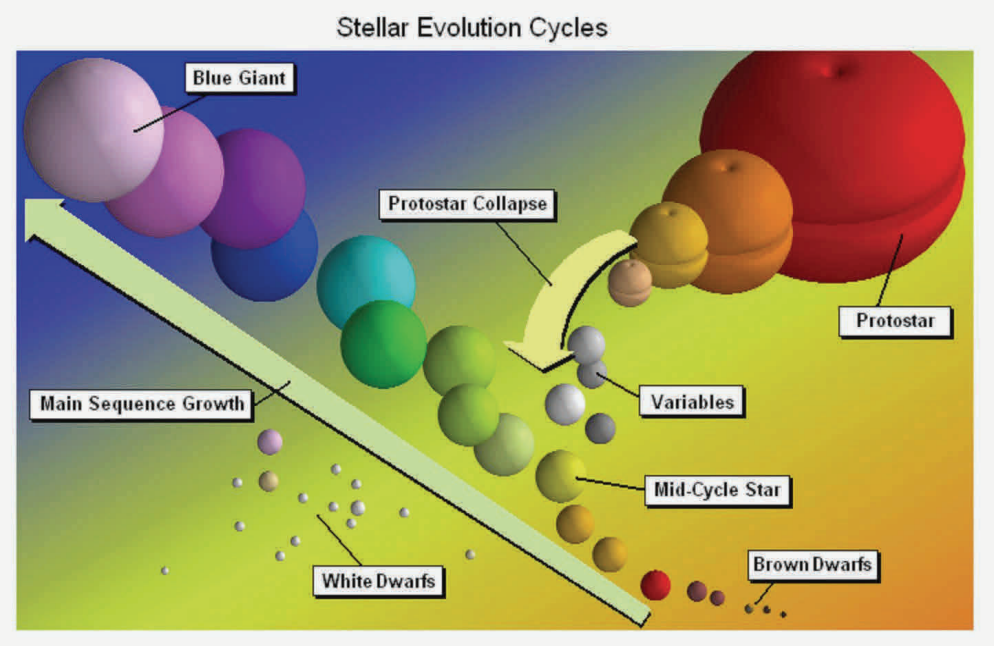
SPEKTRUM



MITTEILUNGSBLATT ÜBER ASTRO-SPEKTROSKOPIE FÜR AMATEURE

HERAUSGEBER
ERNST POLLMANN
EMIL-NOLDE-STR. 12
51375 LEVERKUSEN

AUSGABE NR. 52 02/2016 ISSN 1869-4454
EINZELHEFT ALS PDF-DATEI 2,00 €

Impressum
Das Mitteilungsblatt SPEKTRUM erscheint entgegen anders lautenden Behauptungen (SuW 07/2016, S. 90) halbjährlich seit 1994 jeweils im April und Oktober in der alleinigen Herausgeberschaft von
Ernst Pollmann 51375 Leverkusen, Emil-Nolde-Straße 12
Redaktionelle Bearbeitung: Roland Bücke, Ernst Pollmann.
Für den Inhalt sind die Autoren selbst verantwortlich.
Titelbild: Internet, Quelle unbekannt

Kontakt
Ernst Pollmann
Emil Nolde Straße 12
51375 Leverkusen
eMail: ernst-pollmann@t-online.de
Telefon: 0214-91829

Neue Bankverbindung:
Konto Nr. 1010392019
Bankleitzahl: 37560092
Volksbank Rhein-Wupper eG, Leverkusen
IBAN: DE56375600921010392019

Inhalt Seite

E. Pollmann: Das Langzeitmonitoring des Doppelsternsystems VV Cep und dessen Bedeckung in den Jahren 2017-2019 1

F. Walter: Die Beobachtungskampagne VV Cep 8

C. Zborowska: Reproduktion des HR-Diagramms durch spektrale Untersuchung von Sternen der MKK-Klassifikation (Teil 2) 10

Th. Schröfl: The B[e] Phenomenon: Forty Years of of Studies 19

Ch. Buil: UVEX a new Ultraviolet Explorer spectrograph 25

E. Pollmann: CFG-Spektroskopie-Seminar 2017 28

Das Langzeitmonitoring des Doppelsternsystems VV Cep und dessen Bedeckung in den Jahren 2017-2019

v. Ernst Pollmann, Leverkusen

Das Objekt VV Cep beschreibt ein Bedeckungssternsystem mit einer Periode von 20.4 Jahren, bestehend aus einem Primärstern der Spektralklasse M2 und der Leuchtkraftklasse Iab, sowie einem frühen Sekundärstern vermutlich der Spektralklasse B und der Leuchtkraftklasse V.

Eine erste Beschreibung des Orbits des Systems wurde von Harper & Christie (1933) vorgenommen. Ein Jahr später beschrieb McLaughlin (1934) im Spektrum des Gesamtsystems das Verhalten der Emissionslinien und erläuterte das V/R-Verhältnis der Wasserstoff-Balmerlinien, sowie jene des ionisierten Kalziums Ca II. Im Oktober 1936 schließlich wies er darauf hin, dass der heiße Begleitstern bedeckt worden war; worauf hin das System als Bedeckungssternsystem bezeichnet worden ist. Goedecke (1939) führte die erste ausführliche spektralanalytische Analyse dieses Systems durch. Wright (1977) erkannte bei VV Cep am Vorhandensein der Hα-Emissionslinie einen zeitweiligen Massentransfer vom Primärstern in die Akkretionsscheibe des Begleitsterns, welches von Kawabata et al. (1981) und Möllenhoff & Schaifers (1978/1981) bestätigt werden konnte.

Heutige Amateurastronomen, mit ihrer meist ausgezeichneten instrumentellen Ausstattung sind nunmehr in der Lage, willkommene wissenschaftliche Beiträge im Sinne spektroskopischer Beobachtungen der interessierten professionellen Fachastronomie bereitzustellen. Der Autor und seine Kollegen von der weltweit spektroskopisch aktiven ARAS-Gruppe (http://astrosurf.com/aras/) beobachten VV Cep seit Juli 1996 bis heute, wobei inzwischen 255 Spektren erhalten werden konnten. Diese Spektren sind mit Teleskopen von 20 bis 40 cm Öffnung und Spektrographen mit einer spektralen Auflösung $R = \lambda/\Delta\lambda$ von ca. 8000 bis 17000 aufgenommen worden. Dieser Gesamtzeitraum umfasst dabei auch die Bedeckung des B-Sterns von 1997 bis 1999. Abb. 1 beschreibt ein repräsentatives Spektrum der Wasserstoff-Emissionslinie Hα, das vom Autor mit seinem Spektrograph LHIRES III (R= 17000) am C14-Teleskop in der Sternwarte Scheuren aufgenommen worden ist.

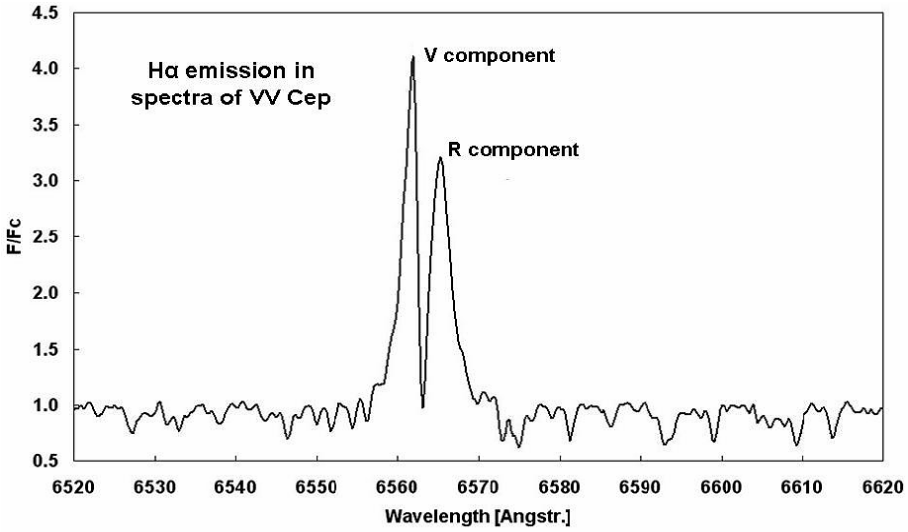


Abb. 1: Repräsentativspektrum der Hα-Emission von VV Cep mit den typischen aufgespaltenen beiden Komponenten V (blauverschoben) und R (rotverschoben).

