist diese Möglichkeit in der Tat unter gewissen Voraussetzungen gegeben, aber weder diese Voraussetzungen können als mathematisch genau erfüllt angesehen werden, noch lassen sich die Anzahlen A_n so genau ermitteln, als nötig wäre, und namentlich für schwache Sterne von der 12. Größe herab fehlen zurzeit genügend verbürgte Feststellungen. Offenbar würde sich aus einer genügend großen Anzahl von gemessenen Sternparallaxen der Verlauf von $\varphi(i)$ und damit die Dichtigkeit D aus den Zahlen A_n ableiten lassen. Das vorhandene Material an solchen Parallaxen ist aber noch nicht ausreichend, und es ist zweifelhaft, ob in absehbaren Zeiten die nötige Komplettierung herstellbar sein wird. Aber eine Eigenschaft der Funktion $\varphi(i)$ läßt sich schon jetzt mit einiger Sicherheit erkennen, nämlich die, daß Sterne, deren Leuchtkraft größer ist als etwa das Tausendfache der Leuchtkraft unserer Sonne, kaum vorkommen dürften, und daß $\varphi(i)$ in der Nähe so großer Werte von i sich sehr rasch der Null nähert. Diese Eigenschaft der Funktion φ genügt, um den Verlauf der Dichtigkeit D wenigstens in großen Zügen anzugeben. Wenn nämlich die Logarithmen der Zahlen A_n bei so großen Werten von n , wie etwa $n = 10$ oder 11 , proportional mit n anwachsen, so folgt, daß der Logarithmus von D proportional mit dem Logarithmus der Entfernung r von uns abnimmt. Ersteres findet auch in der Tat sehr angenähert statt, und man wird also auch letzteres als angenähert zu-

treffend ansehen dürfen. Durch diese Überlegung ergibt sich eine von anderen Annahmen ziemlich unabhängige Lösung des Problems. Wenn auch natürlich nicht erwartet werden kann, daß ein weiteres Studium keine merkliche Korrektur dieses Dichtigkeitsgesetzes ergeben wird, so war doch zum ersten Male ein neuer Einblick gewonnen, der sich auf gesicherter Grundlage aufbaute. Nimmt man dieses Resultat als feststehend an, wogegen wesentliche Einwendungen sich bis jetzt nicht herausstellten, dann scheint auch die Folgerung zum mindesten angemessen, wenn nicht notwendig zu sein, daß unser Sternsystem ein begrenztes ist. Danach hat man sich dasselbe als einen großen Haufen von vielleicht mehr als hundert Millionen Sternen vorzustellen. Die Dimensionen dieses Systems brauchen keineswegs so ungeheuer groß zu sein, wie man vielfach glaubte, und sie werden im Mittel um 1000 Siriusweiten herum abzuschätzen sein. Die Ausdehnung ist in der Richtung der Milchstraße am größten, und auch die Dichtigkeit der Sternverteilung hat hier im allgemeinen ihren größten Wert. So gelangt man zu Vorstellungen, welche ähnlich denen sind, die schon W. Herschel ausgesprochen hat, dem es aber nicht gelungen war, seine Ansichten näher zu begründen.

»Zu bemerken ist noch, daß diese Vorstellungen durchaus vereinbar sind mit den mittleren Parallaxenwerten der Sterne von bestimmter Helligkeit, die man aus den Eigenbewegungen der Sterne mit mehr oder weniger großer Zuverlässigkeit abgeleitet hat.

»Das Zusammenwirken der beiden Funktionen D und φ hat noch andere Tatsachen zur Folge, die deshalb von Wichtigkeit sind, weil sie einer Prüfung zugänglich sind. Da man kaum bezweifeln wird, daß die absolute Leuchtkraft eines Sternes mit der Beschaffenheit seines Spektrums zusammenhängt, so wird aus der obigen Annahme eines überall gleich verlaufenden φ in Verbindung mit einem D , das sich mit der galaktischen Breite ändert, folgen, daß auch dann, wenn die verschiedenen Spektraltypen überall in gleichem Mischungsverhältnis stehen, keineswegs eine gleiche prozentuale Verteilung in allen Teilen des Himmels zum Vorschein kommen wird, wenn man die statistischen Feststellungen nur für Sterne bis zu einer bestimmten Größenklasse vornimmt. Vielmehr wird die Verteilung der einzelnen Sterntypen von der galaktischen Breite abhängen. Eine für die helleren Sterne bis zur 6. Größe durchführbare und durchgeführte Rechnung ergibt in der Milchstraße ein starkes Überwiegen der den großen Leuchtkräften entsprechenden Spektraltypen A und B , ganz wie die empirischen Festsetzungen verlangen. Damit ist eine überaus wertvolle Stütze für die Richtigkeit der oben gemachten Annahme eines überall gleichen Verlaufs von φ gewonnen. Aber auch die mittleren Parallaxen

der Sterne von bestimmter Größe werden von der galaktischen Breite abhängen müssen, und zwar sind namentlich die teleskopischen Sterne in der Milchstraße beträchtlich weiter von uns entfernt als die Sterne gleicher Größe an den Polen der Milchstraße. So scheinen z. B. die Sterne von der 10. Größe dort mindestens doppelt so weit von uns abzustehen wie hier. Eine empirische Feststellung dieser Verhältnisse ist mit einigen Schwierigkeiten verknüpft, weil die Ableitung mittlerer Parallaxen aus den Eigenbewegungen für beschränkte Himmelsteile manchen Bedenken ausgesetzt ist.

