Über veränderliche Sterne.

Von altersher pflegt man die Sterne ihrer Helligkeit nach in „Größenklassen“ einzuteilen, da ein heller Stern dem bloßen Auge größer erscheint als ein schwächerer, und bezeichnet die besonders auffälligen als Sterne 1. Größe, dagegen die dem unbewaffneten normalen Auge bei guten Luftverhältnissen eben noch sichtbaren Sterne als solche 6. Größe. Dazwischen reiht man die übrigen nach dem Augenmaße als Sterne 2. bis 5. Größe ein und setzt dieses Einteilungssystem bei den teleskopischen Sternen entsprechend fort, so daß die in den großen Fernrohren der Neuzeit noch wahrnehmbaren schwächsten Sterne zur 15. Größenklasse gezählt werden.

Bei genauerer Beobachtung des Himmels fand man bald einzelne Fixsterne, die sich wegen größerer oder geringerer Helligkeitsschwankungen nicht in eine bestimmte Größenklasse einreihen ließen, und die man daher unter dem Namen der veränderlichen Sterne zusammenfaßte.

Als ersten derartigen Stern beobachtete David Fabricius (1564—1617) um das Jahr 1600 den Stern *o* Ceti oder Mira Ceti, wie er seines starken Helligkeitswechsels wegen genannt wird. Als zweiter Veränderlicher wurde 1667 *β* Persei oder Algol von Geminiano Montanari erkannt, dessen Lichtwechsel aber erst 1782 W. Goodricke näher feststellte. Von letzterem wurden 1784 noch *β* Lyrae und *δ* Cephei als veränderliche Sterne entdeckt.

Die Auffindung der meisten von ihnen, sowie ihre regelmäßige Beobachtung, begann erst im letzten abgelaufenen Jahrhundert. Mit der Genauigkeit und Ausdehnung der Beobachtungen stieg die Zahl der bis jetzt als veränderlich erkannten Sterne auf einige Tausend an, wobei eine große Mannigfaltigkeit im Verlaufe ihrer Erscheinungen zutage trat; es fanden sich Helligkeitsänderungen von einer halben bis zu sieben und mehr Größenklassen innerhalb eines Zeitraumes von vier Stunden bis zu vielen Jahren.

Zum Unterschiede von den übrigen Fixsternen pflegt man die Veränderlichen, soferne sie nicht schon früher eine Bezeichnung erfahren haben, mit den Buchstaben *R* bis *Z* oder, wenn diese erschöpft sind, mit ihren Kombinationen 2., 3., . . . Klasse in der Reihenfolge ihrer Entdeckung und dem Namen des betreffenden Sternbildes zu bezeichnen.[1]) Neuerdings verwendet man dazu nach E. C. Pickering Zahlen, die aus den beiden sphärischen Koordinaten des Sternes, der Rektaszension und Deklination (vergleichbar mit geographischer Länge und Breite auf der Erdoberfläche) in bestimmter Weise zusammengesetzt sind, so daß mit dem bloßen Namen des Sternes auch schon sein Ort am Himmel gegeben ist.

[1]) Vierteljahrsschrift der astronom. Gesellschaft. Jahrg. 3 u. 16.

Das menschliche Auge ist nicht imstande, absolut gleiche Helligkeitsänderungen bei verschiedener Ausgangshelligkeit als gleich wahrzunehmen, sondern nach dem psycho-physischen Gesetze von E. H. Weber entsprechen gleichen relativen Helligkeitsänderungen gleiche Empfindungsänderungen. Bezeichnet H die Ausgangshelligkeit, dH die Helligkeitsänderung, welche die Empfindungsänderung dE hervorruft, so läßt sich dieses Gesetz mathematisch folgendermaßen ausdrücken: $\frac{dH}{H} = c\ dE$. Dabei ist c eine Konstante, der sogenannte Unterschiedswert für das menschliche Auge. Durch Integration der Gleichung erhält man das logarithmische Gesetz von Th. Fechner: $E = C + k \log H$. Dabei sind C und k neue Konstanten.

Wendet man diese Formel auf verschiedene Helligkeiten $H_1, H_2, \ldots H_m$, die den verschiedenen Größenklassen der Sterne entsprechen mögen, an und bedenkt, daß die Sterne nach dem Augenmaße derart in Größenklassen eingeteilt werden, daß der Unterschied in der Helligkeitsempfindung je zweier aufeinanderfolgender Größenklassen gleich ist, so ist:

$$E_1 - E_2 = E_2 - E_3 = \ldots\ldots = E_{m-1} - E_m = k \log \frac{H_1}{H_2} = k \log \frac{H_2}{H_3} = \ldots\ldots = k \log \frac{H_{m-1}}{H_m}.$$

Deshalb müssen auch die Logarithmen der Helligkeitsverhältnisse je zweier aufeinanderfolgender Größenklassen konstant sein. Nach den Untersuchungen von N. Pogson ergab sich dafür der Wert 0·4. Darnach ist das Helligkeitsverhältnis selbst: $\frac{H_i}{H_{i+1}} = 2{\cdot}512$.

