

Mitteilungsblatt
Fachgruppe

" S P E K T R O S K O P I E "

der Vereinigung der
Sternfreunde e.V.

Rundbrief Nr. 8 (1994)

Einzelheft: 3,50 DM (plus Porto)
Herausgeber: Ernst Pollmann
Charlottenburgerstraße 26c
51377 Leverkusen

Rundbrief Nr. 8 (1994)

Kurzfassungen der Referate, gehalten auf der
2. Spektroskopikertagung 14.5.94 Heilbronn

W. Diehl	Zur Geschichte der Spektroskopie	(1)
K. H. Uhlmann	Spektrographenselbstbau	(3)
M. Köhl	Computergesteuerte Auswertung von Sternspektren	(4)
F. Knappmann	Mein Selbstbau-Scan-Photometer	(5)
E. Pollmann	CaII-Profilbeobachtungen an Riesensternen des Typs K-M durch Amateure erwünscht (Aufruf der Sternwarte Hamburg)	(6)
P. Timm-Arnold	Beobachtungsergebnisse vom Sternsystem zeta Aurigae	(7)
B. Hanisch	Referenzlichtquellen in der Sternspektroskopie	(9)
B. Hanisch	Sternspektroskopie- ein Teil der Veränderlichen- beobachtung	(9)
B. Krauß	Erfahrungsbericht zum Baader-Gitter	(10)
E. Pollmann	Möglichkeit der Farbtemperaturbestimmung an Kohlenstoffsternen	(11)
A. Kaufer	CCD-Spektren reduzieren mit MIDAS	(11)

Auswertung der Mitgliederbefragung: Zusammenfassung von BOHETA '93 und Tagung Heilbronn 14.5.94		(12)
Fachgruppen-Organigramm als Kompetenzstruktur		(13)
B. Hanisch	Überlegungen zu Objektivprismenspektren (Teil II)	(14)
Dr. Zeitler	Rundbriefbeitrag	(16)
	Literaturhinweise	(16)
	Adressenliste	(17)

✓

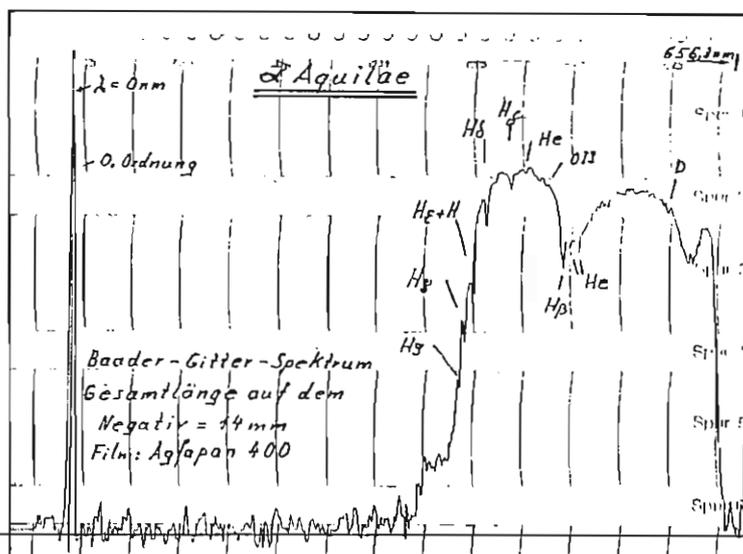
qualitative als auch quantitative Spektralanalyse durchzuführen.

Mein Selbstbau-Scan-Photometer

(von Ferdinand Knappmann, Bochum)

Die spektroskopischen Aufnahmen von Himmelsobjekten sind jedem Sternfreund, der im Besitz eines Spektrographen ist, möglich. Die Auswertung solcher Spektren erweist sich oftmals als schwieriger. Feine Details sind selbst im Mikroskop von dem menschlichen Auge nicht annähernd so sensibel wahrzunehmen, als es eine photoelektrische Registrierung vermag. Nur in der Registrierkurve eines gescannten Spektrums wird erst die gesamte Information, bei entsprechender Auflösung sichtbar. Mein Scan-Photometer sollte als Anregung zum Selbstbau dienen. Das Grundgerüst ist aus Aluminium-Vierkantholmen aufgebaut. Die Kantenlänge ist 10x10 mm, resp. 12x12 mm. Die Gesamtabmessungen des Gehäuses betragen 270x260x180 mm. Wände und schwenkbare Haube bestehen aus 1 mm Alu-Blech. Der Scantisch ist eine 90x90 mm, 3 mm starke Aluminiumplatte, mit einem Langloch in der Mitte zur Durchprojektion. Dieses Langloch ist 20 mm breit und 60 mm lang. Zwei weitere Löcher dienen zur Aufnahme von zwei Mikroskopklammern, um später das Negativ zu fixieren. Drei angeschraubte Führungsbuchsen aus Messing ermöglichen dem Tisch eine Längsbewegung auf zwei Rundholmen. Ein integriertes M3-Gewinde in einer der Buchsen nimmt die Gewindestange auf, die von einem Synchronmotor über ein Zahnradgetriebe, verbunden durch eine einfache Klemmkupplung, ihre Drehung erhält und somit den Tisch in Scanrichtung bewegt. Axiales Spiel der sich drehenden Gewindestange wird durch ein Druckfedersystem in Belastungsrichtung (entgegen der Scanrichtung) eliminiert. Eine zweite, lose auf der Gewindestange laufende, durch gegen Drehung gesicherte Mutter ist über eine Schraubenfeder gegen den Tisch vorgespannt. Somit wird auch das Spiel Tischmutter-Gewindestange ausgeschaltet. Ein Rahmen, der aus Vierkant-Alu-Profil 10x10 mm besteht, nimmt die beiden Führungs-Rundholme sowie Kupplungslager und das der Gewindestange auf.

Über die 10x10 mm Alu- Winkelprofile ist dieser Rahmen in Projektionshöhe über dem Photosensor angebracht. Die wegschwenkbare Projektionseinrichtung besteht aus einer Niedervoltlampe E7 2,4 V/0,4A mit großer Linse und einem Doppelkondensator. Die Stromversorgung übernimmt ein Klingeltrafo, dem eine regelbare, stabilisierte Elektronik nachgeschaltet ist. Die Abstimmung der Lampenhelligkeit auf die Negativdichte erfolgt mittels Potentiometer. Die so eingestellte Helligkeit bleibt konstant. Durch die Projektionslampe wird das auf dem Scantisch fixierte Negativ durchstrahlt. Ein darunter, im Strahlengang montiertes 14mm-Mikroskopobjektiv projiziert das Bild mit 10-facher Vergrößerung im Abstand von 140 mm auf die 0,5mm-Lochblende des darunter befindlichen optischen Sensors. Eine verstellbare Spaltblende, die im Gegensatz zu einer Lochblende eine Filmkornkompensation ermöglicht, soll später die Lochblende ersetzen. Die Gewindehülse, die das Mikroskopobjektiv trägt, ermöglicht die Scharfeinstellung. Die Photodiode 8PW 34 mit zwei nachgeschalteten Operationverstärkern LM 741 bilden den Sensor. Die Stromversorgung für die Verstärkerschaltung liefert ein stabilisiertes Netzgerät mit DC +/- 12 V. Der von mir zur Registrierung verwendete Linienschreiber H&B erlaubt einen Eingangsstrom von max. 2,5 A, der von einem zweistufigen OP-Verstärker getrieben wird. Der Schreiber ermöglicht Scan's von ca. 100 mm Höhe. Die Streckung von Spektren ist über Schaltgetriebe variierbar. Der mit diesem Registrierphotometer erstellte Scan von alpha Aquilae zeigt untenstehende Abbildung.