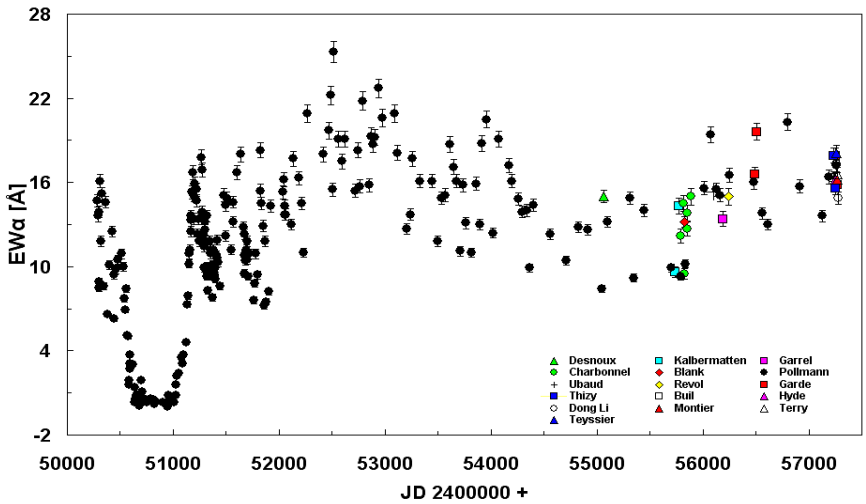


Abb. 2: Langzeitüberwachung der Äquivalentbreite EW der Hα-Emission seit 1996 bis heute

Die Hα-Emissionslinie ist im sichtbaren Spektralbereich der einzige Indikator für das Vorhandensein einer Gasscheibe in diesem Doppelsternsystem. Abb. 2 zeigt das Monitoring der Äquivalentbreite Hα (EW) seit Juli 1996 bis heute. Die Bedeckung der leuchtenden B-Sternscheibe durch den M-Superriesen begann im März 1997 (JD 2450511) und endete 673 Tage später. Der Zeitraum vom 1. bis zum 2. Kontakt dauerte 128 Tage, jener vom 3. bis zum 4. Kontakt 171 Tage. Der zentrale Bedeckungszeitraum betrug 373 Tage. Saito et al. (1980) beobachtete die 1976-78-Bedeckung mittels UBV-Photometrie, wonach die zentrale Bedeckung mit 300 Tagen ermittelt wurde und damit erheblich kürzer war als die vorherige Bedeckung.

Der gesamte Bedeckungsprozess dauerte nach diesen Beobachtungen etwa 1000 Tage. Während nach Ephemeriden von Gaposchkin (1937) die Mitte der Bedeckung bei JD2450790 zu erwarten war, kann diese aus Abb. 2 bei JD 2450827, also mit einer Verzögerung von 37d, angegeben werden. Graczyk et al. (1999) dagegen bestimmten den Mittelpunkt der Bedeckung 1997/99 aus UBV-Photometrie bei ungefähr JD 2450855, d. h. mit einer Verzögerung von 65d. Leedjaerv et al. (1999) erhalten einen ähnlichen Wert von 68d, der in etwa vergleichbar war mit den Ephemeriden von Gaposchkin (1937) aus der UBV-Photometrie und optischer Spektroskopie.

Möglicherweise ist jedoch in Abb. 2 das Verhalten der Hα-Emission die interessantere Erscheinung außerhalb der Bedeckung. Es sind dies die fortwährenden, großen Schwankungen der EW, die seither ununterbrochen bis jetzt über ungefähr 15 Jahre beobachtet werden konnten. Eine mögliche Erklärung wäre eventuell ein variabler Massentransfer vom M-Überriesen in die Akkretionsscheibe des B-Sterns, wie es durch Wright (1977) und Stencel et al. (1993) beschrieben worden ist.

Dieser Prozess steht möglicherweise auch in Verbindung mit entsprechenden Schwankungen der Temperatur und der Dichte der Scheibe. Auch ist zu bedenken, dass der M2-Superriese mit seiner ihm eigenen, semi-regulären Pulsationsperiode von 116 Tagen (Saito et al. 1980) möglicherweise die Scheibenfütterungsrate zusätzlich beeinflusst. Und da die Scheibe die offensichtliche Quelle der Hα-Emission ist, scheint dies auch der beste Kandidat für eine Erklärung der fortwährenden Änderungen der Intensitäten zu sein.

Die Größe der Scheibe um den B-Stern wurde von Peery (1965) mit kleiner als 1/18 des Durchmessers der Photosphäre des M-Überriesen angegeben, wobei diese entsprechend den Untersuchungen von Hutchings u. Wright (1971) nicht kugelförmig symmetrisch, sondern in Richtung des Sternäquators verdichtet ist, wie dies etwa für den Fall eines normalen Be-Sterns zutrifft. Dies scheint angesichts des ausgeprägten Gasstroms auch ziemlich logisch zu sein, was bedeutet, dass die Hα-emittierende Scheibe von außen gefüttert wird und in den Polarregionen des zentralen B-Sternes zusammenfällt. Langzeitüberwachungen der Intensitätsveränderungen der V- und R-Komponenten (dem sogenannten V/R-Verhältnis), aber auch die Gesamtstärke beider Emissionen (ausgedrückt als Äquivalentbreite EW) liefern wichtige Informationen über die Masse und/oder die Dichte des Gases, sowie über die Bewegungsrichtung der entsprechenden Gasregion innerhalb der Scheibe.

Die violetten und roten V- und R-Komponenten, in welche die Hα-Emissionslinie im Spektrum von VV Cep aufgespalten ist, können direkt mit der Strahlung der Gasscheibe um den B-Stern verbunden werden (Abb. 2). Wegen der Scheibenrotation entgegen der Uhrzeigerdrehung um den zentralen B-Stern (bezogen auf die Sichtlinie des Beobachters), ergibt sich eine Blauverschiebung der V-Komponente durch die Bewegungsrichtung hin zum Beobachter, und Rotverschiebung der R-Komponente durch die Bewegungsrichtung weg vom Beobachter.

Die sich verändernden Peakintensitätsverhältnisse der V- und der R-Komponente (V/R) von Hα während der Bedeckung 1976-78 wurden von Kawabata et al. (1981) dahingehend interpretiert, dass die Verteilung der Masse in der Scheibe nicht homogen ist. Die stärkere violette Emissionsspitze wird möglicherweise durch eine größere Dichte in der linken Seite der Scheibe gebildet (die sich ja entgegen dem Uhrzeigersinn dreht). In der Tat können verschiedene Stärken der violetten und roten Peaks während der Bedeckung 1997-1999 in den unterschiedlichen Eintritts- und Ausgangsniveaus im Plot der Abb. 2 erkannt werden. Während des Eintritts, wenn die linke Seite der Scheibe bedeckt ist und nur die rechte Seite beobachtet wird, beträgt die EW etwa 11Å. Wenn nach der Bedeckung die linke Scheibenseite wieder auftaucht und die rechte noch bedeckt ist, beträgt die EW etwa 17Å. Eine Langzeitüberwachung der Intensitätsvariationen beider Komponenten liefert wichtige Informationen über die Masse bzw. die Dichte der Wasserstoffgasscheibe (ausgedrückt als Gesamtäquivalentbreite EW) sowie über die Bewegungsrichtung der entsprechenden Scheibenbereiche.

Entsprechend den Untersuchungen von Wright (1977) wird die Quelle der zentralen Absorption im Profil der Hα-Emissionslinie durch das vom M-Stern mit seiner „Oberflächentemperatur" von etwa 2400 K relative kühle, abströmende und absorbierende neutrale Wasserstoffgas zwischen dem Beobachter und dem B-Stern verursacht. Wegen des Stoffübergangs vom M-Stern in Richtung seines Begleitsterns kann somit das Vorhandensein der starken Hα-Emission gut erklärt werden. Folglich können Schwankungen der Temperatur und der Dichte der Scheibe mit Bezug auf diesen Prozess des Massenaustauschs erwartet werden.