Wachsen also die Größenklassen in einer arithmetischen Reihe, so nehmen ihre Helligkeiten in einer geometrischen Reihe ab. Daher ist die Helligkeit eines Sternes der n^{ten} Größenklasse, ausgedrückt durch die der m^{ten} Größenklasse: $H_n = 2{\cdot}512^{m-n} H_m$ [1]), woraus $(m-n)\ 0{\cdot}4 = \log \frac{H_n}{H_m}$ ist

oder
$$m - n = 2{\cdot}5 \log \frac{H_n}{H_m}. \qquad 1.)$$

Setzen wir darin $n = 1$, vergleichen wir also irgend einen Stern der m^{ten} mit einem der 1. Größenklasse, so erhalten wir

$$m = 1 + 2{\cdot}5 \log \frac{H_1}{H_m}. \qquad 2.)$$

Diese Formel bestimmt also die Größenklasse (magnitudo) eines Sternes, wenn das Verhältnis der Helligkeit eines Sternes der 1. Größe zu seiner Helligkeit bekannt ist. Dieses Verhältnis wird durch eigene Beobachtungsinstrumente der verschiedensten Konstruktion, die Photometer, ermittelt. Die so durch genaue photometrische Messungen erhaltene Größenklasse bezeichnet man zur Unterscheidung von der durch Schätzungen mit freiem Auge erhaltenen Größenklasse nach E. C. Pickering als die photometrische Sterngröße (Harvard Photometry). Der erste Versuch,

[1]) Es sind daher $2{\cdot}512^{m-n}$ Sterne der n^{ten} Größe nötig, um einen Stern der m^{ten} Größe zu ersetzen.

einen Helligkeitskatalog unter Anwendung von instrumentellen Hilfsmitteln herzustellen, rührt von J. Herschel aus den Jahren 1834—1838 her.

Nimmt man die Helligkeit des Aldebaran, eines Sternes der 1. Größe im Stier, als Helligkeitseinheit an, so ist nach photometrischen Beobachtungen die Helligkeit des Bellatrix im Orion 0·52, die des Sirius 9·12. Die photometrische Sterngröße des ersteren Sternes ist daher 1·7, die des Sirius —1·4. Bei Sternen, die heller als der Ausgangsstern sind, ergeben sich auf diese Weise Werte, die kleiner als 1, gleich 0 oder sogar negativ sind. Es genügt ferner nicht mehr die Einteilung in ganze Größenklassen. Schon Claudius Ptolemäus (um 130 n. Chr.) bezeichnet im 7. Buche seines Almagests einige Sterne heller (μείζων), andere wieder schwächer (ἐλάσσων) als eine bestimmte Größenklasse (μέγεθος).

Für alle Sterne bis zur 6. Größe und für eine sehr große Anzahl schwacher Sterne besitzen wir in den Helligkeitsverzeichnissen, die in den letzten Jahren von den Sternwarten zu Cambridge in Nordamerika (von E. C. Pickering) zu Oxford (von C. Pritchard) und zu Potsdam bei Berlin (von G. Müller und P. Kempf) veröffentlicht worden sind, photometrische Größen, die bei der Beobachtung der veränderlichen Sterne herangezogen werden können. Dabei bedient man sich der von F. W. A. Argelander (geb. 1799 zu Memel, gest. 1875 zu Bonn) zuerst angewandten Stufenschätzung,[1]) die auf der physiologischen Eigentümlichkeit des menschlichen Auges beruht, die Helligkeit zweier Lichtquellen umso genauer mit einander vergleichen zu können, je geringer ihr Helligkeitsunterschied ist. Man vergleicht dabei den zu beobachtenden veränderlichen Stern mit Nachbarsternen von ungefähr derselben Helligkeit. Erscheinen beide gleich hell oder bald der eine, bald der andere heller, so nennt man sie gleich hell. Erscheinen sie auf den ersten Blick gleich hell, aber findet man beim oftmaligen abwechselnden Betrachten den einen doch etwas heller als den anderen, so sagt man, der erste ist eine Stufe heller als der zweite. Erscheint der eine Stern stets etwas heller als der zweite, so beträgt der Helligkeitsunterschied zwei Stufen. Eine sofort auf den ersten Blick hervortretende Verschiedenheit gilt für drei Stufen, und eine noch auffallendere Differenz für vier Stufen. Noch größere Unterschiede zu schätzen, rät Argelander ab. Bemerkenswert ist, daß die Stufenwerte verschiedener Beobachter gut untereinander übereinstimmen und ungefähr $^1/_{10}$ einer Größenklasse entsprechen. Fast das gesamte Beobachtungsmaterial, das wir über veränderliche Sterne besitzen, beruht auf dieser Methode.

Dabei muß, wie bei allen photometrischen Beobachtungen, auf die Absorption des Lichtes in der Erdatmosphäre Rücksicht genommen werden. Steht ein Stern in der Nähe des Horizontes, so durchläuft das Licht in der Erdatmosphäre einen längeren Weg und erscheint deshalb um 1 bis 2 Größenklassen schwächer als im Zenithe. Der Grad dieser teilweisen Auslöschung des Lichtes, der sogenannten Extinction, für die verschiedenen Zenithdistanzen eines Sternes ist auf Grund ausgedehnter Beobachtungen in eigenen Tabellen zusammengestellt worden.

---

[1]) Schumachers Jahrbuch für 1844.

Auch die Photographie, mit deren Hilfe noch Sterne bis zur 16. Größe erhalten werden können, läßt sich zur Photometrie der Gestirne und insbesondere zur Beobachtung der veränderlichen Sterne verwenden. G. P. Bond[1]) (1825—1865) wies um das Jahr 1857 zuerst darauf hin, daß die Größe der Sternscheibchen auf der photographischen Platte mit der Sternhelligkeit in einem bestimmten Zusammenhange stehe. J. Scheiner[2]) fand 1889 dafür die einfache Beziehung $m = a - bD$; m bedeutet die Größenklasse, D den Durchmesser der Sternscheibchen; a und b sind für eine Aufnahme bestimmte Konstanten.