CaII-Profilbeobachtungen an M- und K-Riesensternen

(von Ernst Pollmann, Leverkusen)

In der wissenschaftlichen Spektroskopie gibt es für Amateure kaum Möglichkeiten, qualitativ mit Großobservatorien zu konkurrieren. Anders ist es dagegen in der Beobachtungsquantität. So ist es z.B. unmöglich, für Variationsbeobachtungen regelmäßig Beobachtungszeit an Großteleskopen zu erhalten.

Bei vielen roten Riesen ist es ungeklärt, was zur Variation der CaII-Emission führt. Hier wäre es wichtig, den zeitlichen Verlauf der Emissionsintensität über einige Sichtbarkeitsperioden zu kennen. Grundsätzlich ist bekannt, daß die Spektrallinien von Riesensternen in Stärke und Profil vielfach Variationen zeigen. So wird unter anderem berichtet, daß die CaII-Linien H und K zeitlich variieren, es vielfach ungeklärt ist, was die Gründe für diese Linienvariationen sind und es darum von großem Interesse ist, den zeitlichen Verlauf der Linienintensitäten zu kennen.

Bei der sehr starken Calcium-Linie K werden bei vielen Riesensternen drei bis vier Komponenten unterschieden (siehe Abb.). Da ist zunächst die photosphärische Absorptionskomponente, die mit K1 bezeichnet wird. Die Photosphäre der Sterne ist die niedrigste erkennbare Atmosphärenschiicht und zugleich die sichtbare Oberfläche des Sternes, in der der Hauptteil der sichtbaren Strahlung entsteht. Wenn wir den Stern mit einem Spektroskop betrachten, so sehen wir hier ein helles Kontinuum, in dem dunkle Absorptionslinien eingelagert sind. Entsprechend dem dritten Kirchhoffschen Gesetz wird ein solches Spektrum produziert, wenn kontinuierliche Strahlung aus dem heißen Sterninnern kühle verdünnte Gasschichten auf dem Weg zum Beobachter passiert und diese dabei aus dem Kontinuum Strahlung verschiedener Wellenlänge absorbiert. Dies ist die Erklärung für das Auftreten der breiten H- und K-Linien des ionisierten Calciums.

Darüber hinaus ist im Zentrum der Absorption eine Emissionskomponente eingelagert, die mit K2 bezeichnet wird. Wie kann diese Emission erklärt werden?

Entsprechend dem zweiten Kirchhoffschen Gesetz ist es die hochverdünnte der Photosphäre überschichtete Chromosphäre, in der diese chromosphärische Emissionskomponente entsteht. Dieses Merkmal der chromosphärischen Reemission ist bei alpha Orionis als M-Riese besonders breit und daher wohl auch etwas geringeren Auflösungsvermögen zugänglich.

In den Riesen und Überriesen hoher Leuchtkraft ist in dieser chromosphärischen Emissionskomponente noch eine zweite Absorptionskomponente eingelagert, die mit K3 bezeichnet wird. Diese Selbstabsorption, wie sie auch genannt wird, entsteht in den Gasatomen der sehr weit über die Chromosphäre hinaus ausgedehnten dort wieder kühleren atmosphärischen Schichten. Die Linienformen dieser Calcium-Linie variieren über den K-M-Bereich der Leuchtkraftklasse I-III erheblich. Sie unterliegt den Einflüssen aller Bereiche der inneren Sternhülle, der Photosphäre und Chromosphäre, wie auch der äußeren Windbereiche. Dies dürfte auch der Grund dafür sein, daß sich die CaII-Profile je nach Leuchtkraft und Spektraltyp des Sterns sehr stark unterscheiden.

Generell sind die unterschiedlichen Formen der CaII-Linien bei roten Riesen schon lange bekannt, wobei in der Vergangenheit vor allem auf die Breite der K2-Komponente abgezielt wurde. Bereits kleine Änderungen der physikalischen Gegebenheiten, wie Geschwindigkeit, Dichte, Temperatur, Ionisationszustände, können hier sichtbar werden. Die Linie zerfällt in drei bis vier Komponenten, die eine grobe geometrische Unterscheidung der variierenden Bereiche ermöglichen. Daher eignet sich diese Linie besonders zur Untersuchung von zeitlichen Variationen in Sternatmosphären.

Variationen in den Hüllen roter Riesen verdienen besonderes Interesse, weil die Ursachen die bei solchen Sternen zur Windbeschleunigung führen noch nicht geklärt sind. Um die hierzu existierenden Theorien zu überprüfen und zu vergleichen, sind Beobachtungsdaten aus den Bereichen des Sternwindes erforderlich, wobei oftmals nicht klar ist, in welchen Höhenbereichen die jeweils beobachtete Linie entsteht. Für solche Untersuchungen kommen nur die wenigen Linien in Frage, die in den betrachteten Höhenschichten über der Sternoberfläche opak genug sind, so daß Untersuchungen über die Form des gesamten Profils Aufschluß über die zugrunde liegenden physikalischen Prozesse liefern.

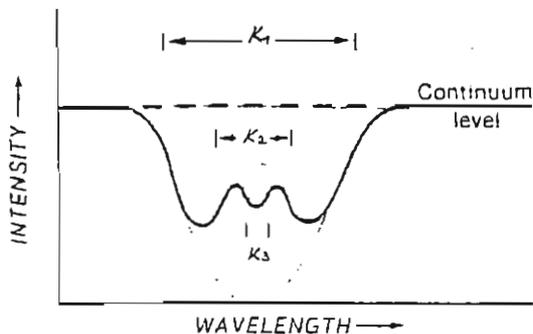
Gerade bei alpha Orionis gab es kaum Bemühungen, bei den Ca-II-Linien Profiländerungen über einen längeren Zeitraum hinweg zu untersuchen. Von Herrn Dr. Toussaint von der Hamburger Sternwarte ist nun darauf hingewiesen worden, von alpha Orionis und einigen anderen roten Riesen Überwachungsspektren aufzunehmen, wobei hierzu die Auflösung des Spektrographen etwa 1 Angström oder besser sein sollte.

