Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft
Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft
Band: 36 (1978)
Heft: 164

Artikel: Sternspektroskopie
Autor: Pollmann, E.
DOI: https://doi.org/10.5169/seals-899471

Nutzungsbedingungen
Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Mehr erfahren

Conditions d'utilisation
L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. En savoir plus

Terms of use
The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. Find out more

Download PDF: 17.07.2025

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, https://www.e-periodica.ch

Sternspektroskopie

von E. POLLMANN, Leverkusen

Das Aufnehmen und Auswerten von Sternspektren ist eine der vielseitigsten und interessantesten Aufgaben, die sich der ernsthafte Astroamateur stellen kann. Um so mehr ist es unverständlich, dass die spektroskopische Beobachtung in der Vergangenheit bei den Amateuren so wenig Beachtung gefunden hat. Zwar sind in der letzten Zeit einige interessante Veröffentlichungen erschienen, zum richtigen Durchbruch der Sternspektroskopie ist es bislang nicht gekommen. In diesem Kapitel soll nun der Versuch gemacht werden, Vorurteile hinsichtlich übermässigen physikalischen Grundwissens, zu hoher Anschaffungskosten sowie gesteigerten Bastlergeschicks u. a. abzubauen helfen.

Die Sternspektren bestehen aus einem kontinuierlichen Spektrum mit einer Vielzahl dunkler Linien, den sogenannten Fraunhoferschen-Absorptionslinien. Um diese Linien auf einem Film oder einer Platte sichtbar werden zu lassen, bedient man sich eines Spektralapparates, in dem das eintretende Sternlicht fächerförmig ausgebreitet wird. Bringt man vor das Objektiv einer Kleinbildkamera ein Prisma geeigneter Dispersion (Farbenzerlegung) an, so entsteht in der Brennebene ein fadenförmiges Spektrum des eingestellten Sterns. Eine solche Anordnung wird mit Objektivprismenspektrograph bezeichnet. Sternwarten besitzen normalerweise Fernrohre mit langen Brennweiten und grossen Objektivdurchmessern. Hier ist schon aufgrund des Gewichtes ein Prisma mit kleinem brechenden Winkel notwendig. Bei den für Amateure sinnvollen Grössenordnungen ist dagegen ein Prisma mit relativ grossem brechenden Winkel erforderlich. Hier stellt sich schon die Frage nach der Brennweite des Objektivs, dessen Öffnungsverhältnis, und den Daten für das dem Objektiv optimal angepassten Prisma. Darauf wird später an anderer Stelle näher eingegangen. Abhängig von der Glassorte des Prismas, seinem brechenden Winkel e sowie seines mittleren Brechungsexponenten, wird das parallel zur Basisfläche des Prismas einfallende Sternlicht mehr oder weniger stark gebrochen. Fällt nun das Sternenlicht unter dem Winkel α auf das Prisma (Fig. 1), so sind die Brechungswinkel für die einzelnen Farben verschieden. Der Brechungsexponent für eine einzelne Farbe errechnet sich aus

$$\frac{\sin \alpha}{\sin \beta}$$

Die Ablenkung, die der Strahl beim Durchgang durch das Prisma erfährt, erreicht ihren kleinsten Wert, wenn er das Prisma symetrisch durchsetzt. In dieser Einstellung ist dann der Einfallswinkel gleich dem Ausfallswinkel, und das Prisma befindet sich im Minimum der Ablenkung. Spektralaufnahmen sollten grundsätzlich im Minimum der Ablenkung durchgeführt werden, weil dann das Prisma voll ausgeleuchtet ist, und damit das spektrale Auflösevermögen optimal wird. Die Dispersion eines Spektrographen gibt für die verschiedenen Wellenlängen an, wieviel Ångströmeinheiten (Mass für die Wellenlänge, 1 Å = 10^{-8} cm) auf 1 mm Spektrum fallen, und nimmt mit dem Dispersionsvermögen des Glases und dem brechenden Winkel e des Prismas zu. Wegen des begrenzten Auflösevermögens der hochempfindlichen Fotoemulsionen sollte sie nicht grösser sein als unbedingt notwendig. Um übermässig grosse Reflexionsverluste zu vermeiden, sollte auch der brechende Winkel 60° nicht überschreiten. Mit folgender Formel lässt sich der Brechungswinkel δ (Fig. 2) im Minimum der Ablenkung für eine bestimmte Wellenlänge λ und dem entsprechenden Brechungsindex η der verwendeten Glassorte errechnen:

$$\eta = \frac{\sin \frac{\delta + e}{2}}{\sin \frac{e}{2}}$$

Die Länge des Spektrums in der Filmebene für zwei definierte Wellenlängen ergibt sich aus der Differenz der beiden Ablenkungswinkel und dem Abstand des Objektivprismas zur Filmebene, wobei die Länge des Spektrums sich proportional zur Brennweite des Objektivs verhält. Das Auflösungsvermögen eines Spektrographen kann verstanden werden, als die Wellenlängendifferenz zweier Linien, die gerade noch voneinander getrennt sind, und ist definiert durch den Quotienten $\lambda/\Delta\lambda$. In der folgenden Tabelle sind für die Prismenglasarten Bor BK1 bzw. Flint F_3 und einer Objektivbrennweite von 100 mm die Spektrenlängen aufgeführt.