Genauere Resultate erhält K. Schwarzschild[3]), der die Größenklasse eines Sternes aus dem Schwärzungsgrade der photographischen Sternbilder bestimmt. Die Aufnahme geschieht dabei nicht in der Brennebene des Objektives, sondern außerhalb derselben, wodurch gleich große und scharf begrenzte Scheibchen als Sternbilder erhalten werden.

Photographiert man einen veränderlichen Stern zu verschiedenen Zeiten nebeneinander auf eine einzige Platte bei gleicher Expositionsdauer, so erhält man in Verbindung mit anderen auf der Platte abgebildeten Sternen ein genaues Bild von seinem Lichtwechsel. Freilich stimmen die photographischen Größen, wenn nicht orthochromatische Platten verwendet werden, wegen der verschiedenen Farbenempfindlichkeit der photographischen Platte und des menschlichen Auges im allgemeinen nicht mit dem visuell bestimmten Größen überein. Rote Sterne erscheinen uns heller, blaue schwächer als in der Photographie.

Trägt man auf eine Gerade die Zeit in geeigneter Weise als Länge auf, senkrecht dazu die jeweilige Helligkeit oder Größe des veränderlichen Sternes und verbindet die so erhaltenen Punkte durch eine einzige Kurve, so erhält man die sogenannte Lichtkurve des Veränderlichen.

E. C. Pickering teilt seit 1881 die veränderlichen Sterne, gestützt auf den verschiedenartigen Verlauf ihrer Helligkeitsänderungen in fünf Klassen ein[4]), die jedoch bei der Mannigfaltigkeit der Erscheinungen keineswegs gegeneinander scharf abgegrenzt sind, sondern zahlreiche Übergänge und Unterabteilungen zeigen. Dieses Einteilungssystem bewährte sich deshalb bis heute trotz der Entdeckung vieler Veränderlicher in den letzten Jahren, weil in jeder Klasse der Lichtwechsel den gleichen Ursachen zugeschrieben werden kann, was neben der Übereinstimmung in den Lichtkurven auch dadurch bestätigt wird, daß die den Sternen derselben Klasse zukommenden Farben und vornehmlich ihre Spektra dieselben sind. Die Spektra der Fixsterne überhaupt sind fast durchgängig, wie bei der Sonne, Absorbtionsspektra, d. h. farbige, von dunklen Linien oder Bändern durchzogene Streifen, nach deren verschiedenem Aussehen A. Secchi die Fixsterne in fünf Typen, H. C. Vogel dagegen in drei Klassen einteilte.

---

[1]) Astronom. Nachrichten. Bd. 47—49.
[2]) Astronom. Nachrichten. Bd. 121, 124, 128.
[3]) Publikat. d. v. Kuffnerschen Sternwarte in Wien 1900. 5. Bd.
[4]) Proc. of the Amer. Acad. New-Series. Vol. 8.
Annals of Harvard College Observatory. Vol. 48.

Zur ersten Pickeringschen Klasse der veränderlichen Sterne, den sogenannten neuen Sternen, gehören diejenigen, die am Himmel plötzlich aufleuchten, um nach einiger Zeit entweder völlig zu verschwinden oder als Sterne von sehr geringer Helligkeit zurückzubleiben. Bis jetzt kennt man mit Sicherheit 19 dieser merkwürdigen Himmelskörper. Während ihrer Sichtbarkeit sind sie Änderungen in der Helligkeit und Farbe, verbunden mit Änderungen im Spektrum, ausgesetzt. Die weiße Farbe beim Aufleuchten dieser Sterne geht bei der Lichtabnahme über Gelb in Rot über.

Von den neuen Sternen sind zu erwähnen der Tychonische in der Kassiopeja vom Jahre 1572, die Nova Sarpentarii, entdeckt von Brunowki im Jahre 1604 und die Nova Persei, entdeckt von Anderson im Jahren 1901, die sich dadurch von den übrigen auszeichnen, daß sie im Maximum Sterne der ersten Größenklasse an Helligkeit übertrafen.

Die weitaus meisten der veränderlichen Sterne gehören der zweiten Klasse, dem Miratypus an. Die Periodenlängen, von mehreren Monaten bis zu mehreren Jahren, innerhalb deren sich die Helligkeitsänderungen wiederholen, sind bei demselben Sterne nicht konstant; auch wird dieselbe Helligkeit im Maximum und Minimum nicht immer erreicht. Die Lichtänderungen sind durchwegs sehr groß; sie überschreiten häufig sieben Größenklassen. Die Lichtzunahme erfolgt meistens schneller als die Lichtabnahme. Das Spektrum dieser Sterne, die fast sämtlich von gelber oder rötlicher Färbung sind, enthält zahlreiche Bänder, mitunter auch helle Linien; es gehört zur dritten Vogelschen Spektralklasse.