Aus den Ergebnissen des bisher vorliegenden Beobachtungsmaterials allein ist es jedoch noch nicht möglich zu beurteilen, in welchem Ausmaß diese Schwankungen ausschließlich auf unterschiedliche Beiträge durch den Massentransfer zwischen den zwei Komponenten, oder nur von der Scheibe selbst, oder aus beiden zusammen herrühren. Der Gasstrom nun, der vom M-Überriesen spiralförmig um den B-Stern schwingt, sowie der Neigungswinkel von 77° bedeuten, dass hier weit mehr als nur ein Ring um den zentralen B-Stern gebildet wird. Eine sich so ausprägende Akkretionsscheibe muss in den Polregionen weniger dicht sein als in den Regionen

um den B-Sternäquator. Langzeitige, spektroskopische Beobachtungen außerhalb der Bedeckungen 1956/57 und 1976/78 sind nur von Wright (1977), Hack et al. (1992) und Möllenhof & Schaifers (1981) veröffentlicht worden. Diese Beobachtungen lieferten eine erste grobe Vorstellung zum V/R-Verhalten der Hα-Emission und damit über ein mögliches, quasi-zyklisches Verhalten der Dichtestruktur der Akkretionsscheibe des B-Sterns. Mit diesen Beobachtungsdaten wurde zwar die komplette orbitale Phase abgedeckt, welche jedoch für eine zuverlässige Analyse absolut unzureichend waren.

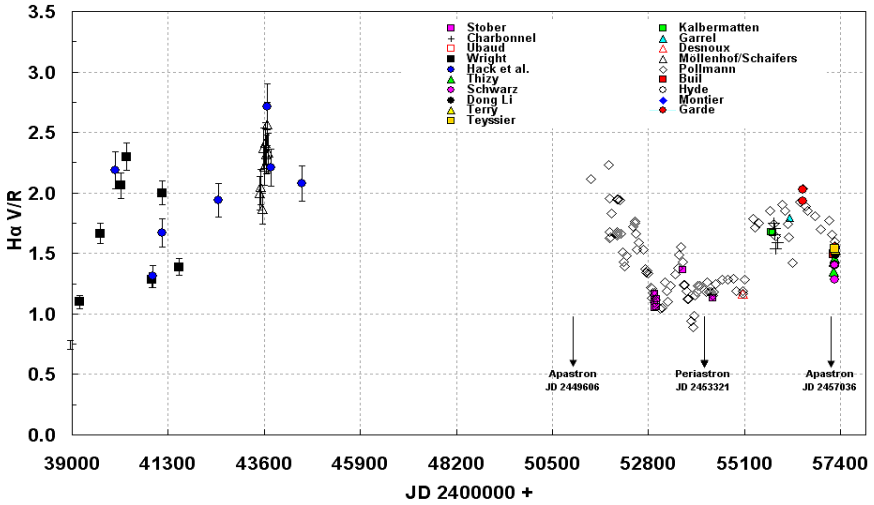


Abb. 3: Langzeitüberwachung des V/R-Verhältnisses außerhalb der Bedeckungen von 1956/57 und 1976-78 durch Wright (1977), Hack et al. (1992) und Möllenhof & Schaifers (1981), kombinierte mit Daten des Autors und der ARAS-Gruppe seit November 2000 (JD 2451413)

Seit November 2000 (JD 2451413) konnte nun den Daten der genannten professionellen Astronomen, Daten des Autors und der ARAS-Gruppe mit einer deutlich besseren Beobachtungsdichte hinzugefügt werden (Abb. 3). Dabei wurde offensichtlich, in welch drastischer Weise sich die chronologische Entwicklung des V/R-Verhältnisses tatsächlich ändert. Diese chronologische V/R-Variation in Abb. 3 forderte nun zu einer ausführlicheren Bewertung eines möglichen periodischen Verhaltens auf.

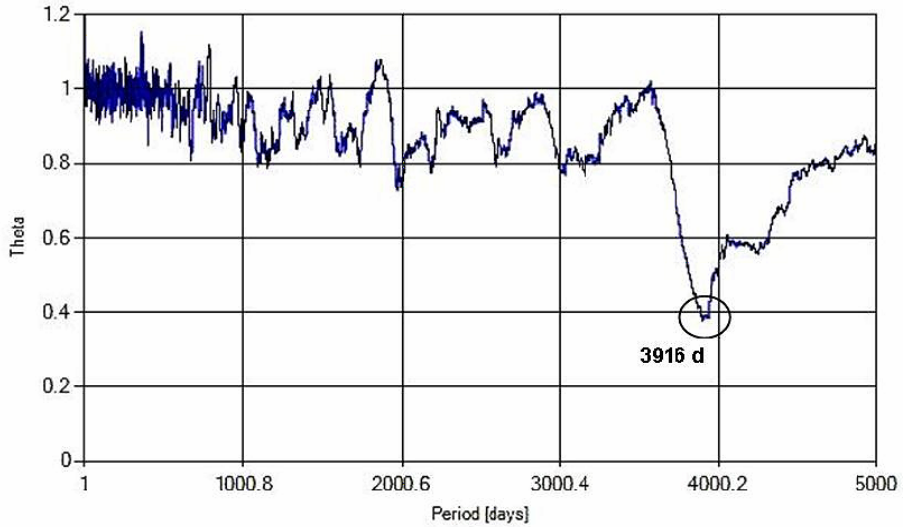


Abb. 4: PDM-Periodenanalyse aller V/R-Daten in Abb. 3

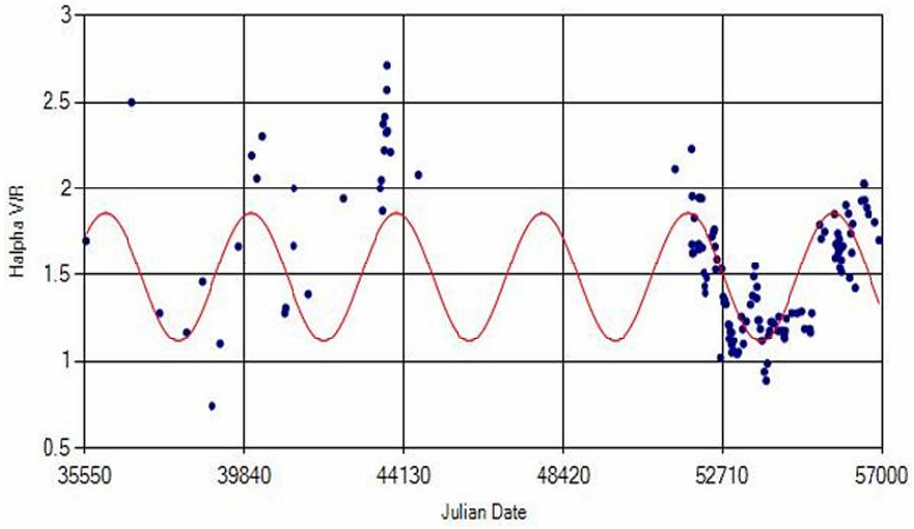


Abb. 5: Perioden-angepasste Zeitserie aller V/R-Daten in Abb. 3

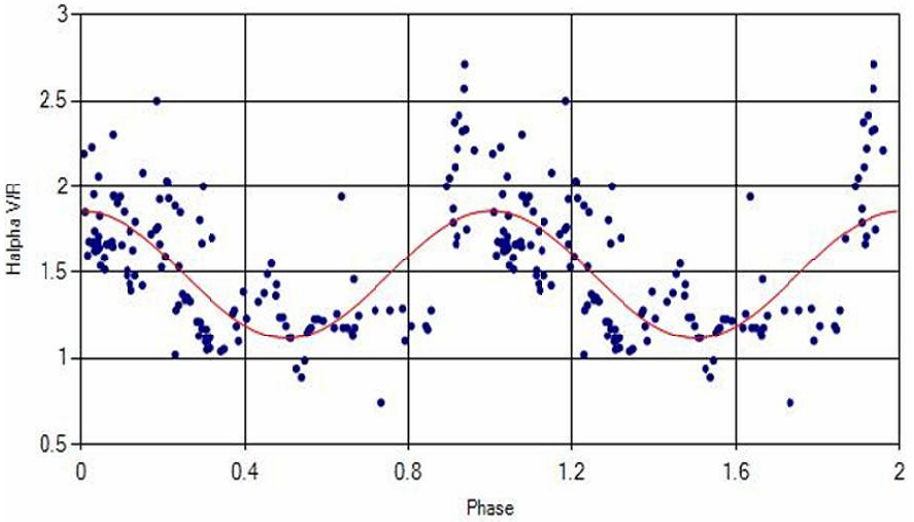


Abb. 6: Phasendiagramm der PDM-Periode von 3916 Tagen
(dies scheint die Hälfte der orbitalen Umlaufzeit zu sein)