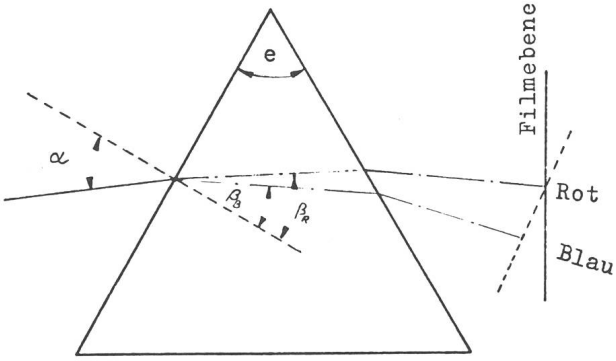


Fig. 1: Farbenzerlegung im Prisma.

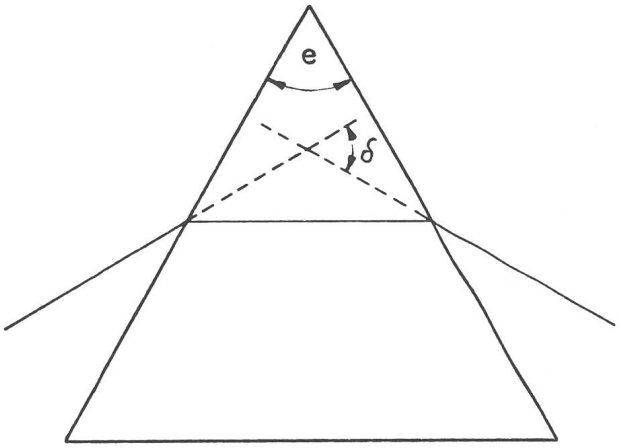


Fig. 2: Minimum der Ablenkung.

Glasart	Brechender Winkel	Spektrenlänge
Bor-Kron	30°	0,472 mm
BK 1	45°	0,798
$\eta = 1{,}51$	60°	1,308
Flint	30°	1,025
F_3	45°	1,480
$\eta = 1{,}62$	60°	3,154

η = Brechungsindex Für λ = 4861 Å.

Welche Objektive können für die Sternspektroskopie Verwendung finden? Aus Bild 1 geht hervor, dass die blauen Strahlen stärker gebrochen werden als die roten, und hier wird bereits eines der schwierigsten Probleme bei der Auswahl eines geeigneten Objektivs deutlich. Die meisten handelsüblichen Teleobjektive sind nicht völlig frei von chromatischer Abberation und werden somit beim Einsatz in der Spektroskopie nur einen relativ engen Spektralbereich scharf in der Filmebene abbilden können, der in den meisten Fällen etwa zwischen 4800 Å und 3900 Å (H_β — $H\zeta$) liegt. Das Spektrum wird also im Prismenspektrographen in einer zur optischen Achse geneigten Ebene abgebildet. Der Fehler macht sich um so weniger bemerkbar, je stärker das Objektiv abgeblendet wird, da die Farbzerlegung besonders durch die Randstrahlen hervorgerufen wird. Es können also demzufolge nur gute achromatische Objektive zum Einsatz kommen. Trotzdem wird man in der Regel immer mit einem gewissen Rest chromatischer Fokusdifferenzen zu rechnen haben. Bei Aufnahmen, in denen nur eng begrenzte Spektralbereiche erfasst werden sollen, wird man sich mit diesen optischen Gegebenheiten leicht abfinden können; im Falle gehobener Ansprüche bietet sich hier allerdings dem geschickten Bastler unter den Amateurastronomen die Möglichkeit, sich ein Kameragehäuse selber zu bauen, in dem der Film der Fokusdifferenz des Objektives entsprechend auf einer zur optischen Achse geneigten Ebene geführt wird. Der erforderliche Winkel zwischen dieser schiefen Ebene und der optischen Achse ist am sinnvollsten experimentell durch Versuchsaufnahmen zu ermitteln.

Nach meinen Erfahrungen wird man mit Objektiven von etwa 135 bis 300 mm Brennweite und Öffnungsverhältnissen von 1:2,8 bis 1:5 recht brauchbare Spektren erhalten, wobei mit den Kodakfilmen 103a-O oder 103a-F die erforderlichen Belichtungszeiten für Sterne 5. Grösse bei gutem Himmel bei etwa 30 bis 40 Minuten liegen. Die erforderliche Kantenlänge des Prismas muss stets der Objektivöffnung angepasst sein, um diese auch voll auszuleuchten (vgl. Fig. 3). Mit bekanntem Brechungsindex η und Ablenkungswinkel δ lassen sich diese Masse auch graphisch ermitteln.

