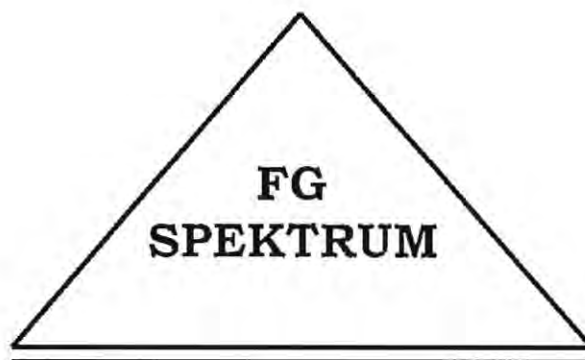




Mitteilungsblatt der
Fachgruppe

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

der Vereinigung der
Sternfreunde e.V.

Rundbrief Nr. 24 (2002)

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

Inhaltsverzeichnis

		Seite
Dieter Goretzki	Die Gleichungen von Boltzmann und Saha in der Sternspektroskopie (II)	1
Bernd Hanisch	Photographische Spektralbeobachtung heller Be-Sterne zum Emissions-/Absorptions- status markanter Wasserstoff-/Heliumlinien (II)	10
Christian Thiele	Sternspektroskopie mit Lichtleiter-CCD-Technik (I)	16
E. Pollmann, B. Hanisch, W. Braune, J. Hübscher	Koordinierte Zusammenarbeit zwischen den VdS-Fachgruppen „BAV“ und „Spektroskopie“	23

Unter der Annahme, daß sich die chemische Zusammensetzung der Hauptreihensterne und die jeweilige Schichthöhe der Sternatmosphäre nicht wesentlich unterscheidet, bedeutet dies z.B. für den Wasserstoff, daß mit wachsender Temperatur der Zustand $m=1$ immer stärker besetzt wird (Boltzmann) und damit die „Stärke“ der Balmerlinien zunimmt. Ab einer Temperatur von etwa 8000 K tritt aber zunehmend Ionisation ein (Saha), so daß die Zahl der neutralen H-Atome und damit die „Stärke“ der Balmer-Linien wieder abnimmt (vgl. Abb. 10.).

Gerade dieses Verhalten (das Gegeneinanderwirken von Anregung und Ionisation) kann, unter einer Annahme über den Elektronen-Druck, mit Hilfe einer Kombination aus der Boltzmann- und Saha-Formel in Abhängigkeit der Temperatur berechnet werden.

(Teil III in FG-Rundbrief 25, April 2003)

Photographische Spektralbeobachtung heller Be-Sterne mit mittlerer und geringer Dispersion (Teil II)

(Von Bernd Hanisch, Lebus)

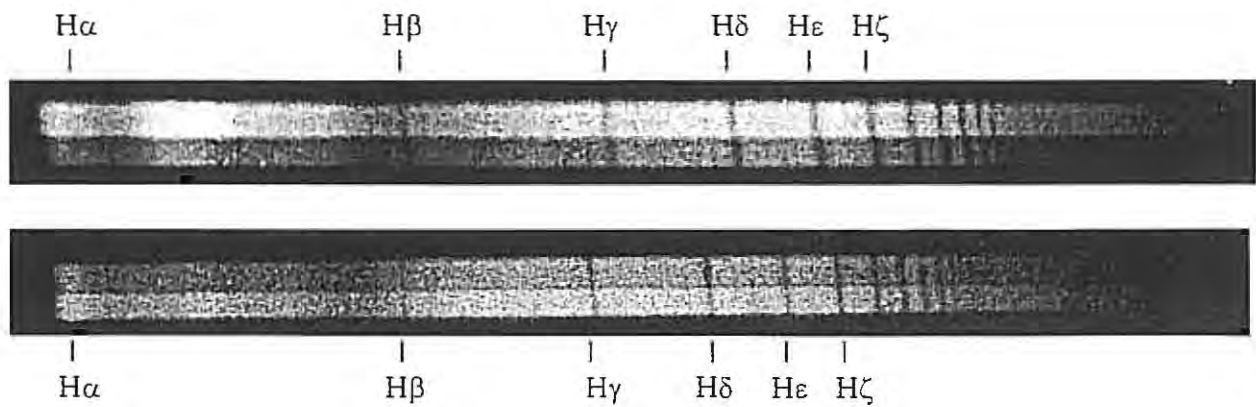
Ein Zustandsbericht zum Emissions- bzw. Absorptionsstatus markanter Wasserstoff- und Heliumlinien

Der folgende Beitrag resümiert eine z.T. 15 Jahre andauernde spektroskopische Beobachtung hellerer Be-Sterne mit einfachen Mitteln der Amateurspektroskopie. 17 hellere Be-Sterne wurden dabei in unterschiedlichen Zeitintervallen, mit unterschiedlichen photographischen Emulsionen und auch mit verschiedenen Reflektor-Prismen-Kombinationen beobachtet. Obgleich die einzelnen Spektralaufnahmen wegen der genannten Rahmenbedingungen teilweise nicht unmittelbar miteinander vergleichbar und aufgrund fehlender Kalibrierung nicht quantitativ auswertbar sind, dürfte wegen der bekannten und z.T. sehr unregelmäßigen und zeitlich nicht vorhersagbaren Veränderungen hinsichtlich des Emissions- und Absorptionsstatus einzelner Linien dessen Dokumentation zu einem bestimmten Zeitpunkt dennoch auch für zukünftige Beobachtungen von Interesse sein.

4.11 16 Peg Spektralklasse B3V

Während H α 1997 weder als Emission noch als Absorption zu erkennen war, ist sie 1998 als schwache Absorptionslinie sichtbar (siehe Abb. 13). Die anderen Balmer-Linien wurden als Absorptionslinien beobachtet. Bei diesem Stern findet, ähnlich wie bei π Aqr, möglicherweise ein Übergang von der Be- in die B-Phase statt, dessen Beobachtung im engen Zeitraster zu empfehlen ist.

Abb. 13: Spektrum von 16 Peg vom 24.09.1998 (oben) sowie vom 31.08.1997 (unten)



Tab 12 : Beobachtungsdaten für 16 Peg

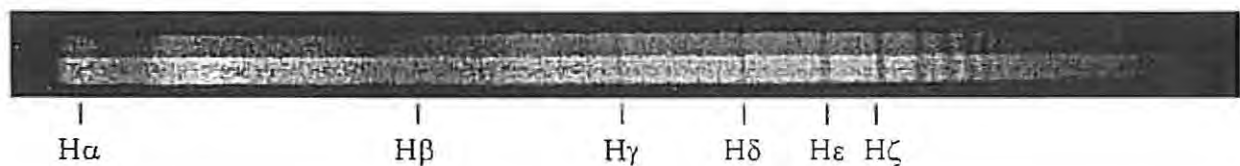
Tag	Mo	Jahr	Emulsion	AO	H α
31	08	1997	Recording 2475	3	x

Tag	Mo	Jahr	Emulsion	AO	H α
24	09	1998	ORWO PAN 400	3	x

4.12 ϕ And Spektralklasse B 7 III

Während H α nicht aus dem Kontinuum hervortritt, sind die anderen Wasserstofflinien in Absorption. Es konnten bei beiden Beobachtungen keine Emissionen im Spektrum von ϕ And festgestellt werden.