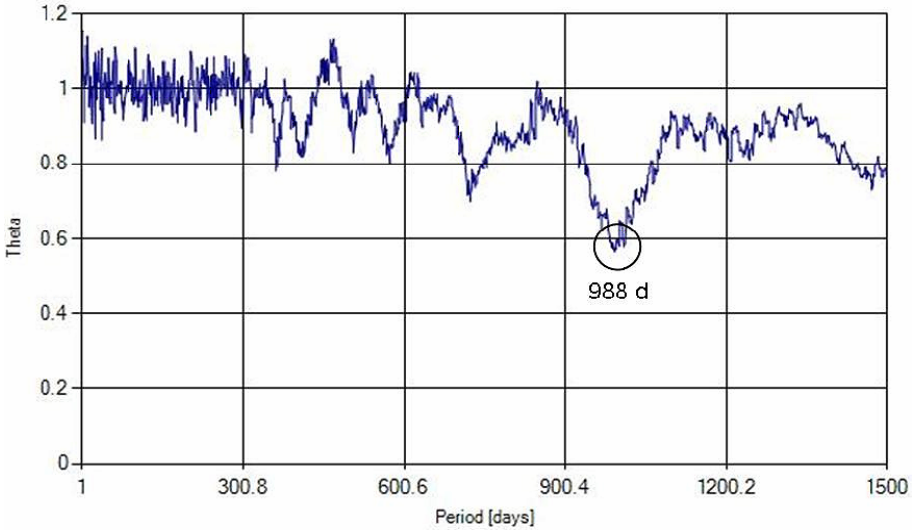


Abb. 7: Subtraktion (Residuen) der 3916 d-Periode von der V/R-Zeitserie
(Abschnitt 2451413 bis 2456917) und der entsprechenden PDM-Analyse

mit der dominanten Periode von 988 Tagen.

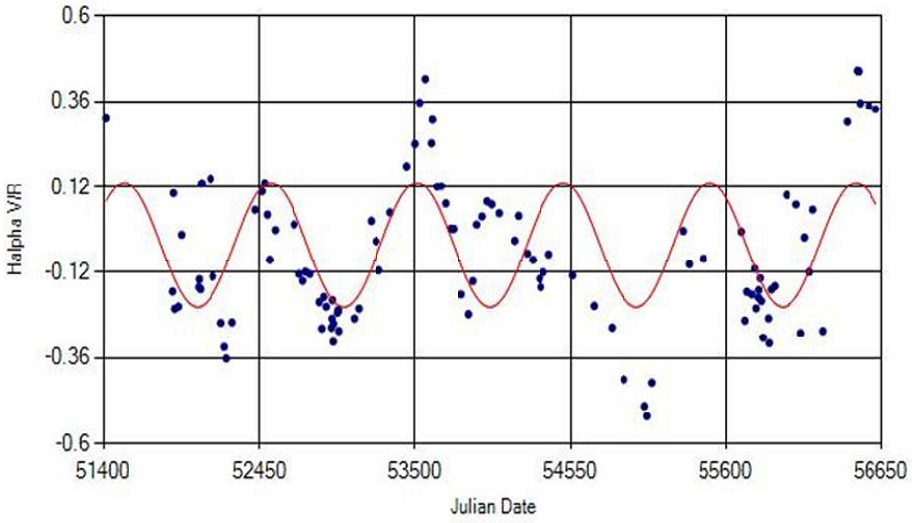


Abb. 8: Anpassung der 988 Tage-Periode an die entsprechende V/R-Zeitreihe

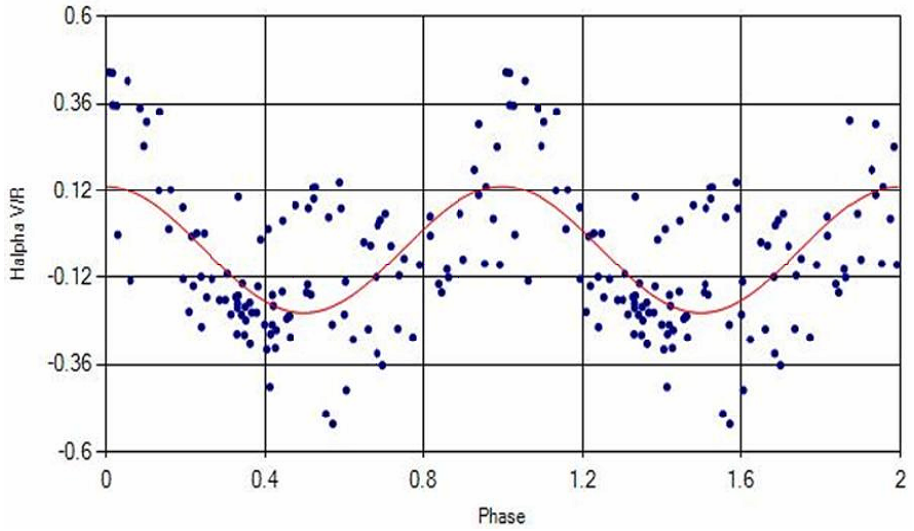


Abb. 9: Phasendiagramm der gefundenen 988 Tage-Periode

Abb. 4 zeigt eine PDM-Periodenanalyse (PDM = Phase Dispersed Minimization) der gesamten V/R-Daten aus Abb. 3 mit einer dominanten Periode von 3916 Tagen. Abb. 5 zeigt die periodenangepasste Zeitserie aller V/R-Daten von Abb. 3. Wie zu sehen ist, passt dies mehr oder weniger gut nur mit den Daten beginnend bei JD 2451413. Der Grund dafür ist die äußerst geringe Beobachtungsdichte des Zeitabschnitts von JD 2435572 bis 2444511 (Möllenhof & Schaifers, Hack et al. &. Wright). Dennoch wird in Abb. 6 das Phasendiagramm der 3916 Tage-Periode gezeigt, wobei diese Periode die Hälfte der orbitalen Umlaufzeit zu sein scheint. Eine mögliche Erklärung für dieses Verhalten wäre möglicherweise eine Gezeitenwirkung des M-Überriesen auf die Akkretionsscheibe des B-Sterns während jeder Periastronpassage.

Eine weitere relevante Frage sollte sein, inwieweit V/R-Variationen unabhängig von der orbitalen Umlaufzeit vorliegen. Abb. 7 zeigt die PDM-Periodenanalyse nach Subtraktion (Residuen) der 3916 Tage-Periode von der V/R-Zeitserie für den Abschnitt 2451413 bis 2456917 (nur die Amateurdaten) mit einer dominanten Periode von 988 Tagen. Abb. 8 gibt die Anpassung dieser Periode an das V/R-Verhalten des entsprechenden Zeitabschnitts wieder. Schließlich wird in

Abb. 9 das entsprechende Phasendiagramm der gefundenen 988 Tage-Periode gezeigt. Dies ist das erste Mal, dass Amateurbeobachtungen V/R-Daten zu periodischen Dichteveränderungen in der Akkretionsscheibe des B-Sterns im System VV Cep liefern. Die Ergebnisse beider Periodenanalysen sind in der folgenden Tabelle 1 zusammengefasst.