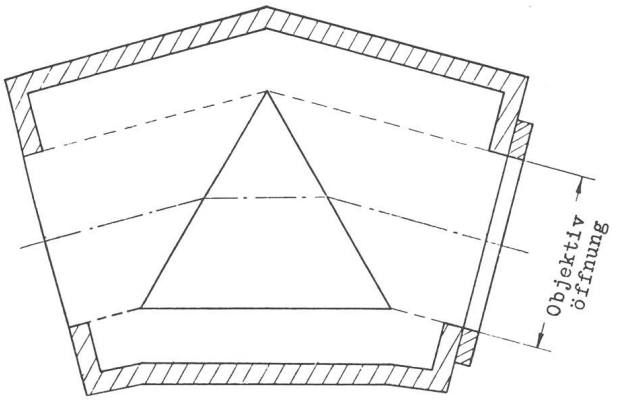


Fig. 3: Prismengehäuse.

Die Anbringung des Prismas vor das Objektiv geschieht am zweckmässigsten in einem Holzkasten. Es wird im Minimum der Ablenkung auf dessen Grundplatte aufgeklebt. Auf die Lichteintrittsfläche kann dann ein passender Objektivfilterring aufgeklebt werden, mit dem das Holzgehäuse vor das Objektiv geschraubt wird. Selbstverständlich sollte das Gehäuse zur Vermeidung von Streulicht innen mattschwarz lackiert sein. Die brechende Kante des Prismas muss so orientiert sein, dass sie parallel zur täglichen Bewegung der Sterne zu liegen kommt. Die Einstellung des Prismas in das Minimum der Ablenkung gilt gemäss den obigen Ausführungen streng genommen nur für eine einzige Farbe des Lichtes. Sie kann in der Weise vorgenommen werden, dass man beispielsweise in ausreichender Entfernung eine Strassenlaterne anvisiert und dabei das Prisma so lange dreht, bis das Laternenspektrum langsam in die Mattscheibe des Kamerasuchers hineinläuft bis zu einem Punkt, wo es umkehrt und wieder herausläuft. Diese relativ grobe Einstellung des Ablenkungsminimums über den Umkehrpunkt wird den praktischen Ansprüchen des Amateurs jedoch voll genügen.

Das zunächst noch fadenförmige Sternspektrum steht nun senkrecht zur Rektaszension. Um die feinen Linien photographisch sichtbar werden zu lassen, muss dieser Spektralfaden um einen bestimmten Betrag verbreitert werden. Während bei normalen Sternfeldaufnahmen das Fernrohr gleichmässig exakt nachgeführt werden muss, wird bei der Aufnahme eines Spektrums die Nachführung intervallweise betätigt. Das heisst, sie wird für einige Sekunden ausgeschaltet, um danach den Leitstern von Hand oder mit der elektrischen Feinbewegung wieder in die Ausgangsposition ins Fadenkreuz des Okulars zu bringen. Er wird also mit einer Amplitude bestimmter Grösse zwischen zwei Fäden im Okular pendeln. Die Grösse b dieser Amplitude errechnet sich aus dem Abstand a der Fäden, den Brennweiten F des Leitfernrohres und f der Spektrographenoptik nach folgender Formel:

$$b = a \frac{f}{F}$$

Je kleiner diese Amplitude gehalten wird, desto geringer wird die erforderliche Belichtungszeit. Die Spektrenbreite in der Filmebene sollte den Wert von 0,3 bis 0,4 mm nicht unterschreiten, da sonst die Filmkörnung eine sichere Linienidentifizierung z. B. unter dem Mikroskop problematisch macht.

Dem Spektroskopiker werden beim Auswerten seiner Aufnahmen zwei Erscheinungen nicht entgehen:

— erstens wird er feststellen, dass die Linien der Spektren der Randsterne, die ausserhalb der Filmmitte mitaufgenommen werden, nicht genau senkrecht zur Deklinationsrichtung, sondern mehr oder weniger schief dazu abgebildet sind. Die Ursache dafür ist, dass die Bewegungsrichtung der Pendelamplitude bei den Randsternen nicht parallel zur Tangente ihres Stundenkreises verläuft und eben nur für den eingestellten Stern in der Filmmitte gegeben ist;

— zweitens wird er bemerken, dass die Spektren in verschiedenen Zonen der Filmebene keine einheitliche Dispersion aufweisen. Man wird sich hier an das eingangs Gesagte bezüglich der Farbzerlegung im Prisma erinnern. Das Ablenkungsminimum (Einfallswinkel gleich Ausfallswinkel) ist auch hier eben nur für den in der Filmmitte eingestellten Stern gegeben, und sämtliche Sterne mit einem davon abweichenden Einfallwinkel sind entsprechend einem anderen Dispersionsverhalten des Prismas ausgesetzt. Diese zwei Störquellen kann man einfach umgehen, wenn man sich bei der Spektroskopie nur mit der Aufnahme eines einzelnen Sterns zufrieden gibt.