»W. Struve und andere haben eine Ausdehnung der leuchtenden Weltkörper bis in ungemessene Weiten in endlicher Verteilungsdichtigkeit 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 braucht dabei keineswegs gänzlich in Abrede gestellt zu werden, 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 hier und da hemmen mögen, 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, 1913 Juni.

H. Seeliger.

Untersuchungen von Kapteyn. Der holländische Forscher Kapteyn hat besondere Mühe auf die Feststellung des Mischungsverhältnisses der hellen und schwachen Sterne in unserer näheren Umgebung innerhalb

des Universums verwandt. Er hat zu seinen Untersuchungen nicht nur direkt gemessene Parallaxen benutzt, sondern außerdem gewisse Durchschnittswerte für größere Gruppen von Fixsternen, die man als »säkulare Parallaxen« bezeichnet. Wo die uns zur direkten Messung von Fixsternentfernungen verfügbare Basis — der Durchmesser der Erdbahn — zu klein ist, bietet sich uns nämlich noch eine größere Basis dar, die durch die Fortbewegung der Sonne im Raume 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 Anzahl von Sternen aber werden diese beiden Größen trennbar, wenn wir die Hypothese machen, daß die motus peculiare ebenso oft in einer Richtung wie in der entgegengesetzten erfolgen. Ist diese Hypothese 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.

Kapteyn nimmt für die Sonne in der Entfernung, die der Parallaxe $0''01$ entspricht, die Größe 10.5 an. Mit Hilfe dieser Zahl ist es leicht möglich, die Lichtmenge eines Sternes, dessen scheinbare Größe und Parallaxe man kennt, mit der Lichtmenge der Sonne zu vergleichen.

Schließlich gestattet auch die Eigenbewegung eines einzelnen Sternes, verbunden mit seiner scheinbaren Helligkeit, einen gewissen Wahrscheinlichkeitsschluß auf seine Entfernung und damit auch auf seine Leuchtkraft, wie das durch die bereits auf Seite 207 mitgeteilte Tabelle belegt wird.

Durch Zusammenfassung all dieses Materials findet Kapteyn, daß sich innerhalb einer um die Sonne beschriebenen Kugel, deren Radius gleich der mittleren Entfernung der Sterne 9. Größe (Parallaxe = $0''006$) ist, 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	»	»	»	»	»	»

In neuester Zeit ist dann noch eine ganze Anzahl einzelner Abzählungsergebnisse bis herab zu den Sternen 15. Größe hinzugekommen, die Kapteyn aus photometrischen Messungen und photographischen Aufnahmen der verschiedensten Quellen entnommen hat.

Auf Grund des ganzen hierfür geeigneten Materials leitet Seeliger die folgenden Zahlen ab:

Grenzgröße	Sternzahl bis zu dieser Größe
1.5	21
2.5	67
3.75	282
4.75	906
5.75	3 190
6.75	10 200
7.50	24 800
9.20	185 000
11.16	1 670 000
13.90	27 100 000
14.84	48 800 000

Seeliger hat auch die räumliche Verteilung der Sterne aus diesem neuen Material nach dem oben von ihm geschilderten Verfahren berechnet und ist zu folgenden Werten für die Dichte der Sterne in verschiedenen Abständen von der Sonne gelangt, wobei die Dichte D in der der Parallaxe $\pi = 0''18$ entsprechenden Entfernung gleich 1 gesetzt ist:

π	0''18	0''05	0''01	0''0033	0''0008
D	1.00	0.58	0.29	0.19	0.11.

Außerhalb der Entfernung, welche der Parallaxe $0''0008$ entspricht, sinkt die Dichte nach Seeligers Annahmen auf Null herab. In direktem Anschluß an das von Kapteyn angegebene Mischungsverhältnis der Sterne verschiedener Leuchtkraft hat Schwarzschild die Werte erhalten:

π	0''18	0''05	0''01	0''0033	0''0008	0''0001
D	1.00	0.88	0.54	0.30	0.11	0.01,

welche zwar keine scharfe Grenze bei $\pi = 0''0008$, aber einen rapiden Dichteabfall jenseits derselben ergeben.

Die Verschiedenheit der Verhältnisse in verschiedenen seitlichen Abständen von der Ebene der Milchstraße ist bei diesen Untersuchungen noch nicht berücksichtigt. Sie ergeben aber übereinstimmend eine volle Bestätigung der von Seeliger auf Grund seiner ersten Untersuchung gewonnenen

Ansicht, daß man sich unser Sternsystem als einen verhältnismäßig scharf abgegrenzten Haufen von vielen Millionen Sternen vorzustellen hat.

Während die bisher besprochenen neueren Untersuchungen nur das typische Bild der Verteilung der Sterne feststellen wollen, haben andere Astronomen, den Spuren der Herschel folgend, auch die Erforschung des detaillierteren Baues der Milchstraße mit ins Auge gefaßt.

Untersuchungen von Stratonoff und Downing. 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 Durchmusterungssternen 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 gehört zu einer großen Kondensation, deren Mitte im Sternbilde des Schwans liegt. Eine zweite Kondensation, deren 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 der Zwillinge, des kleinen und des großen Hundes und des Einhornes einnimmt, enthält 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 von dem Sobieskischen Schilde durch die Südhemisphäre hindurch bis zur Cassiopeja erstreckt«.

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 die in der Tabelle auf S. 709 angegebenen Werte.

Diese Tabelle zeigt deutlich die Existenz des Ringes von hellen Sternen um die Milchstraße, auf die Gould und andere hingewiesen haben. 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.

*) Der ersten der drei oben aufgezählten Kondensationen des Nordhimmels.