Abb.12 Spektrum von ϕ And vom 09.08.1997



Tab 13 : Beobachtungsdaten für ϕ And

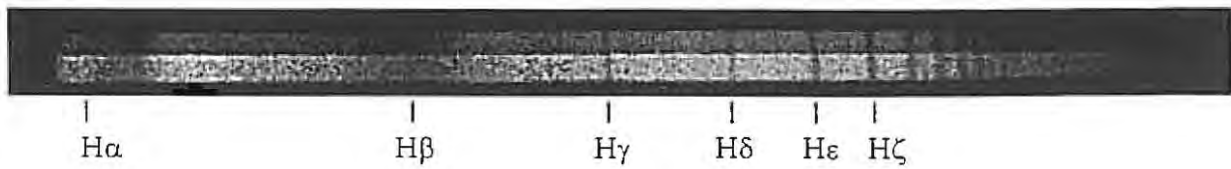
Tag	Mo	Jahr	Emulsion	AO	H α
09	08	1997	Recording 2475	3	x

Tag	M o	Jahr	Emulsion	AO	H α
24	09	1998	ORWO PAN 400	3	x

4.13 12 Vul Spektralklasse B 2 V

Bei 12 Vul erscheint H α bei beiden Beobachtungen als schwache Emissionslinie, während sich die anderen Balmerlinien als ziemlich stark verbreiterte Absorptionen (Rotationsgeschwindigkeit = 300 km/s [2]) darstellen.

Abb. 15: Spektrum von 12 Vul vom 18.10.1998



Tab 14: Beobachtungsdaten für 12 Vul

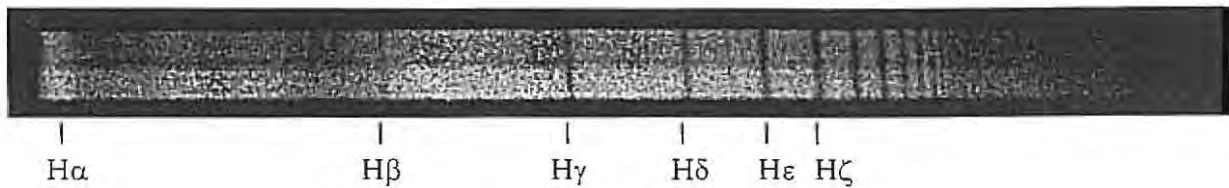
Tag	Mo	Jahr	Emulsi-on	AO	H α
21	09	1997	Recor-ding 2475	3	x

Tag	Mo	Jahr	Emulsion	AO	H α
18	10	1998	ORWO PAN 400	3	x

4.14 λ Cyg Spektralklasse B5 IV

Von diesem Stern wurde bisher erst ein Spektrogramm gewonnen, welches keinerlei Emissionslinien zeigt. Auch H α ist klar als Absorptionslinie auszumachen.

Abb. 16: Spektrum von λ Cyg vom 12.07.1997



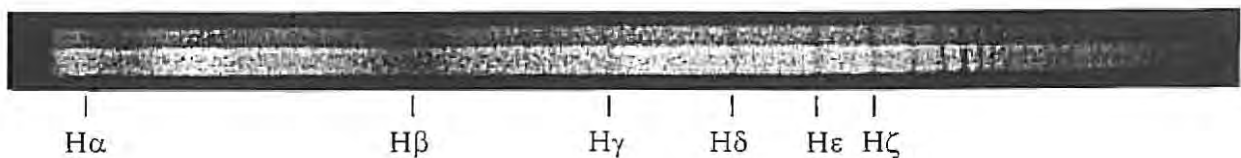
Tab 15: Beobachtungsdaten für λ Cyg

Tag	Mo	Jahr	Emulsion	AO	H α
12	07	1997	Recording 2475	3	x

4.15 25 Cyg Spektralklasse B3 V

H α ist deutlich als Emissionslinie, alle anderen Balmerlinien als breite Absorptionslinien sichtbar.

Abb. 17: Spektrum von 25 Cyg vom 18.10.1998



Tab 16 : Beobachtungsdaten für 25 Cyg

Tag	Mo	Jahr	Emulsion	A O	H α
18	10	1998	ORWO PAN 400	3	x

Tag	Mo	Jahr	Emulsion	AO	H α
05	05	2000	ORWO PAN 400	3	x

4.16 ν Gem Spektralklasse B6 III

Für diesen Stern ist hinsichtlich H α keine Aussage möglich, da das bisher einzige Spektrogramm mit einer für diese Linie umempfindlichen Emulsion gewonnen wurde. Bemerkenswert ist, dass die He-Linie 5876 Å offensichtlich als schwache Emission erscheint. Alle anderen im Spektrum sichtbaren Wasserstoff- und He- Linien sind Absorptionslinien.

Abb. 18 : Spektrum von ν Gem vom 15.02.2001



Tab 17 : Beobachtungsdaten für ν Gem

Tag	Mo	Jahr	Emulsion	AO	H α
15	02	2001	ORWO PAN 400	1	

4.17 P Cyg Spektralklasse B1 Ia

Alle im Spektrum sichtbaren Wasserstoff- und He-Linien zeigen sich als Emissionen. Sofern es die Auflösung erlaubt (unter den beschriebenen Aufnahmebedingungen nur AO 1 etwa ab H γ) ist auch das typische P Cygni-Profil, d.h. eine blauverschobene Absorption neben einer Emission (siehe Abb. 20) sichtbar. Dieses Profil wird wie folgt erklärt:

Man nimmt an, dass sich P Cygni nach Verlassen der Hauptreihe, verursacht durch einen starken Strahlungsdruck, in einer sehr instabilen Phase befindet. Dabei kommt es zur Kontraktion des Kerns und zum Verlust großer Teile seiner Masse, verbunden mit dem Entstehen einer expandierenden Hülle. Es ist davon auszugehen, dass die Emissionen in einem stationären Hüllenteil entstehen und die blauverschobenen Absorptionen einer expandierenden, äußeren Hüllenkrona zuzuordnen sind. Die Expansionsgeschwindigkeit der Hülle steigt mit fallendem Ionisationsgrad, also von inneren (heißeren) zu äußeren (kühleren) Hüllenschichten. Das Ausmaß ihres radialen, d.h. in die Sichtlinie des Beobachters fallenden, Anteils wird durch die gemessene Blauverschiebung der Absorptionskomponente bestimmt. Die in der Literatur [5] für die Wasserstofflinien beschriebenen Expansionsgeschwindigkeiten (radialer Anteil) von ca. - 200 km/s konnten aus den vom Autor mit der AO 1 aufgenommenen Spektren für Linien blauseits von H γ mit einer Genauigkeit von +/- 10 % ermittelt werden.