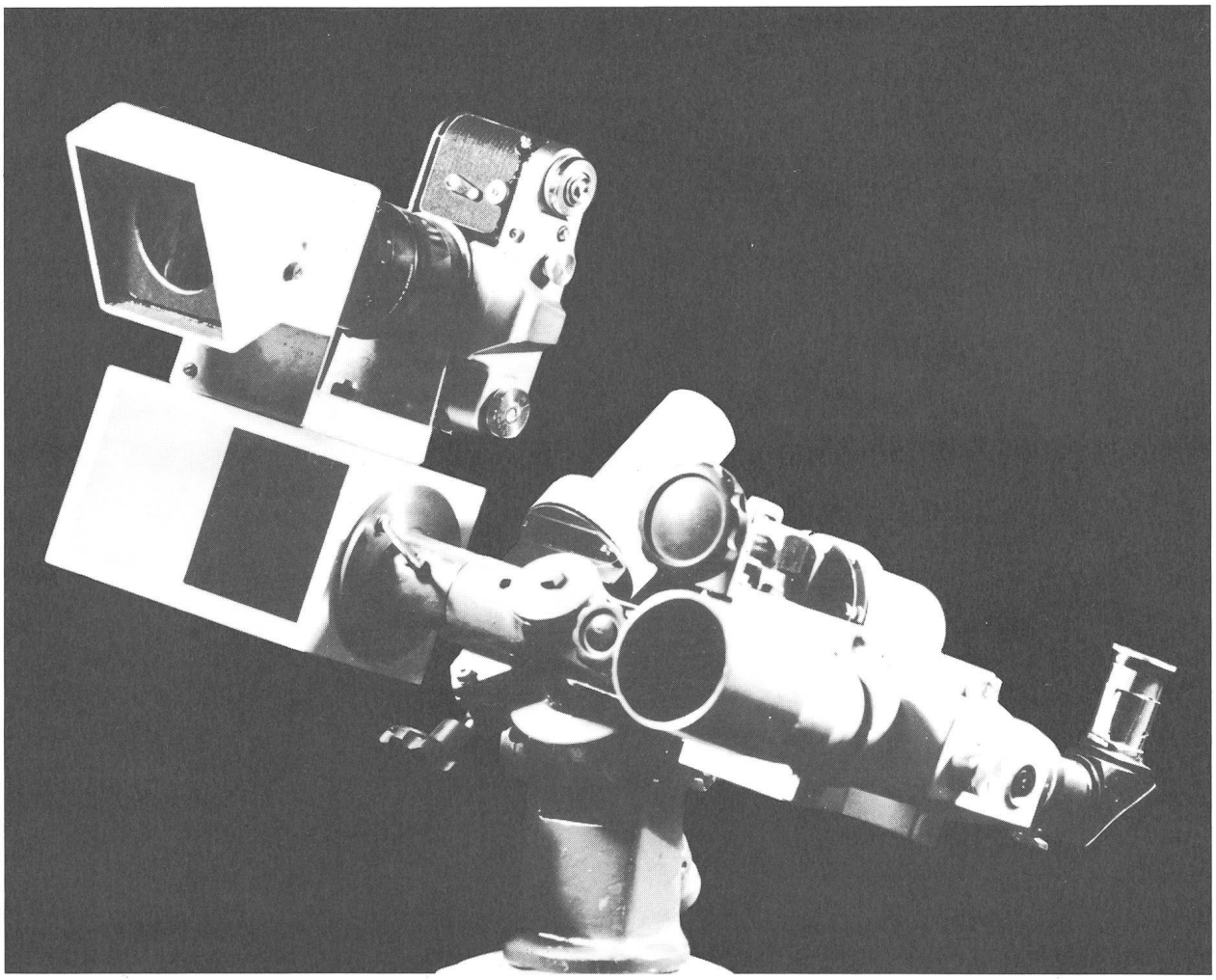
Die Linien im Sternspektrum sind charakteristisch für die im Stern vorhandenen Elemente. Ihre Wellenlängen lassen sich nach bestimmten Serien ordnen; z. B. die sogenannte Balmerserie des Wasserstoffs. Ihre Entstehung kann vereinfacht folgendermassen verstanden werden: die Elektronen eines Atoms befinden sich normalerweise im energieärmsten Grundzustand und können durch Aufnahme von Energie in einen angeregten Zustand höherer Energie übergehen, sind dort aber nicht stabil und fallen sofort wieder auf niedere Energiestufen zurück. Hierbei wird die entsprechende Energiedifferenz als Licht in Form einer Emissionslinie frei. Den Vorgang muss man sich beim Auftreten von Absorptionslinien in umgekehrtem Ablauf vorstellen. Man kann deshalb über die verschiedenen Frequenzen der Linien auf die Energiezustände der Sternatmosphäre schliessen.

Zum Ausmessen von Objektivprismenspektren kommen eigentlich nur drei gebräuchliche Verfahren in Frage:

1. Die Projektionsmethode:
hier wird mit einem Diaprojektor oder photographischen Vergrösserungsgerät das Sternspektrum an die Wand bzw. auf den Kopiertisch projiziert und mit einer Schieblehre vermessen.

2. Die Auswertung mit dem Mikroskop und Mikrometerschlitten:
mit diesem Verfahren wird eine weit höhere Messgenauigkeit erzielt als mit der Projektionsmethode. Die auszumessenden Spektrallinien werden mit dem Fadenkreuz des Messokulars mittels Schlitten zur Deckung gebracht und ihre Distanzen an der Messuhr mit einer Ablesegenauigkeit von 1/100 mm bestimmt. Fig. 4 zeigt ein selbstgebautes Instrument dieser Bauart, mit dem sehr zufriedenstellende Ergebnisse erhalten wurden.