Wie die Tabelle zeigt und wie eingangs bereits erwähnt, ist die chromosphärische Emission bei diesem Stern besonders breit und daher wohl auch geringeren Auflösungsvermögen zugänglich. Der Weg, um zu einem optimal geschwärzten Spektrum zu gelangen, ist jedoch, das darf hier nicht verschwiegen werden, ein dornenreicher Weg.

Wie bereits erwähnt, muß ein Auflösungsvermögen von einem Angström oder besser angestrebt werden. Dies erfordert eine Mindestdispersion von etwa 50 Å/mm wie auch lange Brennweiten der Spektrographen und darüber hinaus eine sehr sauber arbeitende Nachführung.

Riesen der Spektralklasse K-M haben in dem Spektralbereich der CaII-Linien H und K kaum noch Strahlungsfluß, was bedeutet, daß man mit langen Belichtungszeiten bei Filmemulsionen wie etwa Kodak T MAX 400 zu rechnen hat. Erste Vorversuche mit diesem Film an alpha Ori und einer Prismenkamera von 10 cm Öffnung und 100 cm Brennweite führten bei unverbreitetem Spektrum in Kulmination zu Belichtungszeiten der Größenordnung von etwa 20 Minuten bei noch immer zu geringer Schwärzung. An der für diese Beobachtungsaufgabe zu geringen Blauempfindlichkeit der gängigen Filmemulsionen wird man auch durch Hypersensibilisierung nicht viel ändern können. Bei Anwendung von Spektrographen der genannten Größenordnung bedeutet diese Tatsache, daß man hier nur erfolgreich gut geschwärzte Spektren mit Belichtungszeiten der Größenordnung 45-60 Minuten erhält, ohne dabei das Spektrum selber zu verbreitern.

Bei der späteren Scannung solcher Spektren gilt es darauf achten, beidseits des fadenförmigen Spektrums jeweils ein 0,5-1,0 mm breites Stückchen klaren Films mit zu registrieren. Würde man mit einer Spalthöhe scannen, welche dem unverbreiterten Spektrum entspräche, so erhielte man in dem Scan einen zu starken Anteil Kornrauschens. Und genau das gilt es ja um jeden Preis zu verhindern, wenn es darum geht, Linienprofile zu spektroskopieren.



Stern	Typ	$K_{1R}-K_{1V}$		$K_{2R}-K_{2V}$	
		MW	(Å) σ	MW	(Å) σ
α Cet	M2 III	2.17	0.055	0.85	0.028
γ Hyi	M0 III	1.82	0.039	0.72	0.026
γ Eri	M0 III	1.79	0.041	0.71	0.021
α Tau	K5 III	1.80	0.024	0.66	0.052
α Ori	M1 Iab	2.97	0.052	1.40	0.044
π Pup	K8 Iab + B5	3.13	0.331	1.22	0.053
c Pup	K3 II + A0	-	-	-	-
ε Car	M3 Ib + B4V	2.95	0.057	1.21	0.019
α Hya	K3 III	1.80	0.024	0.76	0.023
γ Cru	M3 III	1.89	0.038	0.70	0.017
α Sco	M1 Ib	3.12	0.076	1.30	0.049
α Boo	K2 IIIp	1.54	0.089	0.64	0.022
ι Oph	M1 III	1.81	0.007	0.80	0.009
μ TrA	K2 III	2.59	0.076	0.98	0.041
β Ara	K3 Ib	2.70	0.021	1.45	0.008

Beobachtungsergebnisse vom Sternsystem zeta Aurigae

(von K. Peter Timm-Arnold, Leverkusen)

Zeta Aur ist ein klassisches Bedeckungsternsystem mit atmosphärischer Bedeckung. Der Stern zeichnet sich dadurch aus, daß um einen Überriesen mit ausgedehnter Atmosphäre ein kleiner normaler Begleitstern kreist, der im Laufe seiner Bahnbewegung von dem Überriesen bedeckt wird. Das Licht des Begleiters durchleuchtet dann schichtweise die Gashölle des Hauptsterns.

Zeta Aurigae wurde Ende des vorigen Jahrhunderts als spektroskopischer Doppelstern und im Winter 1931/32 als bedeckungsveränderliches System erkannt. Schon bald wurde vermutet, daß zeta Aur aus einem K-Stern besteht, der von einem Begleiter der Spektralklasse B umkreist wird. Bald gelang auch eine fundamentale Beobachtung: Im Spektrum des Systems treten chromosphärische Linien auf, wenn der B-Stern hinter die K-Komponente tritt und damit für einen Beobachter auf der Erde die Atmosphäre des K-Sterns durchleuchtet.

Nachdem man die Lichtkurve von zeta Aur genau beobachtet hatte und die Amplitude des Lichtwechsels feststellte, konnte man Annahmen über die Flächenhelligkeit machen. Daraus wurden die Radien und Massen beider Sterne bestimmt: Für den K-Stern ergab sich ein Radius von 200 Sonnenradien und eine Masse von 22 Sonnenmassen bei einer absoluten Helligkeit von -2,5 mag. Der B-Stern soll rund 3 Sonnenradien besitzen und 10 Sonnenmassen in sich vereinigen. Seine absolute Helligkeit beträgt -0,5 mag.

Man führe sich einmal die riesigen Ausmaße des K-Sterns vor Augen: Versetzte man ihn in die Mitte unseres Sonnensystems, reichte seine Oberfläche bis weit über die Erdbahn hinaus und erreichte fast die Bahn des Mars. Seine mittlere Dichte ist aber demgegenüber sehr gering. Sie beträgt nur etwa $3 \cdot 10^{-6}$ der Dichte der Sonne. Im Vergleich zum K-Stern kann man die B-Komponente fast punktförmig nennen.