Abb. 19: Spektrum von *P Cyg* vom 23.09.2000 (oben) bzw. vom 18.09.1992 (unten)

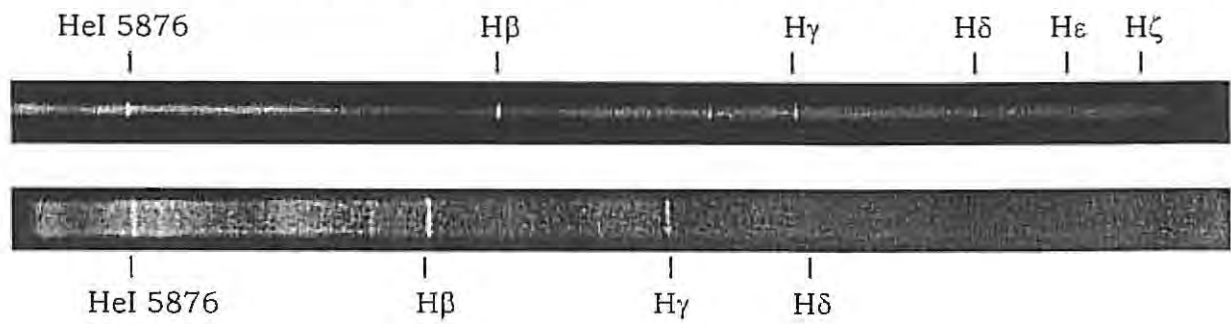
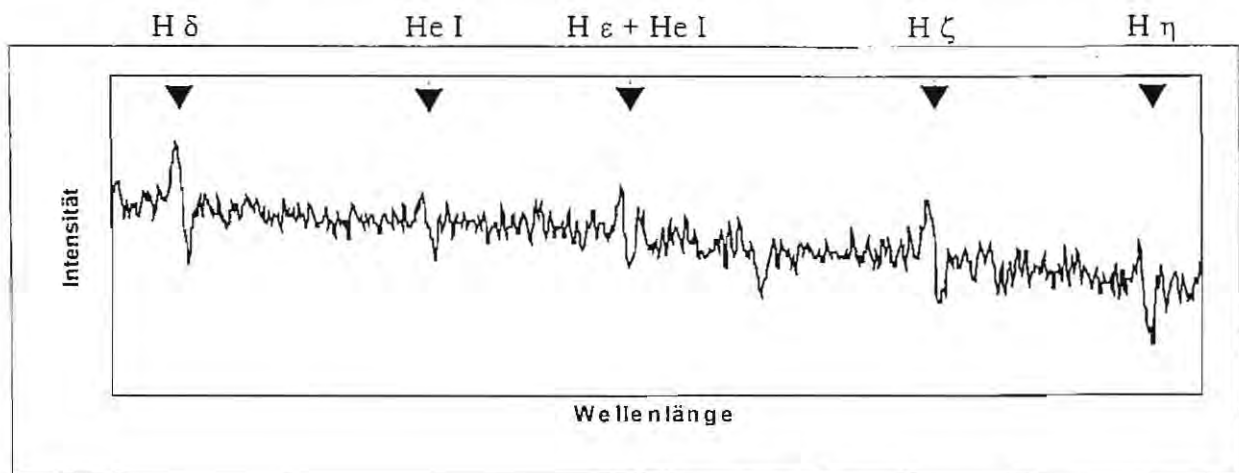


Abb. 20: Ausschnitt aus dem Spektrum von *P Cyg* vom 26.08.2000



Tab. 18 : Beobachtungsdaten für *P Cyg*

Tag	Mo	Jahr	Emulsion	AO	Hα
07	09	1991	T MAX 400	2	
18	09	1992	T MAX 400	2	
19	09	1992	T MAX 400	2	
18	05	1993	T MAX 400	3	
10	06	1993	T MAX 400	3	
05	08	1994	T MAX 400	1	
10	09	1994	T MAX 3200	1	
28	09	1994	T MAX 3200	1	
10	10	1994	T MAX 3200	1	
29	05	1995	T MAX 3200	1	

Tag	Mo	Jahr	Emulsion	AO	Hα
22	07	1996	T MAX 3200	1	
23	08	1996	Recording 2475	3	x
13	10	1996	Recording 2475	3	x
12	07	1997	Recording 2475	3	x
01	09	1997	Recording 2475	3	x
28	09	1997	T MAX 3200	1	
18	10	1998	ORWO PAN 400	3	x
15	09	1999	ORWO PAN 400	3	x
31	07	2000	T MAX 3200	1	
01	08	2000	T MAX 3200	1	

24	07	1995	T MAX 3200	1	
26	07	1995	T MAX 3200	1	
18	08	1995	T MAX 3200	1	
20	07	1996	Recording 2475	1	x
21	07	1996	Recording 2475	1	x

26	08	2000	ORWO PAN 400	1	
23	09	2000	ORWO PAN 400	1	
24	09	2000	ORWO PAN 400	1	
29	09	2000	ORWO PAN 400	1	
21	10	2000	ORWO PAN 400	1	

5. Ausblick

Die Langzeitbeobachtung von Be-Sternen hinsichtlich der Änderung des Emissionsstatus der Wasserstoff- oder He-Linien ist sicherlich kein Arbeitsgebiet, auf dem sehr schnell Erfolge in Gestalt sensationeller Veränderungen zu erwarten sind. Dennoch erscheint auch im Hinblick auf eine künftige spektroskopische Beobachtung dieser Sterne eine Dokumentation der in den vergangenen Jahren beobachteten Sternspektren trotz einiger wesentlicher methodischer Einschränkungen sinnvoll. Diese Beobachtungen werden seitens des Autors auch künftig weitergeführt, wobei folgende Veränderungen bzw. Verbesserungen wünschenswert wären:

1. ausschließliche Verwendung von mindestens der AO1 entsprechenden oder höheren Dispersionen zur besseren Darstellung des Linienprofils
2. Herstellung der Vergleichbarkeit der Beobachtungen untereinander z.B. durch Einsatz von CCD-Kameras oder zumindest einer einheitlichen, möglichst H α -empfindlichen Photoemulsion
3. Verbesserung des Signal-Rausch-Verhältnisses z.B. durch Summation einzelner CCD-Belichtungen. Eine wesentliche Verlängerung der Belichtungszeit bei photographischen Aufnahmen (bisher ca. 15 min für ein Spektrum eines Sterns von 5 mag mit AO1) ist wegen störender Effekte wie Nachführfehler und Nachthemelshelligkeit nicht möglich.
4. Kalibrierung der Aufnahmen (auch hier scheint die CCD-Technik unentbehrlich) zur Ermittlung kleinerer quantitativer Veränderungen z.B. hinsichtlich der Äquivalentbreiten der Linien
5. Beteiligung weiterer Amateure, z.B. aus der Fachgruppe Spektroskopie, an den Beobachtungen mit dem Ziel, deren Verifizierung und der Ausweitung zu erreichen.