Tabelle 1: Ergebnisse der Periodenanalysen der V/R-Variationen

V/R Ephemides	Period [d]	Amplitude	T0 [d]	RMS [d]
(Half) orbital period	3916 (± 44)	0.37 (± 0.03)	2435116 (± 192)	0.29
Residuals (orbital period subtracted)	988 (± 15)	0.17 (± 0.02)	2451290 (± 45)	0.16

Die zu erwartende Bedeckung in den Jahren 2017/19 bietet eine willkommene Gelegenheit, das System VV Cep in den unterschiedlichsten Aspekten zu untersuchen. Aus diesem Grunde ist mit Anfang des Jahres 2015 eine weltweite Kampagne im Sinne einer Zusammenarbeit von professioneller Astronomie und der Amateurastronomie ins Leben gerufen worden, um sowohl im photometrischen wie im spektralanalytischen Bereich Daten zu sammeln.

Referenzen

Gaposchkin, S., 1937, Harvard Coll. Obs. Circ., Nr. 421
Goedicke, V. 1939 (A), Publ. Obs. Univ Michigan, 8,1.
Goedicke, V. 1939 (B), Publ. Obs. 62.197, Univ. Michigan, 8.1. [Obs. = Observatorium]
Graczyk D., Mikolajewski, M., Janowski, J.L., 1999, IBVS 4679
Hack, M., Engin, S., Yilmaz, N., Sedmak, G., Rusconi, L., Boehm, C., 1992, A&A Suppl. Ser., 95, 589-601
Harper, W. E, Christie, W.H. 1933, P.A.A.S, 8, 9
Hutchings, J.B., Wright, K.O., Mon. Not. R. Astr. Soc. 1971, 155, 203-214
Kawabata, S., Saijo, K., Sato, H., Saito, M., 1981, PASJ, 33, 177
Leedjarv, L., Graczyk, D., Mikolajewski, M., Puss, A., 1999, A&A 349, 511
McLaughlin, D.B. 1934, ApJ, 79, 380
McLaughlin, D.B. 1936, Harvards Obs. Announcement Card No. 397
Möllenhoff, C., Schaifers, K., 1978, A&A, 64, 253
Möllenhoff, C., Schaifers, K., 1981, A&A, 94, 333
Peery, B., F., Jr., 1966, ApJ, 144, 672P
Saito, M., Sato, H., Saijo, K., Hayasaka, T., 1980, PASJ, 32, 163
Stencel, R.E., Potter, D.E., Bauer, W.H., 1993, PASP, 105, 45
Wright, K.O., 1977, JRASC, 71, 152

Ein Projekt für mehrere Jahre: Beobachtungskampagne VV Cep

v. Frank Walter, München (BAV)[1]

Über den Zeitraum 2008 - 2012 hinweg haben wir in gemeinschaftlicher Arbeit erfolgreich eines der sehr seltenen Minima des Bedeckungsveränderlichen ε Aur beobachtet. Seine Periode beträgt 27,10 Jahre. Das ist die längste, die bei einem Bedeckungsveränderlichen festgestellt wurde. Nun steht ein Minimum des BV mit der zweitlängsten Periode (20,35 Jahre) bevor: VV Cep. Das Ereignis findet zwar erst in den Jahren 2017 - 2019 statt; wir wollen aber schon jetzt darauf aufmerksam machen und für die Beobachtung werben. Auch andere Organisationen haben bereits auf das Ereignis hingewiesen und die wichtigsten Daten ins Netz gestellt. Ich hebe den Beobachtungsaufruf der SAS (Society of Astronomical Sciences) [1] hervor, an dem auch unser Mitglied Ernst Pollmann mitgewirkt hat. Aus dieser Quelle entnehme ich hier grafische Darstellungen und die wichtigsten Daten zum Bedeckungssystem. Den interessierten Beobachtern sei der Originalartikel zur Lektüre besonders empfohlen. Er enthält viele Details zum Doppelstern und zum Verlauf der Lichtkurve.

Tabelle 1: VV Cep Systemparameter:

	Komponente 1	Komponente 2
Sonnenmassen (geschätzt)	18.0 – 19.7	19.8 – 20.0
Sonnenradien (geschätzt)	1000 - 1800	13 - 25
Spektralklasse	M2 (rot)	B0 (blau)

Das System ist getrennt und es findet somit kein Massenaustausch statt. Jedoch bläst von der Komponente 1 ein starker Sternenwind, der sich in einer Akkretionsscheibe um die Komponente 2 sammelt. Die Ausdehnung dieser Scheibe beträgt 650 Sonnenradien. Es handelt sich hier also um einen Überriesen mit einem heißen Begleiter. Er ist einer der größten Sterne unserer Galaxis. An die Stelle der Sonne gesetzt würde er über die Jupiterbahn hinausreichen. Dementsprechend lang ist der Umlauf der beiden Komponenten umeinander:

Umlaufzeit (P): 7430,5 Tage = 20,35 Jahre
Dauer einer Bedeckung (D): 650 Tage

Vorhersagen für die nächste Bedeckung:

1. Kontakt (Beginn der Bedeckung):	04.08.2017 (JD = 2 457 970)
2. Kontakt (Begin totale Bedeckung):	27.10.2017 (JD = 2 458 054)
Mitte der Bedeckung:	01.06.2018 (JD = 2 458 288)
3. Kontakt (Ende totale Bedeckung:	06.02.2019 (JD = 2 458 521)
4. Kontakt (Ende der Bedeckung):	16.05.2019 (JD = 2 458 620)

Bis zu diesem Ereignis ist tatsächlich noch reichlich Zeit. Beobachtungen außerhalb der Bedeckung sind aber durchaus sinnvoll. Die Lichtkurve der Bedeckung 1956 - 1958 zeigt einen schwankenden Verlauf, in den Jahren 2017 - 2019 ist deshalb eine große Beobachtungsdichte erwünscht.

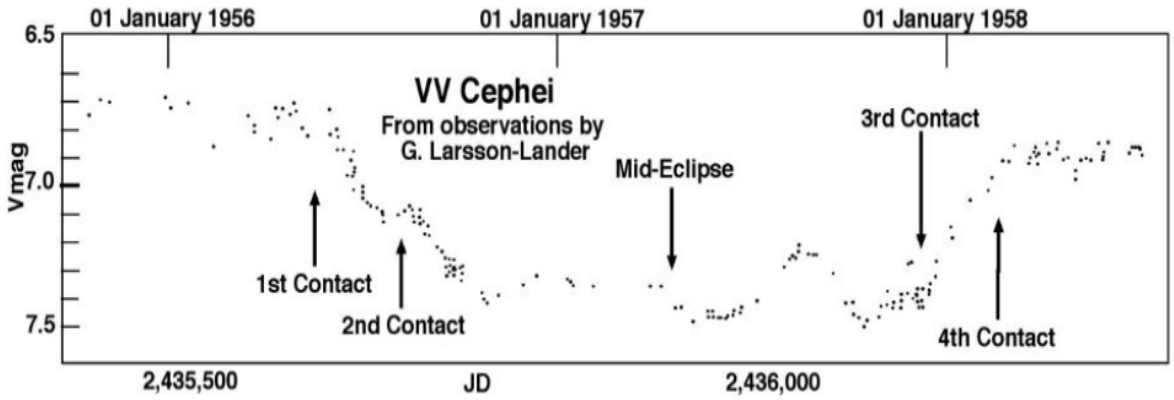


Abb. 1 Die Lichtkurve der Bedeckung 1956 – 1958

Die Koordinaten von VV Cep lauten α = 21:56:39.1 und δ = +63°37'32.01". Der Stern ist circumpolar und deshalb ganzjährig zu beobachten. Die Helligkeiten im Normallicht betragen mag V = 4.91 und mag B = 6.68. VV Cep ist also auch für visuelle Beobachter gut geeignet. Beobachtungen in den verschiedenen Farbbereichen sind sehr erwünscht.