Das Hauptminimum des Lichtwechsels verläuft synchron mit der Bedeckung des B-Sterns durch den Hauptstern. Unter

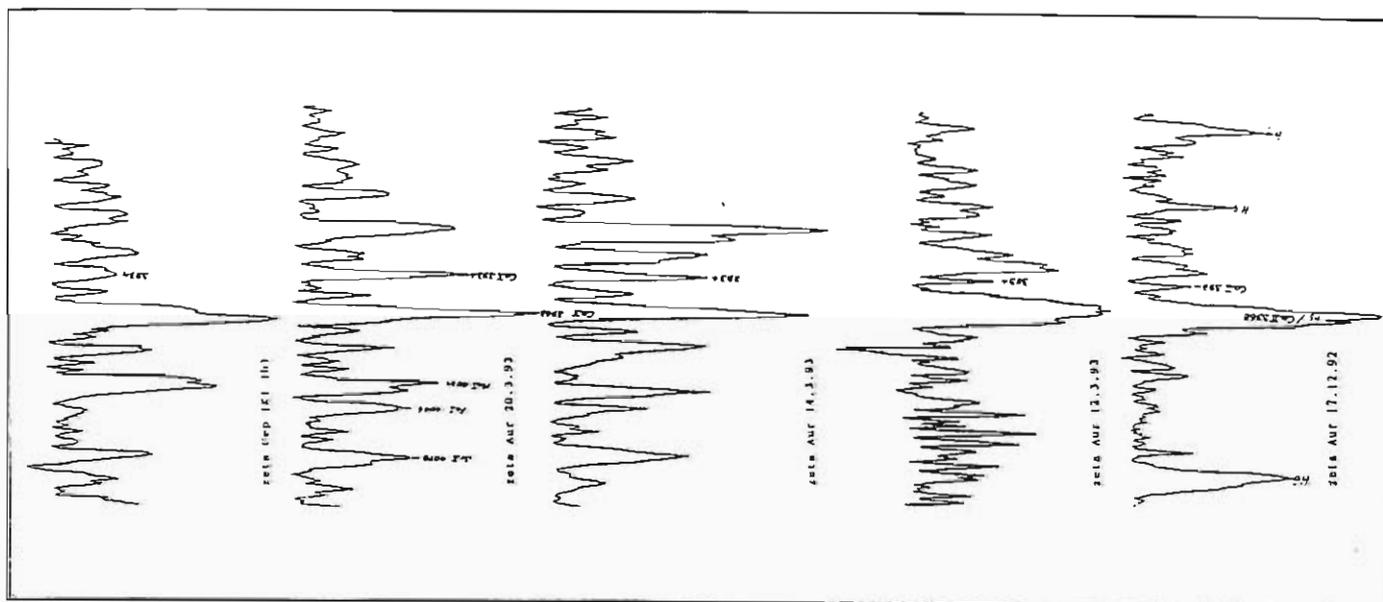
Zugrundelegung einer Lichtwechsel(Umlauf)periode von 972,176 Tagen und einer Epoche JD 2435470.025 war ein neuerliches Hauptminimum am 4. April 1993 zu erwarten.

Ziel der Arbeit war es, die spektroskopischen Erscheinungen des Ereignisses- soweit mit Amateurmitteln möglich- zu registrieren. Die fotografischen Sternspektren wurden mittels eines 20 cm Cassegrain Teleskops und einem spaltlosen Spektrographen mit 100 mm Brennweite (Lichtenknecker SPG 25) gewonnen. Die Aufnahmen sind auf Kodak T Max 400 belichtet worden. Die Spektren haben wir mit einem Zeiss-Registrierphotometer registriert und mit einem Atari-Computer verarbeitet. Nach den bisher gemachten Beobachtungserfahrungen früherer Bedeckungsereignisse waren folgende Phänomene zu erwarten:

- Ausblendung der Balmerlinien des B-Sterns aus dem Gesamtspektrum als Resultat der Verfinsterung durch den Hauptstern.
- Der B-Stern durchleuchtet die Chromosphäre des Hauptsterns. Hierdurch ist eine Intensitätszunahme der chromosphärischen CaII-Absorptionen des Hauptsterns im gemeinsamen Spektrum bei 396.8 bzw. 393.4 nm zu erwarten, wobei diese partielle Phase von einer zeitlichen Dauer von etwa 32 Stunden ist.

In der Abb. ist die gewonnene Spektrensequenz dargestellt. Im Spektrum vom 17.12.1992, also rund 5 Monate vor dem Bedeckungsereignis, dominieren im Gesamtspektrum die Balmerlinien des Wasserstoffs der B-Komponente, gekennzeichnet durch H delta bis H eta. Zum Zeitpunkt der atmosphärischen Bedeckung (Spektren vom 12.3 und 13.3.93) treten dann diese mehr und mehr in den Hintergrund (Verfinsterung des B-Sterns). Zugleich ist ab dem Spektrum vom 14.4.93 ein deutliches Hervortreten der CaII-Absorptionen als Durchleuchtungseffekt der chromosphärischen Atmosphäre des Hauptsterns durch den B-Stern zu erkennen. Zum Zeitpunkt der Aufnahmen vom 20.3.93 besitzt das Spektrum nur noch ausschließlich Riesen-Charakter. Der spektrale Habitus eines K-Riesen der Hauptkomponente dieses Sternsystems wird belegt durch die Vergleichsaufnahme des Sterns zeta Cep (Spektrum K1). Es sei darauf hingewiesen, daß diese unkalibrierten Spektren lediglich im Sinne von Verhältnissen der Linienstärken bewertet werden können. Außerdem ist das Pseudokontinuum in den Originalregistrierungen, welche eine atmosphärische und eine instrumentelle Verzerrungskomponente sowie die wellenlängenabhängige Empfindlichkeitsfunktion der Emulsion (Kodak T MAX 400) enthält, durch Subtraktion auf konstantes Niveau gebracht worden.

Neben den hier vorgestellten spektroskopischen Beobachtungen, war dieses Ereignis für Veränderlichenbeobachter mit lichtelektrischen Photometern eine interessante Gelegenheit, den Bedeckungslichtwechsel zu verfolgen, zumahl der Helligkeitsabfall im UV-Bereich immerhin 2 mag beträgt. Der Austritt des B-Sterns nach Ende der totalen Phase konnte wegen Tagessichtbarkeit nicht mehr beobachtet werden.



Referenzlichtquellen in der Sternspektroskopie

(von Bernd Hanisch, Frankfurt/Oder)

Auf dem Weg vom Sterninnern bis zum Detektor der Aufnahmeeinrichtung verändert sich die Zusammensetzung des Sternenlichtes durch selektive und spezifische Absorption, Streuungen, Reflexionen, etc. Hinzu kommen spektrale Besonderheiten von Photoemulsion bzw. CCD sowie der Photodiode des Registrierphotometers.

Ziel ist es, bei der Auswertung von Sternspektren sowohl zur Wellenlängenkalibrierung als auch zur Bewertung des kontinuierlichen Spektrums, ein möglichst gut definiertes Referenzspektrum zur Verfügung zu haben. Zur Wellenlängenkalibrierung wurden die in der Atomabsorptionsspektrometrie verwendeten Hohlkathodenlampen (HKL) als geeignet empfunden. Sie liefern ein elementenspezifisches Spektrum (es existieren Lampen von über 50 Elementen), welches durch das jeweilige Füllgas (Ar, Ne) zu einem linienreichen Spektrum komplettiert wird.