Beiden Verfahren gemeinsam ist die Ableitung der Be-



Spektrograph als Gegengewicht an der Deklinationsachse eines transportablen 240-mm-Teleskopes montiert: KB-Kamera mit 135 mm (1:3,5) Objektiv mit vorgesetztem 60°-Kronglasprisma. Erbauer: E. Pollmann.

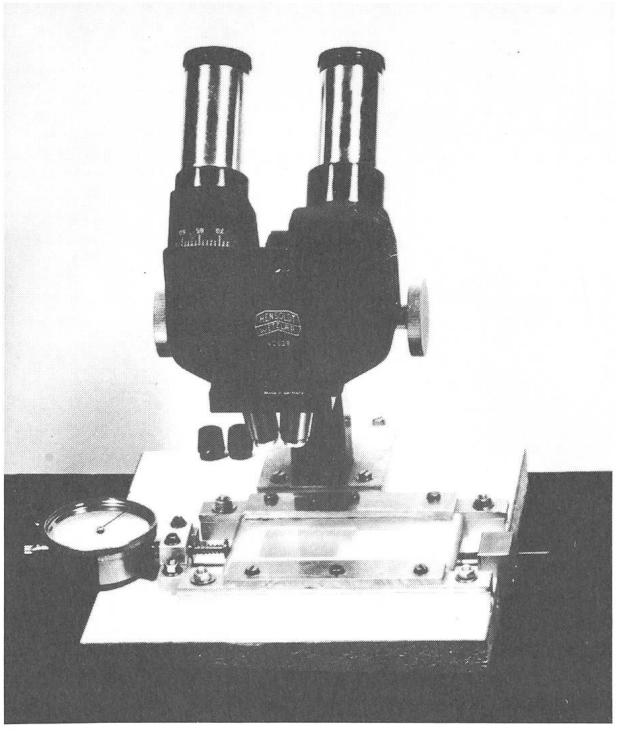


Fig. 4: Gerät zur Mikrometervermessung.

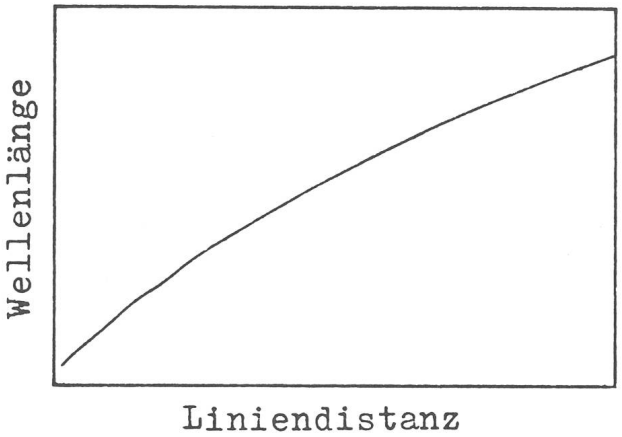


Fig. 5: Dispersionskurve eines Prismas.

ziehung zwischen der Wellenlänge der Spektrallinien und ihrer Lage im Spektrum über die Dispersionskurve des Prismas (Fig. 5) mit einer Aufnahme des Spektrums eines A-Sterns, dessen ausgeprägte Wasserstofflinien das ermöglichen. Als Nullpunkt wählt man die erste Linie Hα und misst von ihr aus den Abstand der übrigen Linien. Die Distanzen der Wasserstofflinien werden auf der Abszisse gegen ihre entsprechenden Wellenlängen auf der Ordinate aufgetragen. Die Kurve wird zunächst einen gekrümmten Verlauf annehmen, um über Hζ hinaus in den Proportionalitätsbereich zwischen Wellenlänge und Liniendistanz überzugehen. Bei der Darstellung der Dispersionskurve sollte der Abbildungsmaßstab nicht zu klein gewählt werden, um eine möglichst hohe Ablesegenauigkeit zu erreichen.

3. Die photometrische Registrierung:
von allen drei hier beschriebenen Verfahren stellt die photometrische Registrierung die einzig objektivierbare Methode dar und soll darum hier etwas ausführlicher beschrieben werden: das Filmnegativ des Sternspektrums wird wiederum mit einem normalen Vergrösserungsgerät senkrecht nach unten auf einen Fotowiderstand eines Photometerschlittens projiziert. Der Widerstand ist in einem lichtdichten Gehäuse untergebracht, dessen obere Lichteintrittsfläche mit einem Spalt von 0,1 mm Breite und 2 mm Höhe versehen ist. Die Spaltbreite lässt sich durch Aufkleben zweier dünner mattschwarz lackierter Aluminiumfolien und einer Rasierklinge leicht einstellen. Es ist darauf zu achten, dass das Widerstandsgehäuse auf dem Photometerschlitten eine wackelfreie saubere Seitenführung besitzt. Mit einem Wechselstromsynchronmotor und Untersetzungsgetriebe wird nun der Photometerschlitten mit einer gleichförmigen und vor allem reproduzierbaren Geschwindigkeit von ca. 0,6 mm/Min. über eine Feingewindestange angetrieben und über die gesamte Spektrenlänge hinweggefahren. In Bild 6 ist ein Photometerschlitten der hier beschriebenen Bauweise dargestellt, mit dem eine gesamte Spektrenlänge von 100 mm durchfahren werden kann. Der Fotowiderstand wird mit einer konstanten Gleichspannung von etwa 100 V versorgt, wobei die an ihm abfallende Teilspannung in der Grössenordnung von 5—20 mV zur Registrierung direkt auf einen Kompensationsschreiber mit gleichmässigem Papiervorschub gegeben werden kann. Mit einer solchen Einrichtung wird man nun einen Regi-