Literatur:

- [1] Dachs, J.: Kühle Gasringe um heiße veränderliche Sterne, *Sterne und Welt-raum* 12/1995, S. 891 ff.
- [2] Rivinius, Th.: Liste heller Be- Sterne des nördlichen Sternhimmels, Landess-ternwarte Heidelberg-Königstuhl, 1996
- [3] Dachs, J.: et al., Photoelectric scanner measurements of Balmer emission line profiles for southern Be-Stars, II. A survey for variations, *Astronomy and Astro- physics Suppl. Ser.* 43, S. 427-453, 1981
- [4] Lehmann, H.: Be- und Hüllensterne, *AuR* 22, 1984, 5
- [5] Stahl, O., et al.: Long-term spectroscopic monitoring of P Cygni-type stars, II. Spectroscopic variations of P Cygni during 1990-1992, *Astronomy and Astro- physics*, 8.2.1994

Sternspektroskopie mit Lichtleiter-CCD-Technik (Teil I)

(v. Christian Thiele, Buxtehude)

Jugend forscht '98

Fachgebiet: Geo- und Raumwissenschaften

Einleitung

Ein Spektrograph dient dazu, Licht (z.B. das Licht eines Sterns) in sein Spektrum zu zerlegen und aufzuzeichnen. Dann kann im Spektrum ausgemessen werden, aus welchen Farbanteilen das untersuchte Licht besteht. Die Idee, einen Spektrographen mit Lichtleiter-CCD-Technik zu bauen, entstand aus meinem alten Jugend forscht - Projekt zum Thema Sternspektroskopie. Dort traten bei der Aufnahme von Sternspektren Probleme auf, die wohl vielen Amateurastronomen bekannt sind:

- Beim Benutzen von großen und schweren Zusatzgeräten am Teleskop treten Stabilitätsprobleme der Teleskopmontierung auf.
- Bei der Aufnahme von Sternspektren auf fotografisches Filmmaterial sind meistens sehr lange Belichtungszeiten und so eine exakte Nachführung nötig.

Mein Ziel ist es, einen leistungsfähigen Spektrographen zu bauen, der an einem bestehenden, einfachen Amateurteleskop eingesetzt werden kann. Dazu soll er mit einem Lichtleiter mit dem Teleskop verbunden werden. Um auch Spektren schwacher Sterne aufnehmen zu können, soll ein CCD-Element als Bildempfänger dienen. Dies ermöglicht auch eine einfache und möglicherweise automatisierte Auswertung des Spektrums mit einem PC.

1. Bisher von Amateurastronomen benutzte Technik

1.1. Das Reflexionsgitter

Das Sternlicht kann mit einem oder mehreren Prismen, mit einem Gitter oder mit einer Kombination aus beiden in seine Spektralfarben zerlegt werden. Ich betrachte hier nur die Zerlegung mit einem (Reflexions-) Gitter. Beim optischen Gitter werden die Welleneigenschaften des Lichts dazu ausgenutzt, weißes Licht in Spektralfarben zu zerlegen.

Ein Reflexionsgitter besteht aus einer spiegelnden Fläche, in die feine Linien eingeritzt sind. Solche Gitter wurden zuerst von L.M. Rutherford und später von H.A. Rowland (1882) benutzt¹. Die eingeritzten Linien bilden den undurchlässigen Teil des Gitters, an den unverletzten, reflektierenden Linien entstehen nach Huygens viele Elementarwellen, die sich halbkreisförmig ausbreiten. Fällt Licht unter dem Winkel α auf das Gitter, so entsteht vor dem Gitter ein Interferenzmuster. Nur in bestimmten Winkeln interferieren die Wellenzüge gleicher Wellenlänge (und damit Farbe) konstruktiv. Dies geschieht, wenn der Gangunterschied zwischen zwei Wellenzügen ein ganzzahliges Vielfaches der Wellenlänge λ ist. An diesen Stellen ist nur Licht einer Wellenlänge zu sehen.

Die Formel für das Reflexionsgitter lautet:

$$\sin \alpha + \sin \beta = k \cdot \lambda / g \quad (1)$$

wobei g die Gitterkonstante (Abstand der Linien), α der Einfallswinkel, β der Winkel, unter dem das Interferenzmaximum auftritt, λ die Wellenlänge des Lichts, und k die Ordnung des Maximums ist.

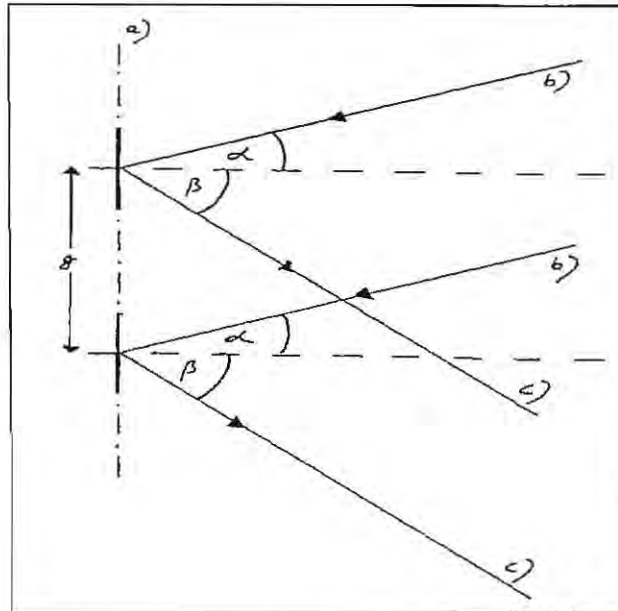


Abb.1: Beugung am Reflexionsgitter a) Gitter, b) einfallende Lichtstrahlen, c) Lichtstrahlen des gebeugten Lichts

1.2. Der Spaltspektrograph

Hochaufgelöste Sternspektren werden fast ausschließlich mit Spaltspektrographen aufgezeichnet. Bei einem Spaltspektrographen wird das Beugungs- beziehungsweise Seescheibchen des Sterns zunächst mit einem Objektiv in der Spaltebene abgebildet. Hinter dem Spalt tritt ein sich aufweitendes Lichtbündel auf, welches vor dem Auftreffen auf das dispersierende Element (hier: das Reflexionsgitter) durch eine Kollimatorlinse parallelisiert werden muß. Das am Gitter entstehende Spektrum wird mit einem weiteren Objektiv in dessen Brennebene abgebildet. Der Spalt muß senkrecht zur Dispersionsrichtung des Gitters orientiert sein.