Etwas nachteilig sind die erforderlichen hohen Gleichspannungen von ca. 400 V. Mit dem Spektrographen 120/690 Newton mit 45-Grad-BK2-Prisma wurden Referenzspektren von Hg, Cd, Ba, und Ca aufgenommen. Eine andere Referenzlichtquelle, die im UV- und visuellen Bereich sowohl ein Kontinuum als auch definierte Linien zeigt, ist die Deuteriumlampe.

Die Deuteriumfüllung bewirkt eine Linienserie im visuellen Bereich, die jeweils 2 Angström blauseits der entsprechenden Wasserstofflinien liegt. Durch die Molybdänkathode ist der rote Spektralbereich allerdings sehr linienreich. Für die Betriebsbedingungen gilt ähnliches wie für die HKL. (10 Torr, 200 Grad Celsius).

Als reiner Kontinuumsstrahler wurde eine 12 V Halogenlampe vorgestellt. Mit ca. 3000 Grad Celsius Brenntemperatur sind sie recht heiß und brennen im Gegensatz zu den HKL und D2E-Lampen bei Überdruck (20 bar). Die elektrischen Anschlußbedingungen (12 V, 50 W) sind leichter zu realisieren.

Als noch zu erprobender Versuchsaufbau wurde die Anbringung einer solchen Lampe in einem PVC-Rohr mit Festspalt (20µm) und verstellbarem Kollimator direkt auf dem Objektivprisma empfohlen.

Dieser Vortrag zeigte lediglich einige einführende Überlegungen zum Thema Referenzlichtquellen, die es im weiteren Verlauf zu konkretisieren und fortzuführen gilt.

Sternspektroskopie- ein Teil der Veränderlichenbeobachtung

(von Bernd Hanisch, Frankfurt/Oder)

Der in der Fachastronomie übliche Beobachtungsdualismus von Lichtkurve und Spektrum hat in der Amateurastronomie noch keine genügende Beachtung gefunden. Helle Sterne, wie beta Lyrae, P Cyg, Mira u.a. sind auch für den Amateur zur spektroskopischen Beobachtung geeignet.

Als Aufnahmeoptik fand einerseits ein Newton 120/690 mit einem 45-Grad BK2 Prisma (11 cm Kantenlänge) sowie ein Meniskas 180/1800 mit einem 5 Grad Flint-Prisma (21 cm Durchmesser) Verwendung. Zur Spektrenscaunung diente ein Zeiss-Schnellphotometer MD 100 mit PC-Anschluß. Als Filmmaterial wurde überwiegend Kodak T MAX 400 verwendet.

Das Bedeckungssystem beta Lyrae, dessen Spektrum einen sehr komplexen Charakter besitzt, ist für den Spektroskopiker sehr interessant. Je nach Auflösungsvermögen des Spektrographen gelingt es, im Spektrum Vorgänge wie z.B. den Massenverlust der B8-Komponente (blauverschobene Satellitenlinien) sichtbar zu machen. H- und He-Emissionen der den Begleiter und das Gesamtsystem umschließenden Gashülle konnten nachgewiesen werden. In Abhängigkeit von der Bedeckungsphase konnten Variationen der Balmerabsorptionen bezüglich Stärke und Profil qualitativ festgestellt werden.

16 Spektralaufnahmen mit einer Dispersion von 120 Angström/mm bei H delta geben einen Überblick über spektrale Veränderungen des Systems im Verlaufe des Bedeckungszyklus'. Für sichere Aussagen zu Linienprofilen reicht die Dispersion des verwendeten Spektrographen nicht aus.

Ein zweites System, welches sich in Ursache, Umfang und Dauer des Lichtwechsels grundlegend von beta Lyrae unterscheidet, wurde Mira in der Phase des Helligkeitsmaximums spektroskopiert. Innerhalb von etwa 5 Jahren fertigten Ernst Pollmann und ich ca. 50 Spektrogramme von Mira an. Auffällig waren die wechselnden Emissionsintensitäten von H gamma und H delta nach dem Maximum sowie die zunehmende Absorptionsintensität der TiO-Banden und der C2-Banden mit abnehmender Temperatur. Als qualitatives Merkmal zur Temperaturbestimmung wurde

das Intensitätsverhältnis von CaI bei 4227 Angström und des CaII bei 3934 Angström beobachtet. Dabei konnte mit abnehmender Temperatur eine relative Zunahme der Absorption des neutralen Ca zum ionisierten Ca beobachtet werden. Schwierigkeiten bei der Interpretation von Mira-Spektren entstehen auch durch die sehr unterschiedliche Opazität der Sternatmosphäre.

Als dritte Beobachtungsanregung wurde aus der "heißen Sonderklasse" P Cyg zur spektroskopischen Beobachtung empfohlen. Deutlich sichtbar waren die starken Balmeremissionen sowie einige He-Emissionen. Die typischen blauverschobenen Absorptionen (P Cygni-Profile) können erst mit Dispersionen von 3 Angström/mm sichtbar gemacht werden. Besondere Bedeutung sollte der Intensitätsbeobachtung von H alpha als Charakteristikum für den Stellarwind zukommen.

Fazit: Spektroskopische Beobachtungen von hellen Veränderlichen sind für den Amateur eine lohnende und interessante Aufgabe.

Das Baader-Gitter: Erfahrungsbericht und Beurteilung

(von Bernhard Krauß, Altdorf)

Im Rahmen meiner Facharbeit (Bestandteil des Abiturs) setzte ich mich für längere Zeit mit dem Baader-Gitter auseinander. Von August '93 bis Februar '94 versuchte ich, die Leistungsfähigkeit des Gerätes zu optimieren und die gewonnenen Spektren soweit wie möglich auszuwerten. Dabei stieß ich auf eine Reihe von positiven Aspekten, denen jedoch gewaltige Mängel entgegenstanden:

Pro: - Das Gerät ist sehr billig

- Es ist an fast jedem Teleskop sowohl visuell als auch photographisch einsetzbar
- Der Aufbau ist relativ unkompliziert; wegen seines geringen Gewichtes ist es auch für leichte Montierungen geeignet
- Auch der nahe UV-Bereich wird noch erfaßt.

Contra: - Die Gebrauchsanweisung ist ungenügend; unscharf formuliert; illusorische Objektvorschläge (viel zu dunkel); nicht ausreichendes Literaturverzeichnis; zu hohe Erwartungen werden geweckt; die angegebenen Aufbaumöglichkeiten werden besser ignoriert;

- Das verwendete optische Gitter erreicht bei weitem nicht seine theoretische Auflösung von 0.1 nm; etwa 1 nm erscheint realistischer.
- Der visuelle Einsatz lohnt sich nur bei größeren Teleskopen und auch nur dann, wenn man genau weiß, nach was man sucht.
- Das Problem der Fokussierung macht große Schwierigkeiten.