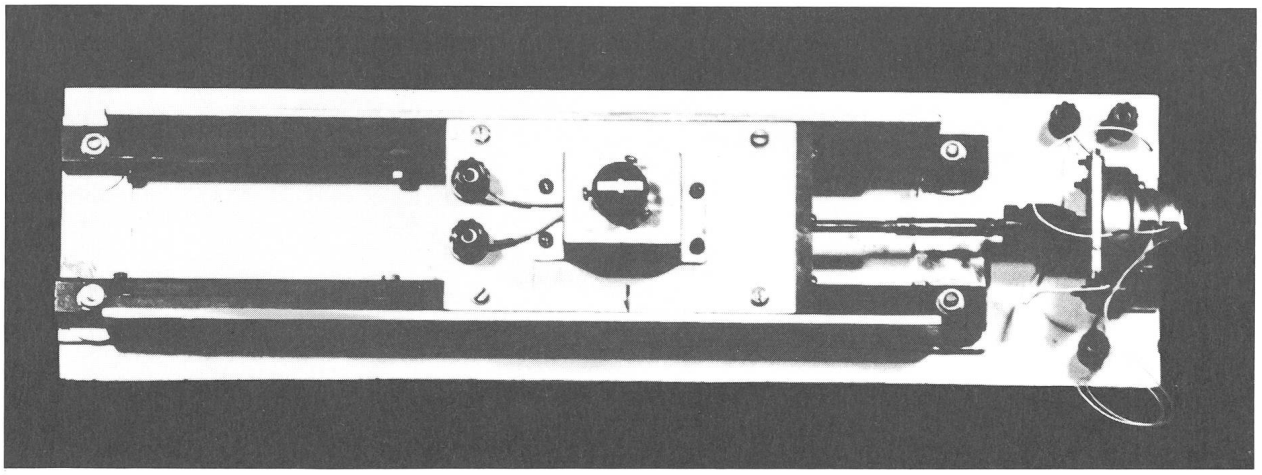


Fig. 6: Photometerschlitten.

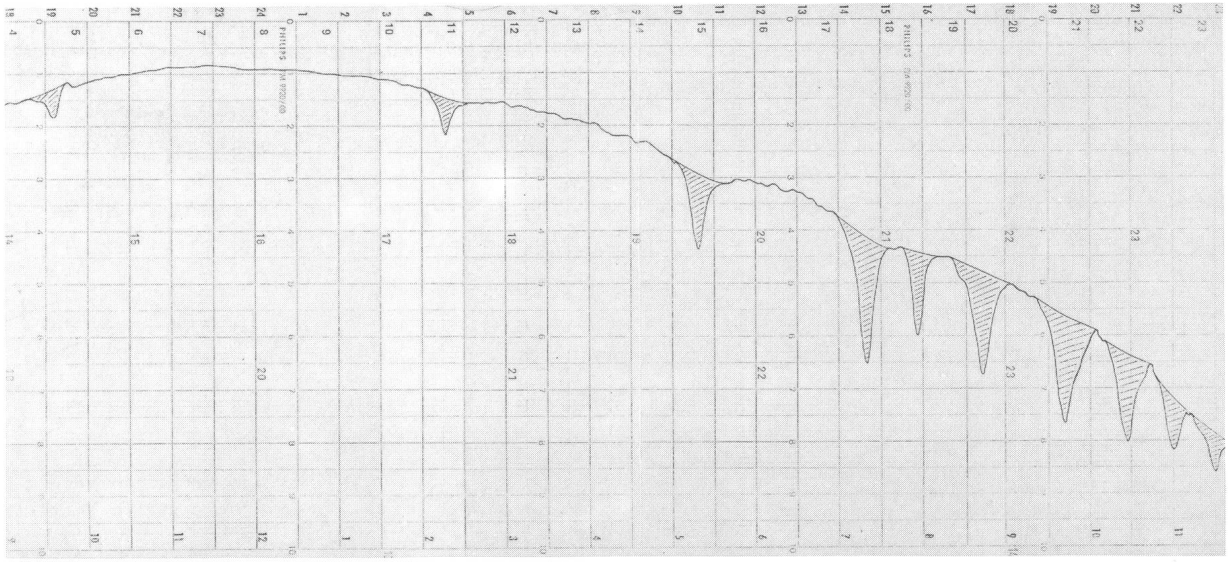


Fig. 7: Photometrisches Spektrum, Aql (A7).