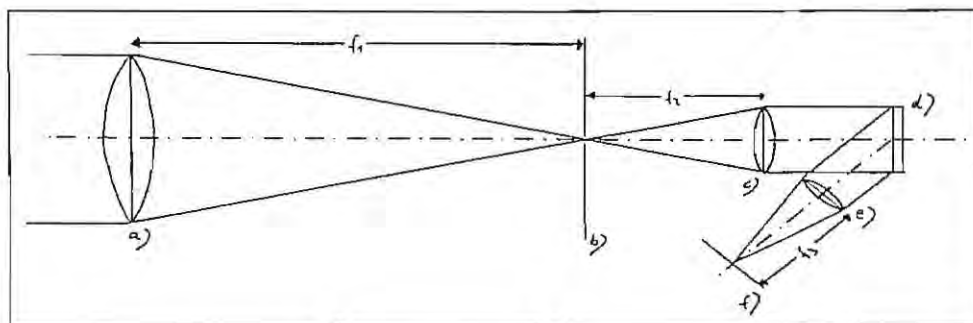


Abb.2: Der Strahlengang im Gitterspektrographen mit Spalt a) Objektivlinse mit dem Durchmesser d_1 und der Brennweite f_1 ; b) Spalt; c) Kollimatorlinse $2, 2$; d) Reflexionsgitter; e) abbildende Linse d_3, f_3 ; f) Fokalebene

Für die Objektiv- und Kollimatorlinse muß bei optimaler Ausleuchtung des Gitters gelten:

$$f_1/d_1 = f_2/d_2 \quad (2)$$

Die Dispersion des Spektrographen beträgt:

$$d = (f_3 \cdot k) / (g \cdot \cos \beta) \quad (3)$$

Mit der Anzahl der beleuchteten Gitterfurchen $Z = l/g$ (l ist der Durchmesser der beleuchteten Gitterfläche) beträgt die Auflösung l in der Fokalebene f :

$$\Delta l = (f_3 \cdot \lambda) / (g \cdot Z \cdot \cos \beta) \quad (4)$$

Die Breite b' der Abbildung des Spalts in der Fokalebene bei der wahren Spaltbreite b beträgt:

$$b' = (b \cdot f_3) / (\cos \beta \cdot f_2) \quad (5)$$

Der Spektrograph muß wegen der scheinbaren Bewegung der Sterne im Tagesverlauf auf den zu spektrographierenden Stern nachgeführt werden. Dazu wird er parallel zu einem parallaktisch montierten Fernrohr befestigt. Bei der Aufnahme eines Spektrums wird die Nachführung auf den Stern mit einem Fadenkreuzokular im Fernrohr kontrolliert.

1.2.1. Auftretende Probleme

Die Nachführung des Spektrographen kann Amateurastronomen einige Probleme bereiten:

Der Spektrograph selbst braucht ein Objektiv mit möglichst großer Öffnung, um auch Spektren schwächerer Sterne aufzunehmen. Wählt man zugunsten einer hohen Auflösung auch noch eine lange Kollimatorbrennweite, so wird das Gerät sehr lang. Oft ist der Spektrograph dann größer und schwerer als das Nachführteleskop selbst.

Nutzt man die Optik des Teleskops selbst als Objektiv für den Spektrographen, so wird ein zweites Fernrohr zur Kontrolle der Nachführung nötig. Auch in diesem Fall ist die Teleskopmontierung vom Gewicht der Geräte oft überlastet.

Ein ähnliches Problem hatten Astrofotografen:

Sie konnten nicht durch ein Teleskop gleichzeitig fotografieren und die Nachführung kontrollieren. Dazu war immer ein zweites Teleskop notwendig. Mit einem sog. „off-axis-guider“ ist dies heute möglich: ein Teil des außeraxialen Strahlenbündels aus dem Aufnahmefernrohr wird mit einem kleinen Prisma oder Spiegel seitlich in ein Fadenkreuzokular abgelenktⁱⁱ.

1.2.2. Die Verwendung von Lichtleitern

Für Amateurastronomen, die mit ihrem vorhandenen Teleskop Sternspektren aufnehmen wollen, gibt es bisher eine interessante Alternative:

Der Spektrograph wird nicht auf das Teleskop montiert, sondern daneben gestellt und mit einer Lichtleitfaser mit dem Teleskop verbunden. Das eine Ende des Lichtleiters wird im Fokus des Teleskops gehalten, das andere Ende in der Spaltebene des Spektrographen. Am besten eignet sich ein reines Spiegelteleskop (Reflektor), da nur hier die Brennweite für Licht aller Wellenlängen gleich ist.

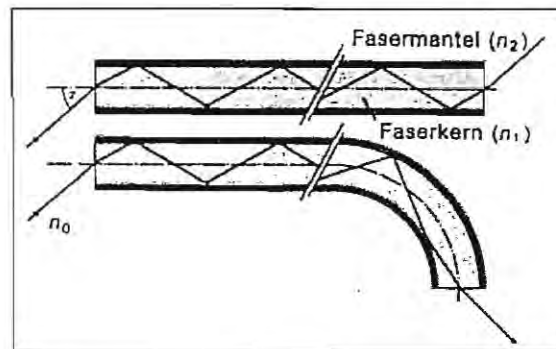


Abb.3: Die Lichtbrechung im Lichtleiterⁱⁱⁱ

Fällt ein Lichtstrahl auf die polierte Eingangsfläche des Lichtleiters, so wird er im Innern der Faser durch Totalreflexion weitergeleitet. Dabei folgt er allen Biegungen der Faser und tritt am Ende wieder aus. So muß der große Spektrograph nicht auf dem Teleskop nachgeführt zu werden. Trotzdem benötigt man zur Nachführung ein zweites Fernrohr, das parallel zum dem Fernrohr mit dem Lichtleiter montiert wird.

Als problematisch erweist sich die exakt parallele Einstellung der beiden optischen Systeme, da das Seeingscheibchen des Sterns auf die Spitze des etwa 1 mm bis 50 μm dünnen Lichtleiters treffen muß, während der Stern im Leitfernrohr in der Mitte des Fadenkreuzes zu sehen ist. Auch die Fokussierung des Sternscheibchens auf den Lichtleiter erweist sich als schwierig und kann am besten durch „Versuch und Irrtum“, also durch die Aufnahme von Spektren mit unterschiedlicher Einstellung vorgenommen werden. Es ist auch möglich, die Helligkeit des am Ende aus dem Lichtleiter austretenden Lichtes visuell zu beobachten und solange die Fokuseinstellung zu verändern, bis es am hellsten ist.

2. Das „Lichtleiterokular“

2.1. Die Idee

Beim Experimentieren mit einem Lichtleiter kam mir der Gedanke eines Systems, welches ähnlich wie der „off-axis-guider“ in der Astrofotografie bei der Spektroskopie mit einem Fernrohr für Aufnahme und Nachführkontrolle auskommt. Die Spitze des Lichtleiters, die später in der Brennebene des Teleskops sein soll, wird in der Brennebene eines (Fadenkreuz-) Okulars gehalten, im Winkel von 90° gebogen und vor der Linse des Okulars seitlich aus diesem herausgeführt.