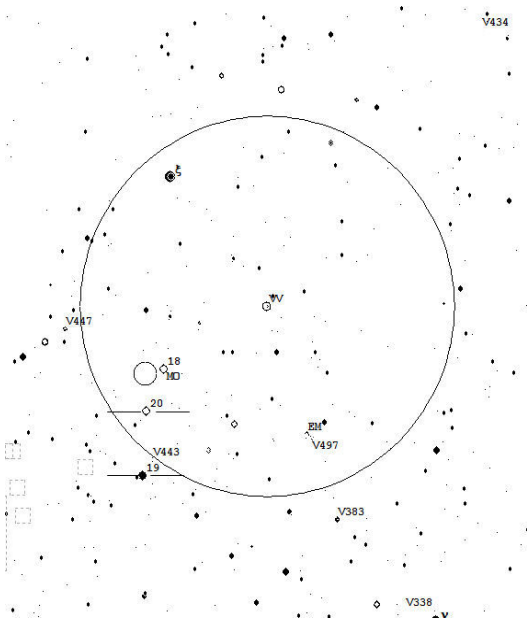


Abb. 2: Umgebungskarte von VV Cep

Die Umgebungskarte habe ich mit Guide 9.0 erzeugt. VV Cep befindet sich im Zentrum des Gesichtsfeldkreises, der einen Durchmesser von 3° hat. Empfohlene Vergleichssterne sind:

19 Cep mit mag V = 5.11, mag B = 5.17
20 Cep mit mag V = 5.27, mag B = 6.68

[1] Hopkins, Bennett, Pollmann: VV Cep Eclipsing Campaign 2017/19,
http://astrospectroscopy.de/media/files/SAS_2015.pdf

[1)] BAV = Berliner Arbeitsgemeinschaft Veränderliche Sterne
http://www.bav-astro.eu/index.php

Reproduktion des HR-Diagramms durch spektrale Untersuchung von Sternen der MKK-Klassifikation

JuFo-Forschungsarbeit von Constantin Zborowska (Teil 2)

Wie ich Messungen in Sternspektren durchgeführt habe

Voraussetzungen für die Spektrenaufnahme

Zur Erstellung eines aussagekräftigen HR-Diagramms braucht es eine ausreichende Datengrundlage, um quantitative Aussagen treffen zu können. Die richtige Aufnahmekonfiguration für mein Forschungsvorhaben zu finden und diese so zu kalibrieren, dass qualitativ hochwertige Aufnahmen entstehen, hat in etwa ein Jahr gedauert. Sämtliche Sternspektren habe ich mit einem 6 Zoll Astrophysiks Starfire F: 9 (Refraktor) gewonnen. Als Nachführkamera kam die ALCCD 5.2 zum Einsatz. Für die Aufnahme der Sternspektren hingegen war die Verwendung einer CCD-Kamera mit einem möglichst großformatigen CCD-Chip erforderlich. Dies ist deshalb sinnvoll, weil auf diese Weise das komplette Spektrum in einer Aufnahme vorliegt. Ich habe dafür eine ATIK 383L+ benutzt, die eine Kühlung des CCD-Chips auf 40°C unter der Umgebungstemperatur zur deutlichen Verbesserung des Signal/Rausch-Verhältnisses erlaubt.

Das Herzstück der Aufnahmekonfiguration bildet selbstverständlich der Spektrograph. Für meine Aufnahmen wurde mir freundlicherweise der LISA Spektrograph (Firma SHELYAK, Frankreich) von der Heraeus-Stiftung [4] für ein Jahr zur Verfügung gestellt. Dieser Spektrograph eignet sich aus meiner Sicht hervorragend für die Klassifikation von Sternen. Das liegt vor allem an der relativ geringen Auflösung (R: 600-1000) der gewonnenen Spektren. Die Auflösung R eines Spektrographen berechnet sich aus der Ruhewellenlänge lambda der Linie, dividiert durch die Differenz delta lambda zweier gerade noch optische trennbarer Spektrallinien. Aus diesem Grund passt das gesamte Spektrum von 3800 bis 6800 Ångström (einzig begrenzt durch die Empfindlichkeit der Kamera und dem oben erwähnten atmosphärischen Fenster) in eine Aufnahme. Ein weiterer Vorteil der geringen Auflösung ist, dass kein Sternenlicht durch einen nicht genutzten Spektralbereich vergeudet wird. In der Praxis konnten auf diese Weise Sternaufnahmen bis zu einer scheinbaren Helligkeit des Objektes von 7.45 mag gewonnen werden.
Die gesamte Ausrüstung findet in einem Sternwartenanbau unseres Hauses mit Schiebedach Platz. Somit konnte ich mir einen festen Aufnahmeort sichern, ohne jeden Abend die Ausrüstung erneut aufbauen zu müssen.

Der Auswertungsprozess - von der Roh-Datei zum normierten, flusskalibrierten Spektrum

Um eine Klassifikation anhand selbst aufgenommener Spektren durchführen zu können, sind zwei Ausgangsspektren des Sternes notwendig. Zum einen ein flusskalibriertes Spektrum, das den "wahren" Kontinuumsverlauf des Sternes zeigt. Dieses Spektrum ist auf atmosphärische und instrumentelle Einflüsse korrigiert und wird im weiteren Klassifikationsprozess für die Bestimmung der Sternenoberflächentemperatur genutzt. Zum anderen benötigt man ein Spektrum, dessen Kontinuum auf 1 normiert ist. Dieses Spektrum dient der Linienidentifikation und der Bestimmung von charakteristischen Linienbreiten, wobei letztere zur Beschreibung der Leuchtkraftklasse ins Verhältnis gesetzt werden. Beide in der nachfolgenden Abb. 1 dargestellten Spektren wurden von mir aufgenommen, ausgewertet und wellenlängenkalibriert. Nachdem diese beiden Ausgangsspektren durch den Auswertungsprozess zur Verfügung stehen, kann mit der Klassifikation begonnen werden.

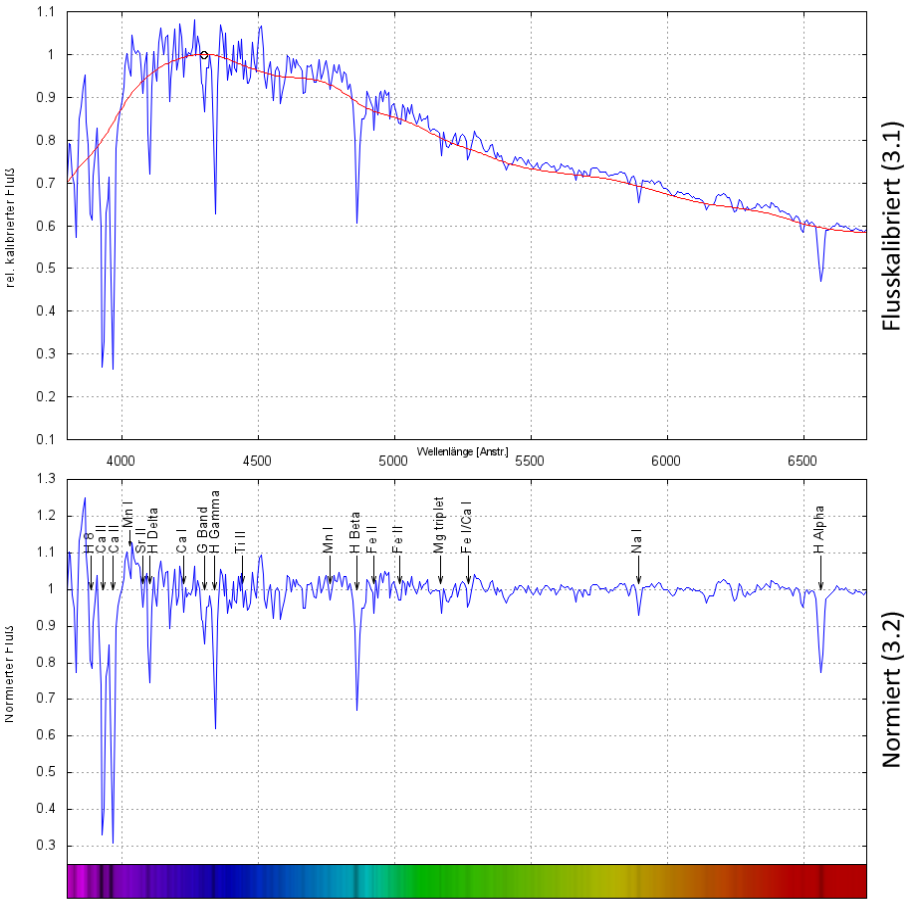


Abb. 1: Die Ausgangsspektren des Stern α Per (Spektrum F5 Ib) für eine Klassifikation. Oben: flusskalibriertes Spektrum; unten: normiertes Spektrum

Der Auswertungsprozess lässt sich grob in drei Schritte gliedern. Zunächst stehen als Ausgangsdatei die Spektren der Aufnahmenacht als bereits Dark-korrigierte FITS-Datei zur Verfügung. Sinnvoll ist es, mit Programmen wie zum Beispiel IRIS [5] ein 1D-Spektrum zu erzeugen, um das spätere Einlesen in VSpec [6] zu erleichtern. Ein solches 1D-Spektrum ist zunächst weder wellenlängenkalibriert noch von den instrumentellen Einflüssen der gesamten Messapparatur bereinigt. Für die erste Auswertung ist nur eine grobe erste Wellenlängenkalibration anhand einiger weniger, gut identifizierbarer Absorptionslinie notwendig. Mit ein wenig Erfahrung erkennt man oftmals ohne große Schwierigkeiten sofort die Hα Linie (6563 Å) der Balmerserie des Wasserstoffs oder die Natriumlinie (5893 Å) im Spektrum. Mit der bekannten Dispersion des Spektrographen (diese beträgt bei dem hier verwendeten LISA-Spektrographen 6.5 Å/Pixel) lässt sich das Spektrum grob vorkalibrieren.