Der schon erwähnte Haupvertreter dieser Klasse, *o* Ceti oder Mira Ceti, nach dem diese Klasse benannt ist, erstrahlt im Maximum als Stern 1·7 bis 5·0 Größe, verschwindet hierauf für das freie Auge, um nach durchschnittlich 165·8 Tagen im Minimum als ein Stern 8·0 bis 9·5 Größe im Fernrohr sichtbar zu sein. Durch eine der kürzesten Perioden ist der teleskopische Stern *U* Geminorum ausgezeichnet, der in weniger als 20 Tagen von der 13. bis zur 9. Größe anwächst und dann in 60 bis 70 Tagen wieder zum Minimum herabsinkt.

Sterne, in deren nur geringem Lichtwechsel von 0·4 bis 1·0 Größenklassen bis jetzt keinerlei Gesetzmäßigkeiten erkannt wurden, zählt man zur dritten Klasse, dem nach *α* Orionis genannten Oriontypus. Die Farbe dieser zahlreichen Sterne ist rot, wodurch ihre genaue Beobachtung bei der geringen Helligkeitsänderung nur noch erschwert wird.

Außer dem erwähnten Hauptvertreter dieser Klasse mit Lichtschwankungen von nur 0·4 Größenklassen sind noch *α* Herculis mit Lichtschwankungen von 0·8 und *α* Cassiopeiae mit solchen von 0·6 Größenklassen, sowie Herschels „Granatstern", *μ* Cephei, der röteste unter allen am Nordhimmel dem freien Auge sichtbaren Sternen, anzuführen.

Veränderliche Sterne, deren Periode nur wenige Tage oder Stunden beträgt und deren Helligkeit sich beständig ändert, werden in die vierte Klasse, dem nach *β* Lyrae benannten Lyratypus eingereiht. Der Lichtwechsel der bekannten Sterne dieser Klasse erstreckt sich niemals über zwei Größenklassen. Zu den Minimis gesellen sich häufig noch sekundäre Minima hinzu, die zwischen zwei gleichen oder ungleichen Maximis liegen. In den

Spektren dieser Sterne, deren Farbe weiß oder gelb ist, treten gegenüber den Wasserstofflinien einzelne Metallinien hervor.

Nach E. Schönfelds Untersuchungen[1]) ist β Lyrae im Hauptminimum ein Stern der 4·5 Größe. Die Helligkeit wächst dann bis sie in $3^d\ 3{\cdot}3^h$ zum ersten Maximum von der 3·4 Größe gestiegen ist, sinkt hierauf in $3^d\ 5{\cdot}8^h$ zum Nebenminimum von der 3·9 Größe herab, steigt in $3^d\ 2{\cdot}9^h$ zum Maximum der ursprünglichen Größe an und erreicht nach $3^d\ 9{\cdot}8^h$ wieder das Hauptminimum, so daß in $12^d\ 21{\cdot}8^h$ sich der ganze Vorgang abspielt. Bei η Aquilae mit einer Periodendauer von $7^d\ 4^h\ 14{\cdot}0^m$ ist das zweite Maximum nur schwach ausgeprägt; noch schwächer bei δ Cephei mit einer Periodendauer von $5^d\ 8^h\ 47{\cdot}6^m$.

Kurzperiodische Veränderliche, deren Helligkeitsab- und zunahme bei regelmäßigem Verlaufe der Erscheinungen nur auf einen kleinen Teil der ganzen Periode beschränkt ist, während die Helligkeit in der übrigen Zeit konstant bleibt, gehören in die fünfte Klasse. Ihr Hauptvertreter ist β Persei oder Algol. Während längerer Zeit ist er ein Stern der 2·3 Größe. Plötzlich fängt er an schwächer zu werden und sinkt innerhalb $4^h\ 37{\cdot}5^m$ auf die 3·5 Größe herab, steigt dann in derselben Zeit wieder bis zur 2·3 Größe an, die er durch $2^d\ 11^h\ 33{\cdot}9^m$ beibehält, so daß die Länge der Periode $P = 2^d\ 20^h\ 48{\cdot}9^m = 247.734^s$ ist.

Bei Ableitung derartiger kurzer Zeiten aus den Beobachtungen muß besonders darauf geachtet werden, daß infolge der Bewegung der Erde um die Sonne die Entfernung der Erde vom Sterne abwechselnd größer und kleiner wird, wodurch die Erscheinungen wegen der endlichen Geschwindigkeit des Lichtes später oder früher beobachtet werden. Man reduziert deshalb die Zeiten mit Hilfe der sogenannten Lichtgleichung auf den Sonnenmittelpunkt.

Die Perioden der übrigen Algolsterne schwanken zwischen 13^h bei *X* Carinae und 9^d bei *S* Cancri; die Größe der Helligkeitsänderungen zwischen 0·5 bei *U* Scuti und 2·7 Größenklassen bei *W* Delphini. Nur *UZ* Cygni überschreitet diese Grenzen mit einer Periode von 31^d und einer Helligkeitsänderung von 3 Größenklassen. Die beiden Sterne *Y* Cygni und *Z* Herculis sind durch zwei von einander zu unterscheidende Minima ausgezeichnet.

Bei den von E. Hartwig „Antalgolsternen" benannten Veränderlichen wird die durch längere Zeit konstant bleibende Helligkeit durch ein kurz andauerndes regelmäßig wiederkehrendes Maximum unterbrochen. Als solche sind bis jetzt *Y* Lyrae, *UY* Cygni und *RZ* Lyrae erkannt worden.

Die Farbe der Algolsterne, von denen bis jetzt über 30 beobachtet wurden, ist weiß oder gelblich weiß. Ihre Spektra zeigen, soweit sie untersucht sind, breite Wasserstoff- und zarte Metallinien (1. Spektralklasse).