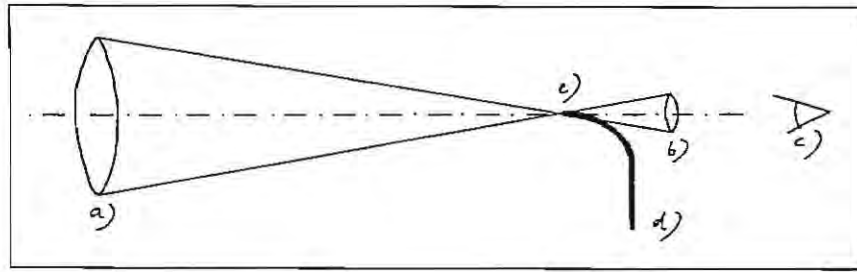


Abb.4: Der Lichtleiter in der Fokalebene des Teleskops vor dem Okular
a) Teleskopobjektiv; b) Okular; c) Auge des Beobachters; d) Lichtleiter; „Lichtleiterokular“ e) Fokalebene

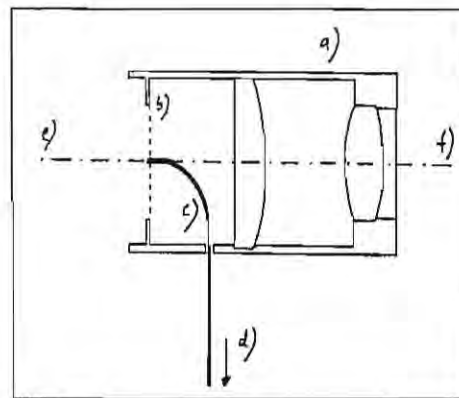


Abb.5: Querschnitt durch das
a) Okulargehäuse; b) Gesichtsfeldblende; c) Lichtleiter; d) zum Spektrographen; e) zum Teleskop; f) zum Beobachter

Die Einstellung eines Sterns oder eines anderen astronomischen Objekts auf den Lichtleiter ist nun denkbar einfach: Man steckt das Okular in den Okularauszug des Teleskops und stellt das gewünschte Objekt wie gewöhnlich scharf. Im Gesichtsfeld des Okulars sieht man ganz normal den Stern und die Spitze des Lichtleiters im Querschnitt. Sie befindet sich in der Brennebene des Okulars und damit auch in der Brennebene des Teleskops. Nun muß man das Teleskop nur noch so einstellen, daß das Bild des zu spektroskopierenden Sterns hinter dem Lichtleiter „verschwindet“.

2.2. Die Ausführung

Eine Vergrößerung von 100-fach ist sinnvoll und vielseitig, um viele astronomische Objekte zu beobachten. Das Okular soll an einem Schmidt-Cassegrain-Teleskop mit 20 cm Öffnung und 2 m Brennweite benutzt werden. Daher wähle ich ein Okular mit 20 mm Brennweite (1 1/4 Zoll Durchmesser). Wichtig ist, daß die teleskopseitige Brennebene des Okulars, wie etwa bei Okularen nach Kellner, frei zugänglich ist.

Okulare nach Huygens, Mittenzwey oder Ramsden eignen sich nicht^{iv}. Um die Spitze des Lichtleiters in der Brennebene zu befestigen, habe ich auf die Gesichtsfeldblende des Okulars ein Doppelfadenkreuz aus ca. 0,1 mm dünnen Drähten geklebt. Die Drähte sind Einzeldrähte aus dem "Drahtbündelchen" einer dünnen Elektroniklitze.

Schließlich wird die Spitze des Lichtleiters in der Mitte des Doppelfadenkreuzes festgeklebt. Das Fadenkreuz muß recht stabil sein, da es die Spitze des Lichtleiters halten muß, wenn dieser um 90° gebogen wird. Der Abstand zwischen der okularseitigen Linse und der Brennebene sollte nicht zu klein sein, da in Lichtleitern hohe Lichtverluste auftreten, wenn sie in engen Radien gebogen werden. Der Lichtleiter verläßt das Okular durch eine Bohrung an der Seite.

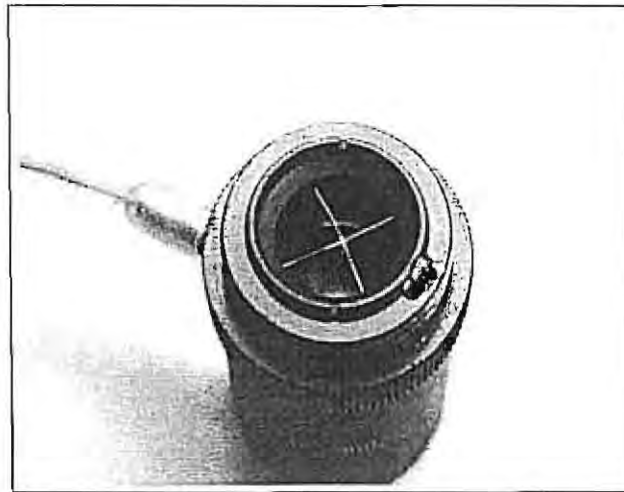
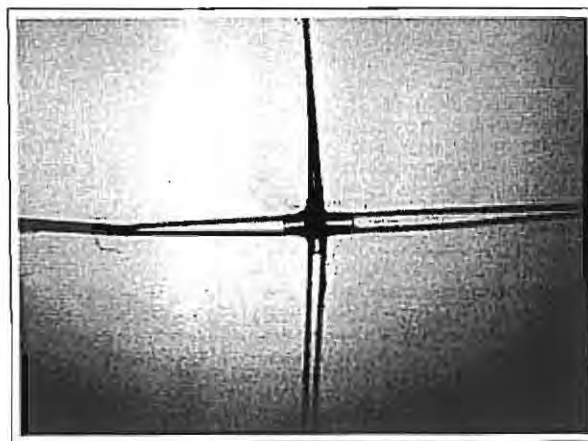


Abb.6: Das „Lichtleiterokular“ (ohne 1 1/4 Zoll-Hülse)



*Abb.7: Der Blick durch das Okular
Die Halterung des Lichtleiters im Doppelfadenkreuz; man erkennt den Lichtleiter in der Mitte des Fadenkreuzes*

2.2.1. Der Lichtleiter

Der von mir verwendete Lichtleiter hat eine Länge von ca. 70 cm und einen Durchmesser von ca. 150 μm . Leider sind mir die weiteren technischen Daten des Lichtleiters unbekannt, seine beiden Enden sind unbearbeitet. Der Lichtleiter sollte nicht dünner sein als der Durchmesser der Beugungs- bzw. Seeingscheibchen eines Sterns in der Fokalebene des Teleskops. Die Seeingscheibchen in meinem Teleskop sind maximal etwa 50-100 μm groß.