Nach diesem ersten Schritt wird nun das „wahre“ Sternenkontinuum ermittelt. In der Praxis benötigt man dafür ein jeweiliges Referenzspektrum aus einer entsprechenden Datenbank. Ich empfehle für diese Zwecke die Datenbank MILES [7], aus der bequem ein jeweiliges Referenzspektrum entnommen werden kann. Dieses Referenzspektrum (idealerweise sind Referenz und aufgenommener Stern identisch) wird nun durch das selbst gewonnene Spektrum dividiert. Das Ergebnisspektrum – die sog. „instrumental response function“ spiegelt alle verfälschenden Einflüsse der Teleskopoptik, des Spektrographen und der Kamera wieder. Dividiert man nun diese „Instrumental response“ mit dem eigenen Spektrum, erhält man das „wahre Sternenkontinuum“. Als nächster Schritt der Auswertung folgt die Kontinuumsnormierung. In diesem Schritt wird das scheinbare Kontinuum mithilfe mathematischer Verfahren in ein (auf den Kontinuumswerte

= 1) normiertes Kontinuum überführt. Zur Bestimmung des Kontinuums gibt es zwei Methoden: Das Programm VSpec [6] ermöglicht unter *Radiometry* > *Compute Continuum…* durch Festlegung definierter Stützpunkte, die sich auf dem Scheinkontinuum befinden, das wahre Kontinuum zu berechnen. In der Praxis ist die Festlegung eben dieser Stützpunkte gerade bei K- und M-Sternen ein Problem, wie überhaupt die Ermittlung des Kontinuums stets subjektiv von der auswertenden Person geprägt ist. Die zweite Methode arbeitet mit der sog. Spline-Interpolation und ist gerade bei B- bis F-Sternen einfacher durchzuführen. Absorptions- sowie Emissionslinien müssen hier vorher unter dem Menüpunkt *Operations* > *Suppress zone* aus dem Spektrum entfernt werden.

Beiden Methoden gemein ist die Anwendung der Splinefunktion (Glättungsfunktion): nämlich die Division des Scheinkontinuums durch das „geglättete Splinekontinuum". Als Ergebnis erhält man ein auf 1 normiertes Kontinuum, in dem jedwede instrumentelle und atmosphärische Verfälschungen eliminiert sind. Beide Methoden lassen sich in Abhängigkeit von dem Spektraltyp in unterschiedlicher Genauigkeit anwenden. Aus diesem auf 1 normierten Spektrum werden nunmehr die einzelnen Absorptionslinien deutlicher sichtbar und können je nach Anspruch vermessen und gekennzeichnet werden. Damit ist der Auswertungsprozess als solcher abgeschlossen.

Die Spektralklassifikation

Zur Bestimmung des Spektraltyps gibt es zwei, sich in der Genauigkeit ergänzende Methoden. Die Bestimmung der Oberflächentemperatur aus dem flusskalibrierten Spektrum liefert uns ein grobes Maß für den Spektraltyp. Ergänzend liefert die Äquivalentbreitenmessung (kurz EW-Messung) von definierten Absorptionslinien ein Maß für die Subklasse des Spektraltyps (Subklasse bezeichnet die Zahl nach dem Spektraltyp und gilt als genauere Spezifizierung des Spektraltyps. Beispiel: F5)

Zur Oberflächentemperaturbestimmung

Auch hier gibt es wieder zwei sich ergänzende Möglichkeiten: Zum einen die Temperaturbestimmung durch Ermittlung der Wienschen Temperatur; hier definiert durch das Emissionsmaximums im Sternenkontinuum. Die Oberfläche des Sterns wird dabei als schwarzer Körper interpretiert. Die Formel, mit der sich die Temperatur bestimmen lässt (bekannt als Verschiebungsgesetzes), lautet:

$$\lambda_{max} = \frac{2897{,}8\mu m * K}{T},$$

mit T als Temperatur in Kelvin. Oft besteht in der Praxis das Problem, dass das Emissionsmaximum durch die Spektrallinien verfälscht ist. Zweitens gibt es die Möglichkeit der Bestimmung der Farbtemperatur. Die Farbtemperatur eines Sterns beschreibt die Temperatur eines schwarzen Körpers, der den gleichen Intensitätsverlauf in einem bestimmten Wellenlängenintervall zeigt. Besonders bei den frühen Spektraltypen (O bis A) kommt es oft zu sehr ungenauen Messungen, da der Balmer-Sprung im UV das wahre Sternenkontinuum stark modifiziert. Das frei erhältliche Auswertungsprogramm VSpec [6] macht es dem Nutzer einfach, die Farbtemperatur eines vorliegenden Spektrums zu ermitteln. Zur Temperaturbestimmung erstelle ich mit dem Programm VSpec eine Planck-Kurve, die den Kontinuumsverlauf meines Sternenkontinuums möglichst passend beschreibt.

Die Temperaturbestimmung mithilfe der beiden beschriebenen Methoden ist allerdings nur eine Näherung. Viele Einflüsse verfälschen die Temperatur erheblich. Durch Anwendung dieser beiden Verfahren der Temperaturbestimmung ist es nun möglich, eine erste grobe Einschätzung

des Spektraltyps vorzunehmen. Dieses ist deshalb erlaubt, weil die Spektralklassen nichts anderes darstellen, als eine Klassifikation von Sternen anhand ihrer Oberflächentemperatur.

Zur Äquivalentbereitenmessung

Die Äquivalentbreite EW einer Spektrallinie ist ein Maß für deren Intensitätsausprägung. Ihr Wert in Ångström beschreibt die Fläche einer Spektrallinie unter dem auf 1 normierten Kontinuum, welche äquivalent ist der Fläche eines Rechteckes mit einer Höhe h = 1 und einer entsprechenden Breite b auf der Wellenlängeachse in Ångström, so dass die Fläche identisch ist mit der Fläche der Linie. Die jeweilige Messung einer EW ist in der Praxis mit Programmen wie zum Beispiel VSpec relativ einfach. Man definiert für die zu messende Linie einen plausiblen Integrationsbereich auf der wellenlängenskalierten X-Achse und wählt unter *Spectrometry* den Punkt *Computation preferences…* aus. Um die so erhaltene EW im Kontext der Spektralklassifikation zu betrachten, benötigt man eine Datenbank mit jeweiligen Referenzwerten. Eine gute Möglichkeit bietet hier das Buch "The Classification of Stars“ von Jaschek & Jaschek [8]. In diesem Buch wird unter anderem aufgelistet, welche EW bei welcher Subklasse zu erwarten ist.

Vergleicht man jetzt die gemessenen EW´s mit den entsprechenden Tabellenwerten des erwähnten Buches, so kann man, wenn mehrere Kriterien weitgehend übereinstimmend zum selben Ergebnis führen, eine Subtypenklassifikation durchführen. Die Möglichkeit der Bestimmung der Subklasse durch die Messung von Äquivalentbreiten von Linien ist nur möglich, weil die Temperatur (und damit der Spektraltyp) der Photosphäre darüber entscheidet, ob eine Spektrallinie erscheint. Dies erkannte 1925 erstmals die amerikanische Astronomin Cecilia Payne Gaposhkin (1900 – 1979), auf die auch das folgende Diagramm in Abb. 4 zurückgeht. Es zeigt den Zusammenhang zwischen der Intensität einer Linie und der Temperatur der Photosphäre im Stern.