H. C. Vogel und J. Scheiner ist es in den Jahren 1888—1891 am Potsdamer astrophysikalischen Observatorium[2]) gelungen, Verschiebungen dieser Linien im Spektrum Algols nachzuweisen, deren Beträge in genauer

[1]) Astronom. Nachrichten. Bd. 75.
[2]) Publik. des Astrophys. Obs. zu Potsdam. Bd. 7.

Übereinstimmung mit den Lichtänderungen hin- und herschwankten. Daraus konnte nach dem Dopplerschen Prinzipe gefolgert werden, daß Algol seine Entfernung von der Erde und mit Berücksichtigung der bekannten Erdbewegung auch von der Sonne ändere.

Bewegt sich nämlich eine Lichtquelle, die Licht von einer bestimmten Schwingungszahl n aussendet, mit der Geschwindigkeit v vom ruhenden Beobachter weg, so wird ein von ihr ausgehender Impuls für die Wellenbewegung des Äthers nach einer gewissen Zeit T zum Beobachter gelangen. Geht der zweite Impuls von der Lichtquelle aus, so hat sie sich um $\frac{v}{n}$ vom Beobachter entfernt. Der Impuls braucht, um zum Beobachter zu gelangen, die Zeit $T + \frac{v}{nV}$, wenn V die Lichtgeschwindigkeit $= 300.000 \frac{km}{sec}$ bedeutet. Der nächste Impuls kommt erst nach der Zeit $T + 2\frac{v}{nV}$, der n^{ten} nach $T + n\frac{v}{nV}$ zum Beobachter. Die n Impulse, die die Lichtquelle in einer Sekunde aussendet, gelangen daher nicht in 1 Sekunde, sondern erst in $1 + \frac{v}{V}$ Sekunden zum Beobachter; für ihn ist die Schwingungszahl $= \frac{n}{1 + \frac{v}{V}}$.

Die Wellenlänge des Lichtes bei ruhender Lichtquelle ist gegeben durch $\lambda = \frac{V}{n}$, die bei sich entfernender Lichtquelle demnach

$$\lambda_1 = \frac{\frac{V}{n}}{1 + \frac{v}{V}} = \frac{V}{n}\left(1 + \frac{v}{V}\right).$$

Der Unterschied $d\lambda = \lambda_1 - \lambda$ zwischen beiden Wellenlängen ist folglich: $d\lambda = \frac{V}{n}\left(1 + \frac{v}{V}\right) - \frac{V}{n} = \frac{v}{n} = \frac{v}{V}\lambda$, woraus sich schließlich als mathematischer Ausdruck des Dopplerschen[1]) Prinzipes (1841) ergibt:

$$\frac{d\lambda}{\lambda} = \frac{v}{V}. \qquad 3.)$$

Entfernt sich beispielsweise, um zugleich die Geringfügigkeit der Linienverschiebung und die daraus sich ergebende Schwierigkeit der Beobachtungen darzutun, ein Stern mit der großen Geschwindigkeit von $v = 75 \frac{km}{sec}$ von der Erde, so beträgt die Verschiebung der Natriumlinie D mit der mittleren Wellenlänge $589{\cdot}3\ \mu\mu$, die sich in größeren Spektroskopen in zwei Linien D_1 und D_2 mit den Wellenlängen $\lambda_1 = 589{\cdot}61\ \mu\mu$ und $\lambda_2 = 589{\cdot}01\ \mu\mu$ auflöst, $d\lambda = \frac{75}{300.000}\, 589{\cdot}3\ \mu\mu = 0{\cdot}15\ \mu\mu$, also nur $^1/_4$ der Entfernung der beiden Natriumlinien. Die Verschiebung geschieht dabei gegen das rote Ende des Spektrums zu, entsprechend der Vergrößerung der Wellenlänge. Bewegt sich dagegen der Stern auf die Erde zu mit derselben Geschwindigkeit, die wir dann mit negativem Vorzeichen versehen müssen, so wird $d\lambda$ ebenfalls negativ,

[1]) Christian Doppler (1803—1853), Professor der Physik an der Universität in Wien (1850—1853).

die Wellenlänge daher verkleinert. Die Natriumlinie verschiebt sich dann um den berechneten Betrag gegen das violette Ende des Spektrums. Die Messungen dieser Linienverschiebungen geschehen in neuerer Zeit nicht am Spektrum des Sternes im Fernrohr selbst, sondern an Photographien desselben, indem man zugleich ein Spektrum einer ruhenden irdischen Lichtquelle, ein sogenanntes Vergleichsspektrum, mitphotographiert. Unter dem Mikroskope werden dann die Geschwindigkeiten in Kilometern abgelesen.

Sowohl die Tatsache, daß die bis jetzt näher untersuchten Algolsterne zur ersten Spektralklasse gehören, wodurch rasche Veränderungen auf der Oberfläche, die den Lichtwechsel hätten erklären können, ausgeschlossen sind, als auch der Umstand, daß ihre Helligkeitsab- und zunahme bei sehr großer Regelmäßigkeit nur auf einen kleinen Teil ihrer Periode beschränkt ist, führte schon 1873 H. C. Vogel[1]) und 1880 E. C. Pickering[2]) auf die Vermutung, daß die Helligkeitsänderungen durch Vortreten eines dunklen Begleiters, der sich um den Stern in einer durch die Gesichtslinie gehenden oder gegen dieselbe nur wenig geneigten Ebene bewegt, hervorgerufen werden.