Soll der Lichtverlust an der Ein- und Austrittsfläche möglichst gering sein, so müssen diese Flächen möglichst plan und glatt (am besten poliert) sein. Da ich nicht die nötigen Geräte habe, um einen so dünnen Lichtleiter plan zu schleifen, habe ich das Ende auf einer weichen Unterlage mit einem Skalpell abgebrochen und die Bruchkante unter einem Mikroskop untersucht. Nach einigen Versuchen erhält man recht plane und glatte Bruchstellen, die nur manchmal an der Seite eine Unregelmäßigkeit zeigen.

Das andere Ende des Lichtleiters kann mit einem Stecker in den Spektrographen gesteckt werden. Der Lichtleiter hat noch einen Schutzmantel aus Kunststoff. Um eine Beschädigung oder Abreißen aus dem Okular zu verhindern, habe ich Okular und Stecker durch ein 0,8 mm dünnes Drahtseil als Zugentlastung verbunden. Drahtseil und Lichtleiter werden zum Schutz durch einen ca. 4 mm dicken Gummischlauch geführt.

(Teil II in FG-Rundbrief 25, April 2003)

Koordinierte Zusammenarbeit zwischen den VdS-FG „BAV“ und „Spektroskopie“

von E. Pollmann, Leverkusen; Bernd Hanisch, Lebus; Werner Braune, Berlin;
Joachim Hübscher, Berlin

1. Allgemeines

Die seit der BAV-internen Diskussion (Mai/Juni 2001) verstrichene Zeit bot nun ausreichend Gelegenheit, die verschiedenen Aspekte einer koordinierten Zusammenarbeit zwischen den VdS-Fachgruppen „BAV“ und „Spektroskopie“ konstruktiv auszugestalten. Den Autoren dieser Zeilen ist daran gelegen, die nachfolgenden Themenvorschläge (Tabellen 1/2) im Sinne einer koordinierten FG-Zusammenarbeit als individuelle Auswahlempfehlung verstanden zu wissen, weswegen wir zwei Beweggründe hervorheben möchten:

1. Förderung des Gemeinschaftsgedankens als Zielsetzung der VdS
2. Zusammenführung der Fähigkeitspotentiale der FG „BAV“ und „SPEKTROSKOPIE“

Die mentale Förderung und Unterstützung dieser Ansätze in beiden Fachgruppen ist seitens der jeweiligen Fachgruppenleitung von enormer Wichtigkeit, weshalb die Palette spektroskopisch/photometrisch relevanter Beobachtungsobjekte in den nachfolgenden Tabellen vielfältig ausgestaltet ist, um Gruppen wie Einzelbeobachtern eine individuelle Auswahl des Mitwirkens zu ermöglichen.

Die Verknüpfung von Photometrie und Spektroskopie bei der Beobachtung und Erforschung stellarer Objekte – gemeint sind hier veränderliche Sterne im weitesten Sinne – ist in der Fachastronomie eine Selbstverständlichkeit schlechthin. In diesem Sinne bildet sie die Grundlage der Motivation, um auf Amateurebene in bescheidenem Maße wissenschaftsrelevante Ergebnisse zu erarbeiten.

2. Warum Be-Sterne beobachten?

Aus rein spektroskopischer Sicht zeichnen sich Be-Sterne durch folgende, für Amateurinstrumente sichtbare Merkmale aus:

- Linienstatus verändert sich: Absorptionen werden zu Emissionen und umgekehrt (B-Stern <> Be-Stern)
- Linienprofile verändern sich (Be-Sterne < > Hüllensterne)
- Emissionen und Absorptionen verstärken sich oder schwächen sich ab (Bestimmung der Äquivalentbreite)
- Liniensymmetrien verändern sich; Messung von Symmetrievariationen, insbesondere an H α
- Radialgeschwindigkeiten ändern sich
- UBV-Helligkeiten ändert sich

Die beschriebenen Effekte sind oft unregelmäßig und deshalb zeitlich nicht vorher-sagbar, die spektralen Veränderungen korrelieren oft mit den UBV-Helligkeiten und das Datenmaterial ist oft sehr lückenhaft.

Die spektroskopische Beobachtung erfordert nicht in jedem Fall eine aufwendige/teure Ausrüstung. So ist die reine Feststellung des Linienstatus (Emissionen, ja oder nein) bereits mit Objektivprismenspektrographen und fotografischer Detektion möglich. Ebenso ist das Verfolgen von Linienprofilen - zumindest im blauen Spektralbereich - auch noch mit Objektivprismenspektrographen mittlerer Dispersion (ab 50 Å/mm) möglich. Hingegen erfordert die Messung von Äquivalentbreiten wegen der Detektorlinearität den Einsatz von CCD-Kameras.

3. Objektbezogene Projektvorschläge

Tabelle 1

Objekte	Charakter	Vmin	Vmax	Spektrum	Kommentar	Frequenz
γ Cas	Be-Stern	3,0	1,6	B0.5IV	1)	mehrfach/Mo
β CMi	Be-Stern	2,92	2,84	B8V	1)	1/Monat
ο And	Be-Stern	3,78	3,58	B5 + B2e	1)	1/Monat
ο Her	Be-Stern	3,87	3,8	B9V	1)	1/Monat
κ Dra	Be-Stern	4,01	3,82	B5IV	1)	1/Monat
φ Per	Be-Stern	4,11	3,96	B0.5IV+sdO	1)	1/Woche
ζ Tau	Be-Stern	2,88	3,17	B2III	1)	1/Woche
MX Per	Be-Stern	4,09	4,0	B3V	1)	1/Monat
ψ Per	Be-Stern	4,23	3,96	B4V	1)	1/Monat
ε Cyg	Be-Stern	4,5	4,28	B2 V	1)	1/Monat
ω Ori	Be-Stern	4,59	4,4	BIIIe	1)	1/Monat
π Aqr	Be-Stern	4,7	4,42	B1Ve	1)	1/Monat
V832 Cyg	Be-Stern	4,88	4,49	B1ne	1)	1/Monat
ο Cas	Be-Stern	4,62	4,5	B5III	1)	1/Monat
QR Vul	Be-Stern	4,8	4,6		1)	1/Monat
28 Tau	Be-Stern	5,5	4,77	B8V	1)	1/Monat
BK Cam	Be-Stern	4,89	4,78		1)	1/Monat
EW Lac	Be-Stern	5,48	5,22	B3IV	1)	1/Monat
β Cep	Be-Stern		3,15	B2III	2)	1/Monat
θ CrB	Be-Stern		4,1	B5	Vor 20 Jahren Be-Stern; wann wieder ?	1/Monat
β Psc	Be-Stern	4,53		B6III	1)	1/Monat
48 Lib	Be-Stern	4,9		Be	1)	1/Monat
66 Oph	Be-Stern	4,64		B2V,e	1)	1/Monat
66 Cyg	Be-Stern	4,43		B2V, ne	1)	1/Monat
16 Peg	Be-Stern	5,08		B3V	1)	1/Monat
φ And	Be-Stern	4,25		B8V	1)	1/Monat
12 Vul	Be-Stern	4,95		B2V	1)	1/Monat
λ Cyg	Be-Stern	4,53		B5IV	1)	1/Monat
25 Cyg	Be-Stern	5,19		B3IV	1)	1/Monat
ν Gem	Be-Stern	4,15		B6III	1)	1/Monat
31 Peg	Be-Stern	5,01		B2V	1)	1/Monat
ε Cas	Be-Stern	3,40		B3Vp	1)	1/Monat
48 Cam	Be-Stern	4,84			1)	1/Monat
17 Tau	Be-Stern	3,70		B6III	1)	1/Monat
23 Tau	Be-Stern	4,18		B7III	1)	1/Monat