Galaktische Breite \ Größe	Größe						
	Bis 6.2	6.3 bis 6.7	6.8 bis 7.2	7.3 bis 7.7	7.8 bis 8.2	8.3 bis 8.7	8.8 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

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 Einhorns, 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 spiralförmige Struktur habe, also aus sehr großer Entfernung gesehen als Spiralnebel 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. 228 gibt eine schematische Darstellung des Baues der Milchstraße nach Easton; S bezeichnet die Stellung der Sonne.

Die Spiralnebel würden, wenn Eastons Anschauungen richtig sind, ferne Milchstraßensysteme sein und nicht zu unserem System gehören.

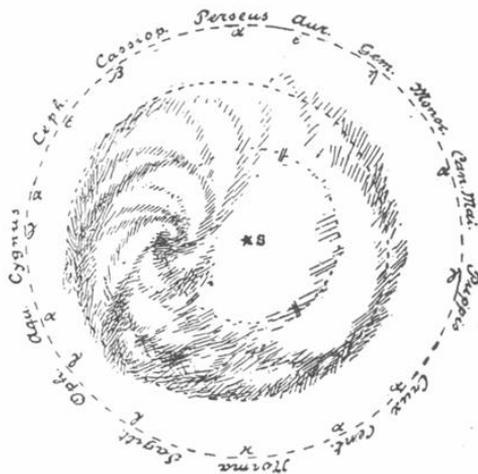


Fig. 228.

Im vorangehenden haben wir die Ansichten auseinandergesetzt, die sich mehrere Generationen tiefer Denker und scharfsinniger Beobachter über die Anordnung des sichtbaren Universums gebildet haben. Die Meinungen haben sich noch nicht zu einem geschlossenen Bilde abgerundet, man kann aber auch nicht sagen, daß sie sich widersprechen, und es ist in diesen schwierigsten und allgemeinsten Problemen der Astronomie doch schon ein gewisser Bestand fester Kenntnisse gesichert. Newcomb gibt am Ende seines allgemeinverständlichen Werkes »The Stars. A Study of the Universe« (London 1902) folgende Zusammenfassung, mit der auch wir (mit einigen Kürzungen) diese Betrachtungen beschließen wollen.

Soweit wir aus der Abzählung der Sterne in allen Richtungen und aus dem Anblick der Milchstraße folgern können, ist unser Sonnensystem dem Mittelpunkte des Universums nahe.

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.

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 etwas helleren, sondern sind meist Sterne von geringerer 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.

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.

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.

Die Gesamtzahl der Sterne ist nach Hunderten von Millionen zu zählen. Außerhalb der galaktischen Region zeigen die Sterne im allgemeinen keine Tendenz, sich in Systemen oder Haufen anzusammeln, sondern sie sind zumeist mit einiger Annäherung an Gleichförmigkeit durch den Raum verstreut.

KAPITEL III.

Kosmogonie.

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 — 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 des Satzes von der Erhaltung der Energie, 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 Nebularhypothesen bloß auf die Gravitationstheorie, da zu ihrer Zeit der Grundsatz von der Erhaltung der Energie ganz unbekannt war; sie war deshalb 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. 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 seines Gottes mit dem Schöpfer Himmels und der Erde. Hipparch und Ptolemäus dagegen bewiesen die wissenschaftliche Richtung ihres Geistes dadurch, daß sie sich darauf beschränkten, das Universum zu untersuchen, wie es ist, ohne vergebliche Versuche zu machen, seinen Ursprung zu ergründen.

Obleich die Systeme, welche wir erwähnten, im wesentlichen un-

wissenschaftlich 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 nur als phantasiereiche Kombinationen und Spekulationen und nicht 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 von Menschen gewesen, die zwar phantasiebegabt sind, denen aber die wissenschaftliche 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 daher 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 unserer Betrachtung zwei bemerkenswerte Eigentümlichkeiten 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, nicht rein zufällig sein; wir müssen vielmehr glauben, daß er einer bestimmten Ursache zuzuschreiben ist, die anfänglich auf alle Planeten einwirkte.

Eine andere Eigentümlichkeit ist, daß wir die Räume, in denen die Planeten kreisen, leer oder so gut als leer finden; denn wenn auch irgendwelche 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 irgendwelcher 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 stärkst anziehenden Körper, die zukünftige Sonne, Massenansammlungen, indem sich Teilchen von allen Richtungen her nach ihm bewegen. Diese Teilchen, welche eigentlich geradlinige, auf den sich bildenden Zentralkörper hinzielende 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 ihn stürzen und hierdurch eine Rotation desselben erzeugen. Zwischen den in allen Richtungen und Bahnlagen sich um die Sonne bewegenden Teilchen werden aber so lange 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, und auch die Bildung ihrer Monde geht so vor sich, wie die Bildung der Planeten.

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.

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. Bisher ist auch ein Übergang von dem Spektrum eines Nebels zu dem eines wirklichen Sternes 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 zusammenschrankte, desto mehr mußte nach einem Fundamentalgesetze 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.

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.

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 Welt- raume ausgebreiteten nebligen Materie bilden. Kommen sie von irgend- welcher Seite in die Attraktionssphäre der Sonne, so zwingt diese sie 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 nach Newcombs Ansicht 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 sehr schwer denkbar, 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. 429 f. 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 die so entstandenen Planeten müßten eine rückläufige Rotation haben, da nach den Keplerschen Gesetzen die Teilchen der Innenseite des Ringes eine größere lineare Geschwindigkeit haben, als die der Außenseite.

Noch 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 sich nämlich die Zentrifugal- und die Zentripetalkraft an der äußeren Grenze der rotierenden

Masse das Gleichgewicht hielten, trennten sich nach Laplace die äußeren Teile von den übrigen, welche fortführen, 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.