Einsatzmöglichkeiten:

- Bestimmung chemischer Elemente: bisher H, He, Na, Ca, Mg, Fe, Si, Ti, TiO, Sr
- Bestimmung des Spektraltyps (Hauptklasse ohne Probleme)
- relative Größenabschätzung zwischen Zwerg und Riese

Gesamtbewertung:

Es ist nicht möglich, ernsthafte Forschung zu betreiben, was man z.B. daran erkennt, daß weder die Natrium-D-Linie, noch das bekannte Magnesium-I-Triplett aufgelöst werden können. In der Regel sorgt ein verschwimmen der Linien dafür, daß auch eine rein qualitative Auswertung schwierig wird. Außerdem benötigt man relativ helle Sterne (am besten über 2.2 mag), sodaß nach einiger Zeit interessante Objekte ausgehen. Für den Einstieg ist das Gerät trotzdem unter Einschränkungen geeignet.

Möglichkeit der Farbtemperaturbestimmung an Kohlenstoffsternen

(von Ernst Pollmann, Leverkusen)

Bei den kühlen roten Sternen, deren Spektren durch Molekülbanden charakterisiert sind, führen komplexe Prozesse in den Atmosphären dieser Sterne häufig zu einer Variabilität. Die extreme Lichtschwäche im blauen und UV-Bereich der Spektren werden oft von einer starken molekularen Absorption verursacht, wobei es sich hier bei einigen Sternen um dreiatomigen Kohlenstoff handelt. In einigen der Kohlenstoffsterne konnte sogar Wasserdampf nachgewiesen werden - ein Zeichen für deren außerordentlich geringe Oberflächentemperaturen. Für R CrB, dem Prototyp dieser Sternklasse, werden etwa 3000-3500 K und für Y CVn, einem der rötsten und kältesten Sterne überhaupt, etwa 2000-2500 K angenommen.

Der kontinuierliche Untergrund des Sternspektrums bietet die Möglichkeit, Temperaturen abzuleiten. Um einer aus der Beobachtung folgenden Intensitätsverteilung eine Temperatur zuzuordnen zu können, setzt man voraus, daß diese derjenigen einer schwarzen Strahlung entspricht, daß man die beobachtete Intensitätsverteilung durch das Planck'sche Gesetz darstellen kann.

Durch Vergleich mit spektralphotometrischen Messungen an Standardsternen, z.B. die von E. Lamla (1), ist es möglich, die gemessene Intensitätsverteilung von instrumentellen und atmosphärischen Verfälschungsbeträgen zu befreien. Die so erhaltenen waren Intensitätsverteilungen in den Spektren von R CrB und Y CVn führten durch Anwendung der Planck-Funktion zu Farbtemperaturen von 3300 bzw. 2000 K.

- (1) E. Lamla Die Intensitätsverteilung im kontinuierlichen Spektrum von Sternen der Spektralklasse B-M
(Diese Veröffentlichung kann bei mir angefordert werden)

An dieser Stelle sei noch einmal ausdrücklich darauf hingewiesen, daß umfangreiche Literatur zu fast allen Bereichen der Sternspektroskopie zur Verfügung gestellt werden kann. Dabei wird der Bereich der Instrumentenkunde der Spektrographen über Aufnahme- und Scan-Techniken bis zur Analyse der Sternspektren abgedeckt. Fordern Sie bei mir die Literaturliste an (gegen Rückporto versteht sich).

CCD-Spektren reduzieren mit MIDAS

(von Andreas Kaufer, Landessternwarte Heidelberg)

Das Munich Image Data Analysis System, kurz MIDAS, der Europäischen Südsternwarte (ESO) ist ein von Astronomen für Astronomen entwickeltes Programmpaket für die Auswertung von astronomischen Beobachtungsdaten. Diese können aus den unterschiedlichsten Bereichen wie z.B. der Photometrie, der CCD-Direktaufnahmen oder aber auch der Spektroskopie stammen. Hierbei wären unter anderem die Auswertung von Echellespektren, Multiobjektspektren und vor allem Langspaltspektren zu nennen.

Insbesondere mit einer interaktiven, graphischen Benutzeroberfläche ausgestattete Programmsammlung für Langspaltspektren (der sogenannte "Context long") stellt für alle notwendigen Reduktionsschritte, vom zwei-dimensionalen Rohspektrum, bis zum fertigen, d.h. wellenlängenkalibrierten, normierten oder flußkalibrierten ein-dimensionalen Spektrum entsprechende modernste Programme zur Verfügung. Auch für die Darstellung und weitere Bearbeitung und Auswertung der Spektren, wie etwa Linienidentifikationen, Messung von Äquivalentbreiten und Radialgeschwindigkeiten sind die unterschiedlichsten Werkzeuge vorhanden. Weiterhin können natürlich die aus den Spektren gewonnenen Informationen z.B. in Tabellen abgelegt und mit statistischen Methoden bearbeitet werden. Die Tatsache, daß allein die Beschreibung der verfügbaren Befehle mehrere hundert Seiten des Handbuchs füllen, sollte nicht abschrecken, sondern verdeutlichen, wie mächtig MIDAS als Werkzeug sein kann. Dies bedeutet natürlich auch, daß die Anwendung nicht nur für Besitzer einer CCD-Kamera von Interesse ist, sondern auch für die Weiterverarbeitung gescannter fotografischer Spektren.

Aufgrund des großen Leistungsanstiegs im Bereich der Personalcomputer (PC) ist es heute möglich geworden, auch aufwendige Programme wie MIDAS privat sinnvoll nutzen. Aus diesem Grunde hat die ESO frühzeitig angefangen,

MIDAS auch auf IBM-kompatibelen PC's unter dem Betriebssystem LINUX zu unterstützen. Bei LINUX handelt es sich um ein UNIX-System, das für nicht kommerzielle Zwecke vollständig als Public-Domain Software weitergegeben darf und somit (fast) kostenlos ist. Das gleiche gilt für MIDAS, dessen ausführbare Programme auch kostenlos weitergegeben dürfen. Somit beschränkt sich der Kostenfaktor im wesentlichen auf die notwendige Recherausstattung für Betriebssystem und Software (und die Einarbeitungszeit in beides bei denjenigen, für die Zeit gleich Geld ist...).

Ich möchte an dieser Stelle doch deutlich darauf hinweisen, daß die Kombination LINUX + MIDAS für einen Computeranfänger sicher eine Überforderung darstellt (mit Hilfestellung aber auch kein Problem sein sollte). Für den ein wenig Erfahrenen im Umgang mit Computern mag es schon eher eine kleine- aber machbare Herausforderung sein, aus seinem PC daheim eine Workstation zu machen.