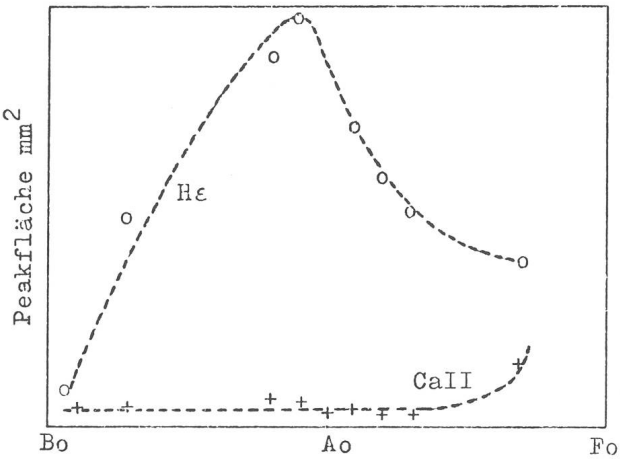


Fig. 8: Zusammenhang zwischen Linienintegral und Spektraltyp.

strierstreifen mit einer mehr oder weniger grossen Anzahl von Absorptionspeaks des photographischen Spektrums erhalten.

Zum Zweck der Peakidentifizierung photometriert man in Anlehnung an die beiden ersten Verfahren zweckmässigerweise das Spektrum eines Sterns vom Spektraltyp A. Den Registrierstreifen dieses Eichsterns bringt man mit dem des zu untersuchenden Sterns zur Deckung und fixiert darin die Positionen der Wasserstoffpeaks. Durch Extrapolation können dann die Wellenlängen der interessierenden Absorptionslinien bestimmt werden. Ein Beispiel der photometrischen Registrierung eines Sterns vom Spektraltyp A7 (αAql) zeigt Fig. 7. Mit dem hier beschriebenen Auswertverfahren bieten sich einige Untersuchungsmöglichkeiten eines Sternspektrums an. Linienverbreiterung- oder auch -aufspaltung durch Dopplereffekt, die mit der Projektions- und Mikrometermethode wohl auch festgestellt werden können, sind bei photometrischer Vermessung sehr viel anschaulicher und vor allem objektiver darzustellen. Desweiteren lassen sich sehr aufschlussreiche Linienintensitätsbetrachtungen in Abhängigkeit vom Spektraltypus bei gleicher Leuchtkraftklasse durchführen. Die Fläche unter einem Absorptionspeak ist ein Mass für die Intensität der entsprechenden Absorptionslinie. Sie wird durch Planimetrieren des Kurvenverlaufs gemessen, wobei die Basislinie die Verbindung des beiderseits angrenzenden Kontinuums darstellt. Trägt man die vom Kurvenverlauf der Linien Hε und Ca II (K) umschlossene Fläche gegen den Spektraltypus auf (Fig. 8), so zeigt Hε in ihrer Intensität ab etwa Bo eine stetige Zunahme mit deutlichem Maximum bei B9, um danach über Ao hinaus in der Intensität wieder abzunehmen. Die Linie Ca II bleibt in der Intensität schwach ab Bo bis etwa A5, um darüber hinaus plötzlich stark anzusteigen. Leider lagen zur Zeit der Manuskriptverfassung keine weiteren Aufnahmen ab A7 bei gleicher Leuchtkraftklasse vor, um den weiteren Intensitätsverlauf von Hε und Ca II aufzunehmen. In der Praxis der Berufsastronomen bildet die Photometrie der Linienprofile u. a. die Grundlage zur Interpretation der Physik der Sternatmosphäre und der Erforschung von Rotationseffekten.

Als weitere Anwendungsmöglichkeiten der spektroskopischen Beobachtung wären besonders erwähnenswert:

a) die Linienaufspaltungen bzw. -variationen von spektroskopischen Doppelsternen und δ-Cepheisternen und

b) der langperiodischen Veränderlichen

c) die spektralen Besonderheiten der sogenannten Hüllensterne (γCassiopeia, Wasserstofflinien in Emission u. a.)

Unter anderem ist es möglich, über die Linienaufspaltung von Bedeckungsveränderlichen sehr aufschlussreiche Beobachtungen hinsichtlich der Radialgeschwindigkeit zu gewinnen.

An b) anknüpfend konnte vom Verfasser im Frühjahr 1977 an dem langperiodischen Bedeckungssystem Zeta Aurigae das Verschwinden der Wasserstofflinien des B-Sterns als Folge seiner Bedeckung durch den K-Stern beobachtet werden. Bild 9a zeigt im Zeta Aurigae-Spektrum (4900—3700 Å) die Wasserstoffabsorptionen der B-Komponente vor der Bedeckungsphase;

Aufnahme 9b, zur Zeit der Bedeckung gewonnen, lässt im gleichen Spektralbereich nur noch den Anteil

Wellenlänge	Element
6563 Å	H α
4861	H β
4481	Mg II
4471	He I
4383	Fe I
4340	Hγ
4325	Fe I
4307	Metalle (G-Band)
4303	Fe I
4299	Fe I
4227	Ca I
4172	Fe II
4128	Si II
4121	He I
4102	Hδ
4026	He I
4024	Zr II
3970	Hε
3968	Ca II (H-Linie)
3934	Ca II (K-Linie)
3890	Hζ
3857	Si II
3836	Hη
3799	Hϑ
3771	Hι
3759	Ti II
3751	H$\varkappa$

der Metallinien der K-Komponente erkennen. Ein besonderer spektraler Leckerbissen dieses Bedeckungssystems ist schliesslich noch das Auftreten von Kalziumlinien zu dem Zeitpunkt, wo während des langsamen Verschwindens des B-Sterns hinter dem K-Stern dessen Kalziumatmosphäre von der B-Sternstrahlung durch-