Eine weitere Schwierigkeit ist die folgende. Wenn man sich die Verbindungslinie eines Masseteilchens eines mechanischen Systems mit dem Schwerpunkte des ganzen Systems denkt, so überstreicht diese Verbindungslinie in der Zeiteinheit eine gewisse Fläche, welche die Flächengeschwindigkeit dieses Masseteilchens heißt. Ein Grundsatz der Mechanik lehrt, daß die Summe der Flächengeschwindigkeiten aller Teilchen eines sich selbst überlassenen Systems für alle Zeiten unverändert bleibt. Rechnet man nun die Summe der Flächengeschwindigkeiten für einen homogenen Gasball aus, der die Masse der Sonne hat, sich bis zur Neptunsbahn erstreckt und wie Neptun in 165 Jahren einmal umläuft, so findet man, daß die Summe der Flächengeschwindigkeiten aller Teilchen dieses Gasballes weit größer ist, als die Summe der Flächengeschwindigkeiten aller Körper des Sonnensystems in seinem jetzigen Zustand.

Aber auch einige Beobachtungstatsachen befinden sich mit der ursprünglichen Laplaceschen Hypothese im Widerspruch. Hier sind in erster Linie die Rückläufigkeit und die starken Bahnneigungen der Monde des Uranus und des Neptun und der zuletzt entdeckten des Jupiter und des Saturn zu nennen, anormale Fälle, welche bis zum heutigen Tage mittels dieser Kosmogonie ihre Erklärung nicht gefunden haben.

Indessen steht es trotz aller dieser Einwände um die Laplacesche Theorie noch nicht so schlimm, wie es scheinen könnte. Der große Mathematiker Poincaré kommt in seinem letzten Werke »Leçons sur les hypothèses cosmogoniques« zu dem Schlusse, daß die Laplacesche Theorie nach geringen Abänderungen noch immer die beste von allen ist. Der aus den

Flächengeschwindigkeiten entspringenden Schwierigkeit entgeht man, wenn man den Sonnenball von Anfang an nicht als homogen, sondern mit sehr starker zentraler Kondensation annimmt, so daß nur etwa ein Dreißigstel der ganzen Sonnenmasse als eine Art Atmosphäre über den Raum des Planetensystems zerstreut ist. Das gewissermaßen stoßweise erfolgende Ablösen der Planeten, an dem Newcomb Anstoß nimmt, kann man durch Berücksichtigung der Abkühlungsvorgänge in der dünnen Atmosphäre plausibel machen. Eine Reihe anderer Tatsachen, 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, werden auf Grund von Betrachtungen verständlich, die G. H. Darwin in die Kosmogonie eingeführt hat. 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 und Entfernung 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*).

Andere neuere Theorien. Eine exakte mathematische Theorie der Formveränderung eines sich abkühlenden rotierenden Gasballes ist bisher nur für den Fall eines homogenen und homogen bleibenden Gasballes durchführbar gewesen. Auch in diesem Idealfalle ist die Theorie von größter Schwierigkeit. Indessen ist es Poincaré und Darwin gelungen, zu zeigen, daß sich die Kugel zunächst zu einem Rotationsellipsoid abplattet, dann ein dreiaxsiges Ellipsoid wird, dann eine birnförmige Gestalt annimmt und schließlich aller Wahrscheinlichkeit nach eine sanduhrförmige Figur erhält. Der Hals dieser Sanduhr wird immer dünner, bis er reißt und der ursprüngliche Körper sich in zwei Teile teilt. Wenn auch diese Theorie der

*) 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, 1911.

homogenen rotierenden Masse mit der Bildung des Planetensystems kaum etwas zu tun haben dürfte, so gibt sie doch vielleicht ein ange näheres Bild der Entstehung des Mondes aus der Erde und der Entwicklung mancher Doppelsternsysteme.

Die Kantschen Vorstellungen sind neuerdings von dem Geologen Chamberlin und dem Astronomen Moulton in gemeinsamer Arbeit neu durchdacht und von den Schiefheiten befreit worden, die aus Kants Unkenntnis der Mechanik entspringen (*Planetesimalhypothese*). Sie gewinnen etwa dieselbe Anschauung von der Ansammlung der ursprünglichen chaotischen Massen in einzelne Planeten, wie sie Kant gehabt hat, wobei nur der chaotischen Masse von Anfang an eine Rotationsbewegung zugeschrieben werden muß. Der Prozeß der Formation der Planeten aus der Ansammlung kleinerer Planetenkerne, der sogenannten »Planetesimals«, wird in einer namentlich für die Erdgeschichte sehr anregenden Weise verfolgt. See hat besonders darauf hingewiesen, wie das widerstehende Mittel, das die zu einer gewissen Zeit übrig gebliebenen kleineren meteoritenartigen Körper im Verhältnis zu den bereits entstandenen größeren Planeten bilden, sich für die Ordnung des Systems und die Bildung nahe kreisförmiger, in einer Ebene liegender Bahnen wirksam erweist.

Man kann sagen, daß Laplace und seine neueren Nachfolger 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 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. 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 anders sind als gegenwärtig. Wie man eine Veränderung wahrscheinlich machen kann, wo eine solche unmittelbar nicht wahrzunehmen ist, mag ein einfaches Beispiel erläutern.