Prozessor 80386 + Coprozessor, 33 MHz
Memory 8 Mbyte
Harddisk 250 Mbyte
Graphik VGA + Monochrome Monitor

Obige Tabelle gibt eine Übersicht der minimal notwendigen Ausstattung des PC's für eine sinnvolle Nutzung des Systems LINUX + MIDAS. Aus den Zahlen wird der eigentliche Auslöser dieses Beitrages deutlich: die Besitzer einer Amateur-CCD-Kamera haben aufgrund der dafür notwendigen Hardware-Ausstattung meist schon ein ausreichendes System für LINUX + MIDAS zur Verfügung. Die mit der Kamera gelieferte Software zur Verarbeitung der gewonnenen Bilder ist, vor allem was die Spektroskopie betrifft, dagegen recht bescheiden. Eine Lücke, die leicht durch MIDAS gefüllt werden könnte.

Aus der abschließenden Diskussion ergab sich der Wunsch der Teilnehmer dieser Tagung, dieses und andere Programmpakete einmal in der Praxis zu sehen. Dies wird in Form eines Workshop im Rahmen unseres nächsten Treffens in Kassel sicher möglich sein.

Auswertung zur Mitgliederbefragung (BoHeTa '93 und Heilbronn '94)

(von Ernst Pollmann, Leverkusen)

Eine Vorabauswertung wurde von mir bereits im Rahmen der Heilbronner Tagung präsentiert. Dabei handelte es sich um die Befragung von 15 Spektroskopikern während der BoHeTa '93. Die Statistik ist nun von 5 weiteren Personen in Heilbronn erweitert worden, wobei festzustellen bleibt, daß die Verhältnisse sich dadurch nur unwesentlich verändert haben.

Die folgende Übersicht vermittelt einen repräsentativen Eindruck zur FG-Mitarbeitbereitschaft, zu Interessenschwerpunkten und instrumenteller Ausstattung der Befragten, wobei die Rangfolge durch die Ziffern vor der jeweiligen Stellungnahme gegeben ist.

1. Zur Mitarbeit in der Fachgruppe: Bereitschaft 100%

- 1.1 Gedankenaustausch
- 1.2 Beratung
- 1.3 Ergebnismitteilung
- 1.4 Spektrographen-Selbstbau
- 1.5 Gemeinschaftsprogramme
- 1.6 Sonnenbeobachtung
- 1.7 Verbindung zwischen Profi und Amateur
- 1.8 Fachgruppenarbeit

2. Zu Interessenschwerpunkten

- 2.1 Veränderliche, besondere Objekte, Novae
- 2.2 Sonnenbeobachtung
- 2.3 Standardsterne
- 2.4 Sternphysik, Sternmodelle
- 2.5 UV/IR-Phänomene, Instrumenten-Entwicklung
- 2.6 Aufnahmetechnik
- 2.7 Spektroskopische Zeitserien, Variabilität
- 2.8 An allem interessiert

3. Sind Sie im Besitz eines Spektrographen ?

- 3.1 Prismenspektrographen versch. Bauarten
- 3.2 Baader-Gitter, sonstige Gitter-Spektrographen
- 3.3 SPG 25 von Lichtenknecker
- 3.4 Sternwarten-Spektrographen

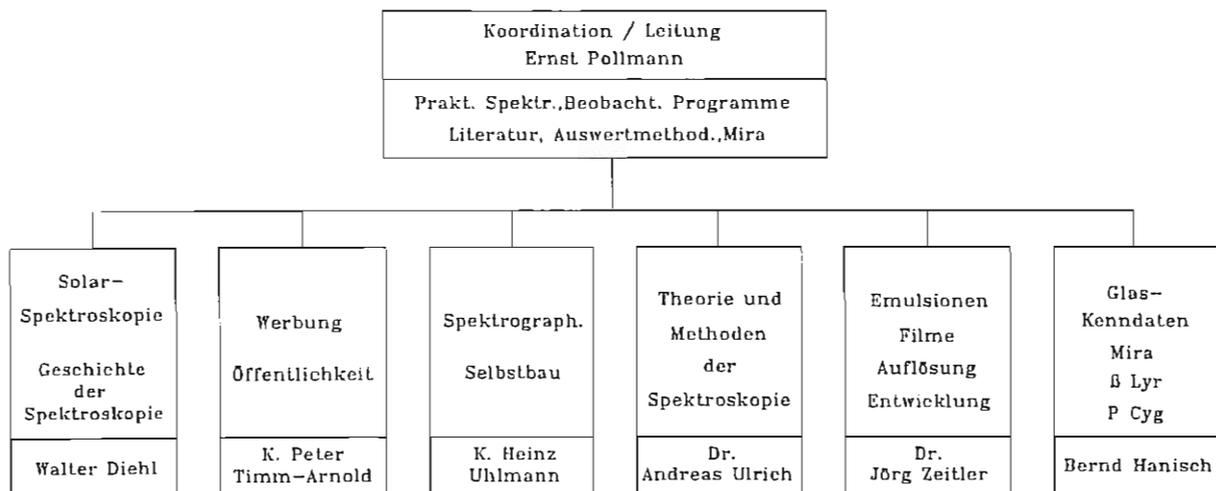
4. Sind Sie im Besitz eines Photometers zur Spektren-Auswertung ?

- 30% der Befragten : ja
- 70% der Befragten : nein

Der hohe Stellenwert der Bereitschaft zur Mitarbeit in der Fachgruppe, wie er sich unter Punkt 1. darstellt, hat bereits zur unmittelbaren Umsetzung in der Struktur des FG-Organigramms geführt. Eine erfreuliche Entwicklung, die zugleich auch ein weites Kompetenzspektrum darstellt.

Fachgruppen-Organigramm als Kompetenzstruktur

(von Ernst Pollmann, Leverkusen)



Die erfreuliche Bereitschaft einiger Fachgruppenmitglieder zur aktiven Mitarbeit macht es möglich, entsprechende Fachkompetenzen der Fachgruppengemeinschaft anzubieten. Ich möchte an dieser Stelle den entsprechenden Herren dafür meinen ganz herzlichen Dank aussprechen. Gleichwohl glaube ich auch, daß es mit der Bekanntgabe dieser Kompetenzstruktur langsam Zeit wird, obgleich dieses Organigramm in Heilbronn bereits vorgestellt worden ist. Erfreulich ist sodann festzustellen, daß es in einigen konkreten Fragestellungen zur Fachgruppeninternen Kommunikation beigetragen hat. Sollte der eine oder andere aus unserem Kreis Gefallen daran finden, seine ganz individuellen Fähigkeiten (sofern diese etwas mit Spektroskopie im allgemeinen zu tun haben) anzubieten, kann er sich des Dankes der gesamten FG gewiss sein.

Überlegungen zu Objektivprismenspektren (Teil 2)

(von Bernd Hanisch, Frankfurt/Oder)

Den sehr detaillierten Überlegungen zur Berechnung von Auflösungsvermögen und Dispersion von Herrn Dr. Ulrich möchte ich in diesem zweiten Teil noch einige praktische Aspekte aus eigener Erfahrung hinzufügen.