Diese Vermutung bestätigten die erwähnten Potsdamer spektroskopischen Beobachtungen. Denn beide, Hauptstern und Begleiter, bewegen sich nach den Gesetzen der Mechanik in Ellipsen um den gemeinschaftlichen Schwerpunkt S. Da der Begleiter, damit er den Hauptstern bemerkbar verdunkeln kann, ziemlich groß sein muß, fällt der Schwerpunkt S nicht in die Nähe des Mittelpunktes des Hauptsternes. Dieser muß sich daher abwechselnd der Erde nähern und von ihr entfernen, wodurch die Linienverschiebungen im Spektrum bewirkt wurden.

Da bei Algol das Helligkeitsminimum genau in der Mitte zwischen Anfang und Ende der Lichtänderung liegt, ist die Geschwindigkeit des Begleiters wenigstens in diesem Teile der Bahn gleichförmig. Daher können wir hier die Bahnen des Hauptsternes und des Begleiters als zwei konzentrische Kreise um S als Mittelpunkt annehmen, deren Radien q und q', wie aus der bekannten Momentengleichung beim Hebelgesetze folgt, miteinander verbunden sind durch die Beziehung

$$Mq = M'q', \qquad 4.)$$

wenn M und M' die Massen des Hauptsternes und des Begleiters bedeuten. Beide befinden sich zu jeder Zeit in der Entfernung $q + q'$ voneinander zu beiden Seiten des Schwerpunktes auf einer Geraden, die sich mit gleichförmiger Geschwindigkeit um den Schwerpunkt S dreht.

Vor einem Minimum entfernt sich der leuchtende Hauptstern vom Beobachter, während er sich darnach ihm nähert. Die bei Algol aus der Verschiebung der Spektrallinien nach obiger Formel 3.) gefundene größte Geschwindigkeit bei der Entfernung ist $v_1 = 39 \frac{km}{sec}$, die bei der Annäherung $v_2 = -47 \frac{km}{sec}$. Dabei ist auf die Bewegung der Erde um ihre Achse und um die Sonne, die für sich auch eine Linienverschiebung hervorrufen würde,

[1]) Newcomb-Engelmann, Populäre Astronomie. 3. Aufl. S. 538.

[2]) Proc. of the Amer. Acad. New-Series. Vol. 8. Aus den Lichterscheinungen allein hatte P. schon damals eine Bahn berechnet.

Rücksicht genommen („Reduktion der beobachteten Geschwindigkeit auf die Sonne“).

Offenbar bewegt sich das ganze Algolsystem, ähnlich wie unser Sonnensystem, im Weltraum fort. Ist die in die Richtung der Sehlinie fallende Geschwindigkeitskomponente dieser Bewegung c, die Geschwindigkeit des Hauptsternes in seiner Bahn v, so ist $v_1 = v + c$ und $v_2 = -v + c$. Daraus ist $v = \frac{v_1 - v_2}{2} = 43 \frac{km}{sec}$ und $c = \frac{v_1 + v_2}{2} = -4 \frac{km}{sec}$; d. h. das Algolsystem bewegt sich auf unser Sonnensystem zu.

Ist P die schon angegebene, in Sekunden ausgedrückte Zeit, innerhalb der sich die Lichtänderungen wiederholen, so ist der Umfang der Kreisbahn des Hauptsternes

$$2 q \pi = v P.$$

Daraus ist mit den oben angegebenen Werten für v und P $q = 1{\cdot}70$ Mill. km.

Bei Annahme gleicher Dichtigkeit des Hauptsternes und seines Begleiters, deren Halbmesser r und r' seien, besteht die Proportion $M : M' = r^3 : r'^3$, woraus nach 4.) folgt:

$$\frac{q}{q'} = \left(\frac{r'}{r}\right)^3. \qquad 5.)$$

Betrachten wir nun die relative Bewegung des Begleiters um den Hauptstern, so wird ersterer um letzteren einen Kreis mit dem Radius $q + q'$ mit gleichförmiger Geschwindigkeit durchlaufen. Sei α der Winkel im Mittelpunkte des Hauptsternes, den der Radiusvektor während der aus den Helligkeitsbeobachtungen bekannten Dauer ($d = 33.300$ Sekunden) des Lichtwechsels überstreicht, so besteht die Proportion $\alpha : 360 = d : P$. Ferner ist genähert $r + r' = (q + q') \sin \frac{\alpha}{2}$ und mit Berücksichtigung der soeben gefundenen Beziehung

$$r + r' = (q + q') \sin \frac{180\, d}{P}. \qquad 6.)$$

Nehmen wir an, daß die Algoloberfläche gleich viel Licht in allen ihren Teilen ausstrahlt und ist J die Helligkeit der Flächeneinheit, so ist die Helligkeit im Minimum, wenn der dunkle Begleiter vor Algol steht,

$$H' = (r^2 - r'^2)\, \pi J;$$

im Maximum dagegen $H = r^2 \pi J$. Das Verhältnis der beiden Helligkeiten somit

$$\frac{H}{H'} = \frac{1}{1 - \left(\frac{r'}{r}\right)^2}.$$

Nach Formel 1.) ist daher der in Größenklassen beobachtete Helligkeitsunterschied im Maximum und Minimum

$$\Delta m = 1{\cdot}2 = 2{\cdot}5 \log \frac{1}{1 - \left(\frac{r'}{r}\right)^2}. \qquad 7.)$$

Aus den drei Gleichungen 5.), 6.), 7.) können nur die drei Unbekannten q', r und r' berechnet werden.