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 fortschwingen und die Zeiger ihren Umlauf fortsetzen sollten, solange 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 fort dauern, 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 anderen 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 begreift er, daß es, obschon anscheinend in Ruhe, durch ein allmähliches Sinken des Gewichtes in Bewegung gebracht werden muß. Er kann dann mit Gewißheit sagen: »Ich sehe nicht, daß das Gewicht sich bewegt, aber ich weiß, es muß allmählich zu Boden sinken, da ich ein System sich bewegnender Maschinenteile vor mir habe, deren Tätigkeit notwendig ein langsames Sinken des Gewichtes bedingt. Wenn ich die Zahl der Zähne eines jeden Rades kenne, weiß ich, um wieviel das Gewicht 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 irgendeine 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 Weltraum. 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 Himmelsoberfläche, und er berechnet sich danach auf 1 zu 2170000000.

Lange Zeit war es unbekannt, daß dieses Ausstrahlen die Verzehrung oder Ausgabe eines gewissen Etwas, dessen Vorrat beschränkt ist, mit sich bringt, und man glaubte nicht anders, als daß es ohne Nachlassen der Kraft seitens der Sonne und der Sterne 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 Energie erzeugt und erhalten werden kann, und man weiß ebenso, daß der im sichtbaren Universum vorhandene Energievorrat ein endlicher und beschränkter ist. Einer der bestbegründeten Sätze der neueren Naturwissenschaft ist der, daß Energie ebensowenig wie Materie aus dem Nichts entstehen kann; wäre es so, dann hätten wir ein ebenso vollkommenes Wunder, als wenn eine Erde vor unseren Augen aus dem Nichts erschaffen würde. Die Ausstrahlung der Sonne kann demnach nicht immer so fortgehen, oder aber die durch die Erzeugung von Wärme verbrauchte Energie 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. Kehre die Wärme aus dem Raume wieder zur Sonne zurück, so müßte es aus allen Richtungen zum Mittelpunkte hin geschehen; die Erde würde dann ebensoviel von der herzuströmenden wie von der zurückströmenden Wärme auffangen, d. h. wir würden bei Nacht vom Firmament ebensoviel Wärme erhalten, wie bei Tage von der Sonne. Das ist bekanntlich nicht der Fall; man hat in der Tat nicht die geringsten Anzeichen, daß uns Wärme aus dem Raume zukommt, ausgenommen die äußerst geringe, welche wir von den Sternen empfangen.

Da also die Sonnenwärme nicht zur Sonne zurückkehrt, müssen wir

untersuchen, was aus ihr wird, und ob nicht die Sonne alle verlorene Wärme auf irgendeine Weise zurückerhält. Über das Schicksal der in den Weltraum ausgestrahlten Wärme können wir drei Hypothesen aufstellen.

1. Sie kann ganz und gar vernichtet werden, wie man dies früher vielfach angenommen hat.

2. Sie kann ihren Weg weiter durch den Raum und für ewig fortsetzen.

3. Sie kann durch irgendeine Kraft, von der wir keine Ahnung haben, zuletzt gesammelt und an die Quellen, aus denen sie entsprang, zurückgegeben werden.

Die erste dieser Hypothesen kann in der Gegenwart nur als gänzlich unwissenschaftlich gelten. Für uns ist die Lehre, daß die Energie nicht vernichtet werden kann, gleichbedeutend mit der, daß sie nicht erschaffen werden kann, und die induktiven Schlußfolgerungen, auf denen die letztere beruht, sind beinahe ebenso unantastbar wie die, nach welchen wir folgern, daß die Materie nicht erschaffen werden kann. Gleichzeitig mag freilich hervorgehoben werden, daß alle Lehren hinsichtlich der Unerschaffbarkeit und Unzerstörbarkeit von Materie und Energie nicht anders als durch Herleitung aus Versuchen begründet werden können, und daß die absolute Wahrheit einer Doktrin wie diese auf induktivem Wege nicht zu beweisen ist. Besonders mag dies in bezug auf die Energie gelten. Die genauesten Messungen derselben, 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 ist. Zwischen Energie 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 Energie 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 Energie dagegen verhält es sich anders. Heben wir ein Gewicht, so wird ein gewisses Quantum Wärme ausgegeben; hier ist Wärme verschwunden und durch etwas ersetzt, das nicht als identisch mit ihr aufgefaßt werden kann, nämlich durch eine bloße Veränderung der Lage. 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 Energie 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 weitestgehenden und scheinbar sichersten Induktion in Betracht gezogen werden.

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.

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 zur Sonne zurückkehrt. Eine solche Rückkehr könnte nur erfolgen, wenn entweder der Raum 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 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 Energie.

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

*) Diese Vorstellung gehört zu jener »transzendentalen« Geometrie, die sich über die Raumvorstellungen erhebt, welche aus der Erfahrung in begrenzten, relativ kleinen Raumteilen 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, 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.

der Energie nicht kannte, ist die gewesen, wie dieser enorme Vorrat von Wärme erhalten werde. Berechnen wir, in welchem Maße die Temperatur der Sonne infolge 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 Energievorrat in Wärme verwandeln, und die so erzeugte Hitze 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 Sonnensystem 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 Energievorrat 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 hineinge-

worfen 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. Die Lösung der Frage nach der Erhaltung der Sonnenwärme wurde lange Zeit in folgender Überlegung gefunden. Da der Sonnenkörper 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 bei sehr langsamer Kontraktion fast den ganzen Verlust zu ersetzen. Diese Theorie ist dadurch so bestechend, daß sie nicht allein im Einklange mit den Gesetzen ist, denen die Materie gehorcht, sondern auch eine mathematische Untersuchung zuläßt. Es wird besonders lehrreich sein, sie hier mit allen Konsequenzen so wiederzugeben, wie sie Newcomb in der ersten Auflage dieses Buches in der Überzeugung von ihrer abschließenden Gültigkeit schilderte.