Will man sich ein Objektivprisma beschaffen, sollte man unbedingt das verwendete Glas charakterisieren können, um z.B. selbst Dispersionskurven berechnen zu können. Zu diesem Zweck kann ich auf einen in meinem Besitz befindlichen Glaskatalog des Jenaer Glaswerkes verweisen, aus dem ich Ihnen einen kleinen Ausschnitt vorstellen möchte. Zunächst werden alle im Sortiment befindlichen Gläser genannt und im $\gamma(e)$ - n -Diagramm grob optisch charakterisiert. n stellt dabei die Brechzahl bei 546 nm, $\gamma(e)$ die Abbe'-Zahl dar. Zur genauen Angabe der Dispersion sind dann die Brechungsindices für ausgewählte Wellenlängen angegeben, die ich hier einmal beispielhaft für die Gläser BK2 und F2 darstelle. Außerdem werden die Gläser auch noch chemisch und physikalisch definiert.

Wer also spezielle Informationen zu den katalogisierten Gläsern benötigt, kann sich gerne an mich wenden. Da ich über Prismen aus BK2 und F2 verfüge, habe ich auch etwas Erfahrung bezüglich der Spektrenlänge auf dem Film. Die dazugehörige Tabelle habe ich für folgende Spektrographen berechnet, mit denen ich auch schon Objektivprismenspektren aufgenommen habe.

1. Schmidt-Spiegel 200/240/360
2. Newton 120/690
3. Zeiss-Meniscas 180/1800
4. Zeiss-Cassegrain 150/2250

Zu den berechneten Spektrenlängen ist zu bemerken, daß insbesondere Krongläser blauseits weit über 365 nm abbilden und die Spektren so nochmals gut 1/3 länger werden können. Dabei ist auch die vom Spektraltyp abhängige Stärke des Kontinuums zu berücksichtigen. Spektren später Sterne werden kürzer.

Noch eine Bemerkung zum Auflösungsvermögen:

Ich habe festgestellt, daß unter Verwendung eines normalen Kleinbildfilms mit 400 ASA (z.B. T MAX 400) das praktisch erreichbare Auflösungsvermögen (begrenzt durch Film, Optik, Nachführfehler, Luftunruhe etc.) nicht mehr als 10 Linien/mm beträgt. Im übrigen: Die Dimensionen eines Objektivprismenspektrographen von ca. 150 mm Öffnung und 600 mm Brennweite in Verbindung mit einem 30-Grad bzw. 45-Grad Prisma halte ich für die Mehrzahl der Amateurbeobachtungen für sehr geeignet.

Länge des Spektrums auf dem Film in Abhängigkeit von der Glasart, dem brechenden Winkel des Prismas und der Brennweite des Spektrographen:

Brechender Winkel in Grad	Glasart	Brennweite des Spektrographen in mm			
		360	690	1800	2250
45	BK2	7.4	14.3	37.2	46.5
	F2	17.8	34.2	89.2	111.5
30	BK2	4.5	8.5	22.3	27.9
	F2	10.4	19.9	51.9	64.8
20	BK2	2.9	5.5	14.3	17.8
	F2	6.6	12.6	32.9	41.1
15	BK2	2.1	4.0	10.6	13.2
	F2	4.8	9.3	24.2	30.3
10	BK2	1.4	2.7	7.0	8.7
	F2	3.2	6.1	16.0	20.0
5	BK2	0.7	1.3	3.5	4.3
	F2	1.6	3.0	7.9	9.9

Die Spektrallänge in mm bezieht sich auf das Spektrum zwischen den Linien C' 643.85nm (Cd) und i 365.0nm (Hg)
Es bedeuten: BK2 = Borkron 2, F2 = Flint 2.

Auflösungsvermögen und Dispersion einiger Spiegel-Prismen-Kombinationen:

- Variante 1: Newton 120/690 mit 45 Grad BK2
- Variante 2: Meniscas 180/1800 mit 45 Grad BK2
- Variante 3: Meniscas 180/1800 mit 5 Grad F2

Annahme: Auf dem Negativ sind zwei Linien in einem Abstand von 1/10 mm noch deutlich trennbar.

Gebiet zwischen	mittlere Wellenlänge (Angström)	Variante 1 (A/mm)	Variante 2 (A/mm)	Variante 3 (A/mm)
HeI 5873 A und H β	5367	289	111	491
H β und H gamma	4602	185	71	296
H gamma und H delta	4222	143	55	214
H delta und H epsilon	4036	125	48	192
H epsilon und H zeta	3930	112	43	162

Mit Variante 2 kommt man unter der erwähnten Annahme auf eine Auflösung von ca. 5 Angström im blauen Bereich.

Beitrag von Dr. J. Zeitler, Meuried

Wie Sie wissen, verfüge ich über gute Kenntnisse und Unterlagen über Schwarz/Weiß- und Farbfilme (Auflösungsvermögen, spektrale Empfindlichkeit, Körnigkeit, Steilheit etc.). Bei den häufigen Emulsionswechseln bzw. Emulsionsveränderungen (z.B. wieder einmal FUJI) ist das nicht unwichtig.

Im 5. Rundbrief regten Sie Profilbeobachtungen an hellen Überriesen an und schlugen den Erwerb eines Dispersionsprismas vor: Kantenlänge etwa 10 cm, Typ F2-Glas.

Dr. Ulrich hat mit Leichtflint gerechnet und für ein Fernrohr 150/600. Meines Erachtens hat ein Fernrohr mit einem Öffnungsverhältnis von 1:4 aber eine beachtliche Bildfeldwölbung !

Ich habe in Sterne und Weltraum schon zweimal ein Prisma angeboten, das ich mir einmal von Spindler und Hoyer in Göttingen habe machen lassen. Es entspricht in der Größe etwa dem von Dr. Andreas Ulrich aus München. Es hat eine Seitenfläche von 150x150 mm, Höhe 145 mm, brechender Winkel 30 Grad, Basis 83 mm, Schwerflint 10 !

Vielleicht besteht in der Fachgruppengemeinschaft Interesse an diesem Prisma !?

Literaturhinweise:

1. Spektralklassifikation von Sternen aus photometrischen Messungen des Kontinuums

Von Ernst Pollmann. Erschienen in " Die Sterne " 70 (1994, Seite 111-120)

2. Spektroskopische Beobachtung der zeta Aur-Bedeckung 1993

Von Peter Timm-Arnold und Ernst Pollmann. Erschienen in " Ahnerts Kalender für Sternfreunde 1995 "

3. Die Anwendung der CCD Spektroskopie im Bereich der Amateurastronomie

Von Ernst Pollmann. (In Vorbereitung; erscheint in " Die Sterne ")