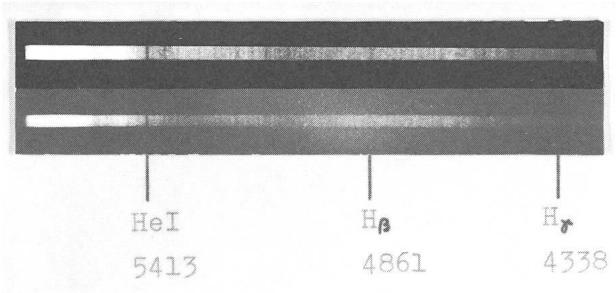


Fig. 9: Oben: Fig. a), 1977 März 3. Unten: Fig. b), 1977 April 16.

setzt wird. Leider dauert dieser Vorgang nur einige Tage und konnte wegen ungünstiger Witterungsbedingungen vom Verfasser nicht beobachtet werden. Für die Aufnahmen in dem oben erwähnten Spektralbereich wurde der Film Kodak 103a-O mit seinem Empfindlichkeitsmaximum bei ca. 4300 Å verwendet. Im Hinblick auf die Auswahl des Filmmaterials für die Spektroskopie sollten grundsätzlich nur dem jeweiligen Untersuchungsziel optimal angepasste Emulsionstypen verwendet werden. Die beiden Typen 103a-0 und 103a-F z. B. ergänzen sich in ihrer spektralen Empfindlichkeitsverteilung sehr gut und erfassen insgesamt einen Spektralbereich von ca. 7600 bis 3600 Å. Nach eigenen Aufnahmen ist der Beginn der spektralen Empfindlichkeit deutlich an der atmosphärischen A-Bande (7600 Å) zu erkennen. Die abschliessend tabellarische Zusammenstellung einiger analytisch wichtiger Absorptionslinien wird dem Sternspektroskopiker zur Linienidentifikation seiner Spektren eine nützliche Hilfe sein.

Adresse des Autors:
Ernst Pollmann, Hammerweg 20, D-5090 Leverkusen.

Angewandte Spektralklassifizierung

von E. POLLMANN, Leverkusen

Die Praxis der Spektralklassifizierung wird den meisten Astro-Amateuren lediglich nur von der Theorie her ein Begriff sein. Obgleich sich im Rahmen seiner instrumentellen Möglichkeiten durchaus einige interessante Beobachtungsaufgaben anbieten, wird er in der Literatur hingegen echte Anwendungsbeispiele kaum oder gar nicht finden. Es ist darum in diesem Aufsatz mein Anliegen, eine Möglichkeit aufzuzeigen, die aus den Lehrbüchern der Astronomie erworbenen theoretischen Kenntnisse an einem einfachen aber deshalb nicht minder interessanten Beobachtungsbeispiel anzuwenden. An dem pulsationsveränderlichen Stern δ-Cephei ist eine solche spektroskopische Beobachtungsaufgabe durch die Tatsache gegeben, dass er, ausgehend von der Abnahme seiner Maximalhelligkeit innerhalb von 5,366341 Tagen bis zum Minimum seine Spektralklasse von F2 zu G2 verändert. Mit einem einfachen Prismenspektrographen[1, 2, 3]), dessen mittlere Lineardispersion im Bereich Hβ-Hγ etwa 200 Å/mm beträgt, wird man diese Spektrumvariation photographieren können. Die Belichtungszeiten liegen sowohl während des Maximums wie auch im Minimum bei Verwendung hochempfindlichen Filmmaterials (Kodak 103a-0) bei ca. 15—20 Min., wobei der genaue Aufnahmezeitpunkt festgehalten werden muss. Bei der Auswahl des Filmmaterials sollte darauf geachtet werden, dass dessen Maximalempfindlichkeit in etwa mit dem für die Beobachtung interessanten Spektralbereich übereinstimmt.

Es erhebt sich nun die Frage, nach welchen Kriterien das photographierte Spektrum ausgewertet werden soll. Im BI-Taschenbuch «Einführung in die Astronomie» von Becker ist auf den Seiten 132/133 eine Methode beschrieben, nach der die Potsdamer Spektraldurchmusterung erarbeitet wurde. Danach wird das Intensitätsverhältnis zweier typischer Linien geschätzt oder vermessen, wobei eine mit fortschreitender Spektralklasse schwächer, die andere stärker wird. Wie schon erwähnt, erfasst die Variabilität der Spektralklasse von δ-Ceph den Bereich von F2 bis G2, und gemäss der Potsdamer Spektraldurchmusterung wird dabei das Intensitätsverhältnis der Linien 4307 Å (G-Band, Metalle) zu 4340 Å (Hγ) wie es in der Abb. 1 in Abhängigkeit von der Spektralklasse dargestellt ist, für die quantitative Auswertung herangezogen. Dieses Verhältnis kann in einer Art Stufenschätzung ermittelt werden, wobei der Gesamteindruck der Linien das Intensitätsmass darstellen soll. Für