»Da man den jährlichen Energiebetrag kennt, den die Sonne in der Form von Wärme 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 gegenwärtigen Größe der Sonne ihr Durchmesser jährlich nur um etwa 70 Meter kleiner zu werden braucht, damit soviel Wärme erzeugt wird, als sie ausstrahlt. Dies beläuft sich in 25 Jahren auf ungefähr $1\frac{1}{2}$ Kilometer oder auf 6 Kilometer in einem Jahrhundert.

»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*).

*) Lane und Ritter haben die Vorgänge bei der Abkühlung und Zusammenziehung von Gasmassen ausführlich untersucht. Wenn eine Gaskugel sich auf die Hälfte ihres

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 Wärmevorrat 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 dann vermutlich doch eintreten, und ihre Wärme muß bald nachher abnehmen.

»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 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 irgendeinem 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

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. Waren demnach elastische und anziehende Kräfte im Anfangszustande der Gasmasse im Gleichgewicht, so muß ihre Temperatur verdoppelt werden, damit bei Zusammenziehung des Durchmessers auf die Hälfte noch Gleichgewicht besteht.

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 noch längeren Zeitraum in dem Maße wie jetzt nicht Wärme ausstrahlen kann, ohne in der Zwischenzeit durch irgendein Wunder einen Zuschuß an Energie 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 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 erwärmen, 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 Wärmeverrat 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 Zeitraumes, 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 viermal so stark gewesen sein müßte. Aber ihre Dichtigkeit würde nur ein Achtel der jetzigen gewesen sein und ihre Temperatur niedriger. 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 war als jetzt. 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 gefröre, während eine Zunahme der Wärme um mehr als die Hälfte alles Wasser voraussichtlich in Dampf verwandeln würde, so kommen 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 Zeitraumes, während dessen auf der Erde Wasser in flüssigem Zustande vorhanden gewesen sein könnte.«

Soweit Newcombs Darstellung. Gegen die kurze Lebensfrist, welche die Kontraktionstheorie der Erde gönnt, haben nun schon immer die Geologie und Paläontologie Protest erhoben. Es erscheint nicht möglich, daß die Bildung der ganzen geologischen Schichtenfolge und der in ihnen enthaltenen Lebewesen in relativ so kurzer Zeit erfolgt ist. Zudem darf man wohl sagen, daß das »Wunder«, von dem Newcomb spricht, auf die merkwürdigste, wenn auch wieder ganz natürliche Art in Erscheinung getreten

ist. Im Jahre 1903 entdeckte Curie die ungeheure automatische Wärmeabgabe des Radiums. Es ist damit die Existenz einer gänzlich neuen Energiequelle bekannt geworden, die bei weitem mächtiger ist, als alle bisher bekannten chemischen Vorgänge. Besitzt die Sonne einen erheblichen Gehalt radioaktiver Substanzen, so kann ihre wärmespendende Kraft nach einer Schätzung Darwins leicht über 100 Millionen Jahre gewährt haben. Es ist nicht notwendig, aber doch denkbar, daß diese gewaltige innere Energie auch die Entwicklungsgeschichte der Sonne und der Planeten aus dem chaotischen Ball, den wir mit Kant und Laplace voraussetzen, in einer noch nicht zu übersehenden Weise beeinflußt hat.

Die Anschauungen über die Erdwärme haben in ähnlicher Weise durch die Entdeckung der radioaktiven Substanzen ihre Sicherheit verloren. Während man früher einer allmählichen Abkühlung der Erde, eventuell verringert durch langsame Kontraktion, sicher zu sein glaubte und überzeugt war, daß das Erdinnere glühendflüssig sei, sieht man jetzt, daß ein geringer Radiumgehalt den langsamen Abfluß der Wärme aus dem Erdinnern nach außen auf undenkliche Zeiten hinaus wett machen kann. Ebsolange kann sich dann das Erdinnere auf einer mäßigen, vielleicht jetzt noch herrschenden Temperatur gehalten haben, und die Existenz des Lebens auf der Erde scheint mehr an die Lebensdauer der Sonne, als an irdische Vorgänge gebunden.

4. Kosmogonie der Fixsterne.

Herschel glaubte, wie wir gesehen haben, in den Nebelflecken und Sternhaufen alle Übergänge von der chaotischen Gasmasse bis zu fertigen Sonnensternen vor sich zu haben. Auch viele neuere Autoren haben versucht, die Vorgeschichte des Sonnensystems auf Grund der Beobachtungen der Nebelflecke zu rekonstruieren. Dabei werden sie alle beherrscht von dem Zauber, der von den modernen Aufnahmen der Spiralnebel ausgeht, und sie suchen in einem Spiralnebel den Ursprung des Sonnensystems. Arrhenius, See, Chamberlin und Moulton teilen diese Anschauung. Letztere Autoren wollen in den Verdichtungen und Knoten der Nebelmaterie auch die ersten Anzeichen der Planetenbildung erkennen. Weiter versuchen alle diese Autoren auch, die Bildung der Spiralnebel selbst zu erklären, besonders im Hinblick auf die merkwürdige bipolare Natur der schönsten derselben. Arrhenius denkt an den Zusammenstoß zweier Sonnen, Moulton und Chamberlin an die Wirkung einer starken Annäherung zweier Sonnen, See an die Begegnung zweier Meteorströme. Alle diese Hypothesen können nur mit großem Vorbehalt aufgenommen werden, da die Spiralnebel aller Wahr-

scheinlichkeit nach Massen von einer viel höheren Größenordnung sind, als das Sonnensystem.