Man findet so

$$q' = 3{\cdot}10 \text{ Mill. } km,$$
$$r = 1{\cdot}08 \quad \text{„} \quad \text{„}$$
$$r' = 0{\cdot}89 \quad \text{„} \quad \text{„}$$

Verglichen mit Dimensionen in unserem Sonnensysteme, ist der Radius a der Kreisbahn des Begleiters um Algol ungefähr $^1/_{12}$ des Merkurbahnhalbmessers; der Radius Algols ca. 3 mal, der des Begleiters ca. 2·5 mal so groß als der unserer Sonne ($\varrho = 695{\cdot}540\ km$).

Zur Bestimmung der Massen dient das Newtonsche Gravitationsgesetz, nach dem beide Körper einander mit einer Kraft anziehen, die durch $\frac{\varkappa M M'}{a^2}$ gegeben ist. Daher ist $\varkappa \frac{M}{a^2}$ die Beschleunigung, welche der Hauptstern jeder Masseneinheit des Begleiters, und $\varkappa \frac{M'}{a^2}$ die Beschleunigung, welche der Begleiter jeder Masseneinheit des Hauptsternes erteilt. Denkt man sich den Hauptstern ruhend, so erhält man die Masseneinheit des Begleiters die Summe dieser Beschleunigungen $\varkappa \frac{M + M'}{a^2}$. Diese muß gleich der Zentrifugalbeschleunigung $\frac{4 a \pi^2}{P^2}$ sein. Daraus findet man

$$M + M' = \frac{4\pi^2}{\varkappa} \frac{a^3}{P^2}.$$

Dieselbe Beziehung gilt auch in unserem Sonnensysteme für die Sonne, deren Masse wir als Einheit annehmen und irgendeinen Planeten, beispielsweise unsere Erde mit der Masse $m = \frac{1}{333.400}$, der Umlaufszeit $T = 365{\cdot}25636^d$, der mittleren Entfernung von der Sonne $R = 149{\cdot}5$ Mill. km: $1 + m = \frac{4\pi^2}{\varkappa} \frac{R^3}{T^2}$.

Durch Division beider Beziehungen fällt $\frac{4\pi^2}{\varkappa}$ heraus, und wir erhalten die Summe beider Massen, ausgedrückt in Einheiten der Sonnenmasse, 0·54.

Aus der schon oben benützten Proportion $M : M' = r^3 : r'^3$ findet man die Massen der einzelnen Körper 0·35 und 0·19. Schließlich ist die Dichte der beiden Körper $D = \frac{M + M'}{\frac{4}{3}(r^3 + r'^3)\pi}$; die Dichte unserer Sonne $d = \frac{1}{\frac{4}{3}\varrho^3 \pi}$.

Daher $D : d = \frac{M + M'}{r^3 + r'^3} : \frac{1}{\varrho^3}$, woraus folgt: $D = \frac{M + M'}{r^3 + r'^3} \varrho^3\, d = 0{\cdot}092\, d$.

Die Dichte Algols und seines Begleiters ist demnach ungefähr $^1/_{10}$ der Sonnendichte, also sehr gering.

Ist die Bahn Algols um den Schwerpunkt ein Kreis, so entspricht die jeweilige Größe der Linienverschiebung den Geschwindigkeiten bei einer schwingenden Bewegung, die entsteht, wenn die gleichförmige Bewegung eines Körpers in einem Kreise auf einen Durchmesser projiziert wird. Ist die Bahn eine Elipse, so treten in den Beträgen der Linienverschiebungen Abweichungen davon auf, aus denen dann auch die Exzentrizität sich rechnen läßt.

Aus den über einen Zeitraum von über zwei Jahrhunderten sich erstreckenden Beobachtungen Algols, ergeben sich säkulare Schwankungen der Periodenlänge von einigen Sekunden, zu deren Erklärung S. C. Chandler[1]) einen dritten Körper in der Nähe annahm, der störend auf die Bewegung

[1]) Astronom. Nachrichten. Bd. 153.

der beiden einwirkt. F. Tisserand hingegen sucht diese Erscheinung durch eine Abplattung des Hauptsternes, die bei der geringen gegenseitigen Entfernung sehr wahrscheinlich ist, zu erklären. Dies hätte nämlich eine Drehung der großen Achse der elliptischen Bahn zur Folge.[1])

Wäre der Begleiter nicht dunkel, wie oben angenommen, so müßten die Linien im Spektrum sich zeitweise spalten, wenn der eine Stern sich dem Beobachter nähert, der andere sich von ihm entfernt. Außerdem müßten zwei Minima auftreten, weil dann auch der Begleiter vom Hauptstern verdunkelt wird, wie es bei den schon erwähnten Sternen *Y* Cigni und *Z* Herculis der Fall ist. Bei ihnen ist die Zeit von einem Hauptminimum bis zum nächsten Nebenminimum nicht gleich der Zeit von einem Nebenminimum bis zum nächsten Hauptminimum, eine Folge der Exzentrizität der Bahn, die aus dieser Erscheinung auch berechenbar ist.