η Tau	Be-Stern	2,87		B7III	1)	1/Monat
48 Per	Be-Stern	4,04		B3V,e	1)	1/Monat
11 Cam	Be-Stern	5,08		B3V	1)	1/Monat
25 Ori	Be-Stern	4,95		B1V, ep	1)	1/Monat
47 Ori	Be-Stern	4,57		B3III.e	1)	1/Monat
ζ Oph	Be-Stern	2,60		B0V	1)	1/Monat
4 Aql	Be-Stern	5,0		B5	1)	1/Monat
59 Cyg	Be-Stern	4,74		B0	1)	1/Monat
105 Tau	Be-Stern	5,89		B2V,e	1)	1/Monat
δ Sco	Be-Stern	2,3		B0	1)	1/Woche
ω CMA	Be-Stern	3,9		B3	1)	1/Woche
ζ Aur	Bedeckungsveränd.	3,97	3,7	K0	Periode=972 d	
ϵ Aur	Bedeckungsveränd.	3,8	2,9	F5	Periode=9892 d	
VV Cep	Bedeckungsveränd.	5,3	4,8	M2I+B6II	Periode=7690 d	

- 1) Spektroskop./photometr. Langzeitmonitoring zur Aufklärung der Natur zirkumst. Aktivitäten u. Mechanismen.
- 2) 40 Jahre lang keine H α -Emission (vor 1990); H α derzeit etwa 20% über Kontinuum. β Cep normaler Be-Stern ?
Langzeitmonitoring: Spektroskopie/Photometrie

Tabelle 2

Objekte	Typ	V	Spektrum	Kommentar
P Cyg	LBV-Stern ³⁾	4,9	B2	var. Radialgeschwindigkeiten; var. H α -Emission; UBV-Photometrie; Langzeitmonitoring
Helle rote Überriesen	Beispiel: 61 Her weitere ⁴⁾ bekannt/interessant	5)	5)	Photometr. und spektrosk. Variabilität; Natur globaler/ lokaler Oberflächenereignisse besser verstehen
Mira-Veränderliche	Pulsationsvariab.	5)	5)	Variabilität der H α , β , γ , δ -Emissionen sowie der TiO- und C $_2$ -Banden; simultane Photometrie/Spektroskopie
β Lyr	Bedeckungsstern	3,3 – 4,4	B3	Einsteiger-Demo-Objekt, Langzeitmonitoring der Radialgeschwindigkeiten, Si-Linien bei 635-636 nm
β Per	Bedeckungsstern	2,1 – 4,4	B8	Einsteiger-Demo-Objekt, Radialgeschwindigkeiten
δ Cep	Pulsationsvariab.	3,5 - 4,4	F5/G5	Spektrumveränderl./Einsteiger-Demo-Objekt

- 3) LBV = Leuchtkräftige Blaue Veränderliche (siehe einschlägige Literatur)
- 4) Weitere Sterne können im „Bedarfsfall“ konkret benannt werden; Literatur vorhanden
- 5) siehe einschlägige Literatur

Nach Jahren vergeblicher Anregungen nun die Initiative zu einer Zusammenarbeit von Spektroskopikern und Veränderlichenbeobachtern mit der Vorlage einer umfassenden Wunschliste der Mitwirkung. Um Ansatzpunkte einer fruchtbaren Zusammenarbeit zu finden, hier zunächst einmal einige grundsätzliche Betrachtungen zu Wünschen und Realitäten der Beobachtungsausrichtung in beiden Bereichen.

- Die VdS-FG Spektroskopie hat Möglichkeiten im Bereich heller Sterne, die VdS-FG Veränderliche möchte eigentlich gern Spektren von schwachen Sternen ggf. aus aktuellem Beobachtungs- und Forschungsansatz.
- Mit der visuellen Beobachtung heller Veränderlicher haben wir allerdings einen beobachterisch gleichen Rahmen im Bereich der Sterne mit größeren Amplituden und ggf. auch für spektroskopische Belange ausreichender Genauigkeit. Hierzu finden sich in der Tabelle 2 die BAV-seitig gut verfolgten Bedeckungssysteme β Lyr, β Per sowie δ Cep, deren Bearbeitung für die spektroskopischen Belange allerdings etwas umgestellt werden müsste. Bei den Mirasternen sollten die Spektroskopiker selbst Sterne festlegen, bei denen sie eine visuelle Verfolgung für ausreichend halten.

Die Bedeckungsveränderlichen der Tabelle 1 werden nur in aktuellen Fällen der Bedeckung von beiden Fachgruppen intensiv beobachtet. Hier kommen im aktuellen Fall sicher auch genauere CCD-Messungen der BAV ins Spiel. Der Lichtwechsel von VV Cep wird wegen des halbregelmäßigen Verhaltens einer Komponente weiter visuell und möglicherweise auch CCD-mäßig überwacht.

Bei den Be-Sternen sind nur CCD-Beobachtungen brauchbar. Diese kann es aber nur bei Sternen geben, die hierfür BAV-seitig z.Zt. beobachterisch geeignet sind: Im ca. 24' großen Beobachtungsfeld sollte zumindest ein Vergleichssterne etwa gleicher Helligkeit und möglichst gleichem Spektraltyp stehen. Um diese Sterne herauszufinden, wird die vorliegende Tabelle seitens der Autoren noch überarbeitet werden. Alles andere ist dann eine Frage der attraktiven Darstellung dieses Projektes, da BAV-CCD-Beobachter schwache Sterne präferieren und solche mit nur einer Messung pro Nacht nur selten beobachten. U. a. haben wir deshalb schon bei hellen Miras keine Resonanz. Bei einem CCD-Einsatz mit normalen Fotoobjektiven und ggf. Filtern gäbe es eine völlig neue Perspektive mit einem Gesichtsfeld von etwa 5° und messbaren Helligkeiten bis ca. 9^m.

Überlegenswert wäre aber ebenso eine Anleitung für Spektroskopiker zur eigenen Helligkeitsbestimmung gleich bei der Spektrengewinnung, um echte Synchronität zu gewährleisten. Dieser Weg müsste aber mit unserer Hilfe erprobt werden.