Arrhenius versucht sogar in kühner und bestechender Phantasie, einen zyklischen Verlauf des Weltganzen zu konstruieren, indem er annimmt, daß Spiralnebel sich allmählich durch Kondensation in Sonnen verwandeln, und daß erloschene Sonnen durch Zusammenstoß miteinander wieder in Spiralnebel übergehen. Er ist sich bewußt, daß jeder zyklische Weltverlauf, bei dem im Laufe der Zeiten im ganzen immer wieder dieselbe Verteilung der Energie und der Temperatur eintritt, im Widerspruch steht mit dem sogenannten zweiten Hauptsatz der mechanischen Wärmetheorie. Der zweite Hauptsatz, oder der Satz von der Entwertung der Energie, spielt in der neueren Physik eine nicht minder wichtige Rolle als der erste Hauptsatz, das oben besprochene Prinzip von der Erhaltung der Energie. Er besagt, daß bei möglichster Rückführung eines Systems in seinen früheren Zustand doch immer eine gewisse Entwertung der Energie eingetreten ist, die in einer Umsetzung der hochwertigen mechanischen, chemischen, elektrischen Energie in Wärme oder in einem Ausgleich der Temperatur verschiedener Körper besteht. Arrhenius glaubt, in dem Entweichen der äußersten Gasmoleküle eines Gasnebels aus seinem Anziehungsbereich ein Mittel gefunden zu haben, welches zur Hebung des Wertes der Energie führe. Es scheint aber dieses Mittel nicht wirksam genug zu sein, um wieder zu einer Konzentration der ganzen von der leuchtenden Sonne zerstreuten Energie zu führen.

Eine wesentliche Förderung auch der Kosmogonie ist von der zunehmenden Kenntnis der physischen Beschaffenheit der Fixsterne zu erwarten, wenn wir die naheliegende Voraussetzung machen, daß die verschiedenen Zustände der Fixsterne, die wir gegenwärtig beobachten, die Phasen einer bestimmten Entwicklung darstellen. Durch die Spektralanalyse sind die Sternspektra, wie gezeigt wurde, in eine sich mit Notwendigkeit ergebende Reihe geordnet worden, welche mit den Heliumsternen (Klasse B) anhebt und über die Wasserstoffsterne (Klasse A) zu den Sonnensternen und darüber hinaus zu den roten Sternen führt. Diese Reihe ist nach Ausweis der spektralphotometrischen Messungen auch eine Reihe abnehmender Temperaturen, und es liegt nahe, anzunehmen, daß wir in dieser Spektrallreihe einfach den Abkühlungsprozeß eines Gasballes vor Augen haben. In Wirklichkeit scheinen aber die Verhältnisse verwickelter zu liegen. Falls es sich um eine Temperaturskala handelte, sollte man annehmen, daß auch die absolute Leuchtkraft der Sterne von den Heliumsternen an ständig abnehme bis zu den auf niedrigster Temperatur befindlichen roten, nach Zöllners Anschauungen bereits größtenteils mit dunklen Schlacken bedeckten

Sternen. Wie oben erläutert wurde, bekommt man einen Wert für die durchschnittliche Leuchtkraft der Sterne von jedem Spektraltypus vermittels der säkularen Parallaxe. Da zeigt sich nun, daß in der Tat die Leuchtkraft von den Heliumsternen an bis zu den Sonnensternen ständig abnimmt, daß von da ab aber merkwürdigerweise die durchschnittliche Leuchtkraft wieder zunimmt, so daß die roten Sterne (Klasse M) im Durchschnitt wieder ebenso hell sind, wie die heißesten Sterne vom Heliumtypus. Hertzsprung, der diese Verhältnisse näher untersucht hat, kommt zu dem Schluß, daß die roten Sterne in zwei Gruppen zerfallen, erstens normale Sterne, die lichtschwächer sind als die Sonne, und zweitens Giganten, Sterne von anormal großer Leuchtkraft, die sich eben infolge ihrer großen Leuchtkraft uns am Himmel so aufdrängen und die mittlere Leuchtkraft der roten Sterne so hoch hinaufschieben, obwohl sie an sich viel seltener sind als die normalen Sterne. Es liegt nahe, anzunehmen, daß die normalen Sterne die Fortsetzung des Abkühlungsprozesses bilden und dem künftigen Zustande der Sonne entsprechen. Die große Leuchtkraft der Giganten ist am einfachsten durch sehr geringe Dichte und dementsprechend große Oberfläche zu erklären, da man ihnen bei ihrer roten Farbe keine sehr hohe Temperatur zuschreiben kann. Russell vergleicht diese Verhältnisse mit der Entwicklung einer Gaskugel nach der Kontraktionshypothese. Die ursprünglich äußerst dünne Nebelmasse erwärmt sich durch Kontraktion, hat zunächst bei geringer Temperatur eine große Oberfläche, den Giganten entsprechend, kontrahiert sich bei wachsender Temperatur bis zum Heliumstern und durchläuft dann beim Versagen der Kontraktionsfähigkeit und abnehmender Temperatur die normale Serie der Sternspektra. Es ist hierzu zu bemerken, daß die Kontraktionstheorie, wie wir gesehen haben, ohne Modifikation auf die Sonne selbst nicht anwendbar ist, da sie ihr eine zu geringe Lebensdauer gewährt. Es geht aber aus diesen Betrachtungen doch klar hervor, wie wichtig für die Kosmogonie die Physik der Fixsterne ist.