Auch bei einigen Sternen des Lyratypus ist das Vorhandensein eines Begleiters durch spektroskopische Beobachtungen Pickering (1892) nachgewiesen worden. Da aber die Helligkeit dieser Sterne sich beständig ändert und das Minimum nach den Untersuchungen A. Belopolskys (1893) in Pulkowa und H. C. Vogels (1894) nicht in dem Momente eintritt, in dem die Geschwindigkeit der Sterne in der Sehlinie Null ist, so kann der Lichtwechsel nicht durch Vortreten des Begleiters bewirkt werden, sondern wahrscheinlich durch Gezeiten, die in der Atmosphäre des Hauptsternes durch den Begleiter hervorgerufen werden. Zur Zeit der Flut, die ähnlich wie auf unserer Erde nicht mit der Kulmination des Begleiters ihr Maximum erreicht, wird die Höhe der Atmosphäre und damit auch die Lichtabsorption vergrößert, zur Zeit der Ebbe dagegen verringert. (W. Klinkerfueß, J. Wilsing[2]).

Die Helligkeitsänderungen der Sterne vom Myratypus beruhen allem Anscheine nach auf periodischen, ausgedehnten Fleckenbildungen auf ihrer Oberfläche. Dafür spricht vor Allem die Tatsache, daß die Farbe dieser Sterne gelb oder rötlich ist und ihr Spektrum, das nicht aus einzelnen Linien, sondern aus zahreichen, einseitig verwaschenen Bändern besteht, große Ähnlichkeit mit dem der Sonnenflecken besitzt. Diese Annahme wäre bewiesen, wenn es gelänge, die mit der Intensität der Fleckenbildung notwendig einhergehenden Veränderungen im Spektrum nachzuweisen. Derartige spektroskopische Beobachtungen sind aber wegen der geringen Helligkeit dieser Sterne im Minimum mit den heutigen optischen Hilfsmitteln sehr schwer ausführbar.

Die in ihrer Abkühlung weiter vorgeschrittenen roten Sterne sind offenbar größeren und länger andauernden Fleckenbildungen ausgesetzt als die gelben. Diese Annahme erklärt daher leicht den beobachteten Zusammenhang der Farbe mit der Periodenlänge.

Die Erscheinungen bei roten veränderlichen Sternen mit kurzer Periode könnten noch durch das Bestehen fester, ständiger Schlackenfelder auf der Licht aussendenden Oberfläche erklärt werden (Zöllnersche Schlackentheorie); ferner ist noch die Hypothese beachtenswert, wonach die Gestalt einzelner

---

[1]) Comptens rendus. 1895.

[2]) Astronom. Nachrichten. Bd. 124.

veränderlicher Sterne von Rotationskörpern abweiche.[1]) In beiden Fällen zeigt der Stern bei seiner Rotation der Erde bald eine größere, bald eine kleinere leuchtende Fläche und sendet dabei derselben bald mehr, bald weniger Licht zu.

Zur Erklärung der ganz unregelmäßigen Lichterscheinungen bei der dritten Klasse der veränderlichen Sterne muß man wahrscheinlich eine Kombination solcher Hypothesen heranziehen. Auch durch die spektroskopischen Beobachtungen wurden bis jetzt keine bemerkenswerten Anhaltspunkte gewonnen.

Aus den Erscheinungen beim Aufleuchten der neuen Sterne geht zweifellos hervor, daß sie durch ein plötzlich eintretendes Ereignis in einen hohen Glühzustand versetzt werden. Nach der Hypothese von H. Seeliger in München[2]), die auch die spektroskopischen Beobachtungen am ungezwungensten zu erklären scheint, dringt ein dunkler oder schwach leuchtender Körper in ein wolkenartiges Gebilde von dünn verteilter Materie ein. Ähnlich, wie beim Eindringen von Sternschuppen in die Erdatmosphäre, leuchtet der Körper plötzlich auf, um dann nach dem Austreten aus der Wolke ziemlich schnell wieder an Helligkeit abzunehmen. Eine große Stütze fand diese Hypothese in der Tatsache, daß ausgedehnte Nebelmassen um neue Sterne durch photographische Aufnahmen nachgewiesen wurden (M. Wolf in Heidelberg 1901).

Ständen uns photometrische Beobachtungen von größerer Genauigkeit über einen Zeitraum von mehreren Jahrhunderten zur Verfügung, so würde sich wahrscheinlich ergeben, daß jeder Fixstern seine Helligkeit ändere, weil ein Stillstand in dem Entwicklungsprozesse eines Weltkörpers nicht wohl denkbar ist, und die Veränderungen auf demselben sich durch ein Anwachsen oder eine Verminderung der Leuchtkraft offenbaren muß. Es seien hier nur zwei Fälle derartiger säkularer Helligkeitsänderungen angeführt, die Anspruch auf einige Zuverlässigkeit erheben können.

Unser jetziger Polarstern (α Ursae minoris) war im Altertum ein Stern der dritten und β Ursae minoris ein solcher der zweiten Größe. Jetzt sind beide gleich hell von der zweiten Größe.

α Andromedae und γ Pegasi werden von Ptolemäus als gleich hell angegen, während jetzt ersterer Stern um eine Größenklasse heller ist, als letzterer. (Tupmann, Observatory XXV. 54.)

Dr. August Mader.

---

[1]) Daß dreiachsige Ellipsiode Gleichgewichtsfiguren rotierender Körper sein können, hat zuerst Jacobi bemerkt (Ges. Werke. Bd. 2) und wurde von G. H. Darwin und Poincaré genauer untersucht.

[2]) Astronom. Nachrichten. Bd. 130.