Schließlich ist die Forschung auf Grund der neueren Ergebnisse über die Eigenbewegungen der Fixsterne kühn genug geworden, selbst einen Blick auf die Entstehung des ganzen Milchstraßensystems zu werfen. Kapteyn denkt sich, daß wir den Vermischungsprozeß zweier Sternsysteme miterleben, der sich in der Existenz der beiden Sternströme verrät. Seeliger erklärt die merkwürdige Tatsache, daß die Heliumsterne kleinere Geschwindigkeiten als die späteren Spektraltypen haben, daraus, daß die Heliumsterne größere Massen haben, und daß diese größeren Massen aus einer größeren Zahl von einzelnen Partikeln entstanden sind, wobei die Wahrscheinlichkeit eines Ausgleichs der Geschwindigkeiten und geringer resultierender Gesamtgeschwindigkeit auch die größere ist. Es liegt dieser Er-

klärung offenbar der Gedanke an eine Art Kantscher Kosmogonie in dem ungeheuer vergrößerten Maßstabe des Milchstraßensystems zugrunde.

5. Schlußbetrachtung über die Nebularhypothese.

Aus allem, was wir erwähnt haben, geht hervor, daß die umfassendsten, auf Induktion beruhenden Schlüsse der modernen Wissenschaft mit den Spekulationen 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 chaotische Masse 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 Gültigkeit 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, als der Philosophie und des gesunden Menschenverstandes. Und alles, was wir speziell zugunsten 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 in irgendeiner Form zu führen, so wie die Art und Weise des Gehens einer Uhr uns zu dem Schlusse führt, daß sie einst aufgezogen wurde.

Was aber noch nicht in irgendwie befriedigender Weise gelöst ist,

das ist das umgekehrte Problem: zu zeigen, daß eine chaotische Masse sich in ein System von der wunderbaren Symmetrie unseres Sonnensystems verdichten und umwandeln könne oder müsse, so daß sich die Planeten um die Sonne und die Satelliten um ihre Hauptplaneten in beinahe kreisförmigen Bahnen rotierend bewegen. 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. Der von Poincaré und Darwin mathematisch erkannte Spaltungsprozeß einer homogenen rotierenden Masse ist schwerlich auf die Bildung der Planeten aus der Sonne übertragbar. Auch die Planetesimalhypothese vermag noch nicht in Strenge die Notwendigkeit des von ihr angenommenen Entwicklungsganges nachzuweisen.

Gegenwärtig können wir nur sagen, daß wir ohne die Nebularhypothese in irgendeiner Form auf jede Erklärung der Struktur des Planetensystems verzichten müßten, und daß uns die allgemeinsten Naturgesetze auf diese Nebularhypothese hinweisen. 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 Planeten aus Sonnen entstehen, 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 könnten ebenso wie unsere Erde vernünftigen Wesen zum Aufenthalt 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 Ant-

wort 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 ihnen keine Tatsachen bekannt wären, aus denen sie Schlüsse zu ziehen 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.

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 diese 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.

Zugegeben aber, es existierten Planeten ohne Zahl im Weltraum, was für Anzeichen haben wir für ihre Bewohnbarkeit? Für einen einzigen Körper außer dem unsrigen wird die Frage durch das Fernrohr erledigt, nämlich für den Mond. Dieser hat weder Wasser noch Luft von merkbarer Dichte und ermangelt folglich der Hauptvoraussetzungen 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 weit 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, daß er Ähnlichkeit mit unserer Erde hat, und er ist deshalb derjenige Planet, den wir uns am ehesten als bewohnt denken dürfen. 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.

Dieser Schluß beruht auf der Voraussetzung, daß die Lebensbedingungen auf anderen Weltkörpern dieselben sind, 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, das Leben den jeweilig vorhandenen Bedingungen anzupassen, Schranken zu setzen, und weil die große Mannigfaltigkeit der Lebensbedingungen auf unserem Erdball — manche Tiere können leben, wo andere zugrunde gehen — alle Folgerungen über die Unmöglichkeit der Existenz von Organismen, die denen unserer Erde ähnlich sind, 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 der Erde irgendwelche 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 folgenden Schluß ziehen: 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, so werden die höheren Formen tierischen Lebens sich dem neuen Stande der Dinge nicht anpassen und keine neuen, gleich hohen Organismen entstehen. Es ist nicht der geringste Grund vorhanden, anzunehmen, daß intelligentere Wesen, als die gegenwärtig dort lebenden, 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. Auf Grund dieser Überlegungen dürfte wohl der Schluß berechtigt sein, daß angesichts der ungeheuren Verschiedenheit der Bedingungen, die

sicherlich im Universum herrscht, nur an verhältnismäßig wenigen, begünstigten Stellen eine bedeutende Lebensentfaltung zu finden sein dürfte.

Eine andere 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 sind, wenigstens in bezug auf einen unserer Planeten, ergibt sich aus einer Betrachtung über das Bestehen der Zivilisation auf der Erde, das kurz ist, verglichen mit der Dauer ihrer Existenz als Planet. Als solcher hat sie sich wahrscheinlich Millionen von Jahren in ihrer Bahn bewegt; die Zivilisation aber besteht auf ihr noch nicht seit 10000 Jahren, Teleskope existieren kaum seit drei Jahrhunderten. 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 es wahrscheinlich, daß nur relativ sehr wenige der Planeten mit vernünftigen Wesen bevölkert sind. 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 den Menschen weit überragen. Hier dürfen wir unserer Einbildungskraft frei die Zügel schießen lassen und überzeugt sein, daß die Wissenschaft keinerlei Beweise weder für noch gegen die Richtigkeit dieser Phantasiegebilde liefern wird.