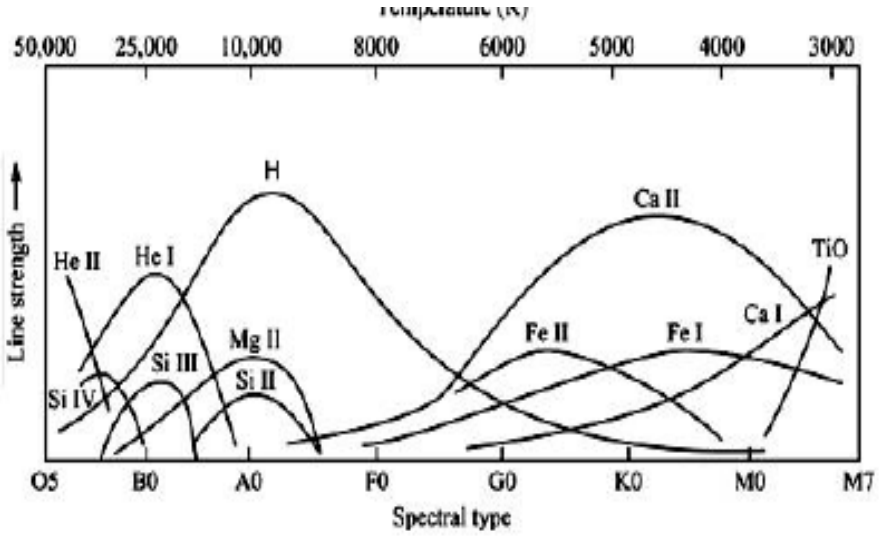


Abb. 4: Veränderung der Linienstärke in Abhängigkeit von der Spektralklasse, aus [9]

Damit wäre der Spektraltyp des Zielsternes bestimmt. Um die Klassifikation im MKK-System zu vollenden, fehlt „nur“ noch die Leuchtkraftklassifikation.

Die Leuchtkraftklassifikation

Elemente verhalten sich mit zunehmender Leuchtkraft eines Sternes in unterschiedlicher Weise. Dieses Faktum ermöglicht es uns, aus dem Intensitätsverhältnis zweier Absorptionslinien Rück-

schlüsse auf die entsprechende Leuchtkraftklasse zu ziehen. Informationen über die Verhältnisbildung von Absorptionslinien findet man im „BONNER SPEKTRAL-ATLAS I“ von Waltraut Seitter [13]. Auch wenn es sich bei diesem „historischen“ Werk von 1970 um fotografische Spektren handelt, lassen sich die beschriebenen Verhältnisse auch auf CCD-Spektren anwenden. Für ein vorliegendes normiertes Spektrum benötigen wir Informationen über Linienverhältnisse für den spezifischen Spektraltyp des Sternes. Hierzu sei aus [13] exemplarisch das Verhältnis SrII 4078 / FeI 4046 zitiert: ist das Verhältnis = 1, dann ist die LK-Klasse „V“; ist das Verhältnis > 1, dann ist die LK-Klasse zwischen II und Ia. Die beiden beschriebenen Linien werden jetzt im normierten Spektrum identifiziert und miteinander verglichen.

Wichtig ist zu bemerken, dass man sich keinesfalls auf die EINE Verhältnisbildung verlassen darf! Gerade bei Spektren mit niedriger Dispersion (wie in der vorliegenden Arbeit) und der daraus resultierenden niedrigen Auflösung kann es passieren, dass Linien verschwinden, zusammengefasst werden und die tatsächliche Linienbreite stark verfälscht wird. Erst wenn mehrere Verhältnisbildungen zu einem eindeutigen Ergebnis führen, kann das Ergebnis als relativ zuverlässig betrachtet werden. Um die Genauigkeit der Klassifikation generell zu verbessern, ist es ratsam, von den für die Klassifikation relevanten Linien hochauflösenden Spektren aufzunehmen um die Äquivalentbreitenmessung genauer durchführen zu können.

Messung von Halbwertsbreiten (FWHM)

Auch anhand der Halbwertsbreite einer Linie (bekannt als FWHM = full width half maximum) lassen sich Rückschlüsse auf den Entwicklungsstand eines Sterns ziehen, wobei die Verbreiterungsmechanismen einer Spektrallinie grob in drei Faktoren unterteilt werden können, auf die ich allerdings nicht im Detail eingehen möchte. Wichtig zu wissen ist, dass der Gasdruck in der Sternatmosphäre (Druckverbreiterung) ein wichtiges Kriterium für die Breite einer Linie ist. Der Effekt der Druckverbreiterung tritt auf, weil die Atome bei einem hohen Gasdruck häufiger zusammenstoßen (Stoßverbreiterung). Mit der Messung der FWHM (also der Messung von Linienbreiten auf halber Intensitätshöhe) geht es mir besonders um diesen Effekt. Hieraus lassen sich dann Rückschlüsse auf die Druck- und Temperaturverhältnisse in der Sternatmosphäre und somit auch auf die Leuchtkraftklasse ziehen.

Praktisch habe ich zu diesem Thema leider keine FWHM-Referenzwerte gefunden, um die Messung von Halbwertsbreiten zur Klassifikation zu nutzen. Das liegt daran, dass der FWHM-Messwert – anders als die EW – stark von der verwendeten Apparatur abhängt. Aus diesem Grund gibt es keine einheitlich nutzbaren Datenbanken. Dennoch reicht meist ein visueller Vergleich der Linienbreite mit einem Spektrum bekannter Leuchtkraftklasse für eine Leuchtkraftklassifikation aus. Informationen über die Linienbreite lassen sich aus einem weiteren Spektralatlas entnehmen. Hierzu eignet sich der im Internet frei zugängliche Atlas *„A DIGITAL SPECTRAL CLASSIFICATION ATLAS“* von R. O. Gray [10].

Für die Zukunft plane ich, eine eigene Datenbank mit FWHM Werten aufzubauen, um die Neuklassifikation von Sternen für mich zu erleichtern und gleichzeitig zu objektivieren. Dabei ist zu beachten, dass der jeweilige FWHM Wert spektraltypabhängig ist! Das bedeutet, dass die Messwerte für jeden Spektraltyp neu verglichen werden müssen. Auf diesen Wegen sind nunmehr zwei unabhängig voneinander anwendbare Leuchtkraftklassifikationen erreicht.

Bestimmung der absoluten Helligkeit

Das HRD wird meist mit der absoluten Helligkeit auf der Ordinate dargestellt. Um die absolute Helligkeit zu berechnen, benötigt man neben der scheinbaren Sternhelligkeit die Entfernung des Sternes. Die scheinbare Helligkeit ist die Helligkeit eines Astronomischen Objektes wie es auf der Erde gemessen wird. Je kleiner dieser Wert ist desto heller strahlen die Objekte am Himmel. Für mich wäre also die Berechnung der absoluten Helligkeit nur unter Zugriff auf eine Astronomische Datenbank möglich, da es für mich nicht möglich war in einem vertretbaren Aufwand die Entfernung der Objekte selber zu bestimmen. Da dies aber die Eigenständigkeit meiner Ergebnisse gefährden würde, habe ich eine für mich machbare Methode gewählt, um auf die absolute Helligkeit zu kommen.

Die absolute Helligkeit eines Sternes wird genau wie die scheinbare Helligkeit in der Einheit Magnituden (mag) dargestellt. Dabei ist die absolute Helligkeit die Sternhelligkeit in einer, für jeden Stern einheitlichen, Entfernung von 10 Parsec (entsprechen 32,6 Lichtjahren) während die scheinbare Helligkeit die Helligkeit des Sternes auf der Erde angibt. Damit ist die scheinbare Helligkeit im Gegensatz zur absoluten Helligkeit entfernungsabhängig. Üblicherweise werden allerdings Sternhelligkeiten im theoretischen Kontext in absoluten Heiligkeiten angeben, um einen Vergleich der Objekte zu ermöglichen. Die Methode zur Kombinierung der absoluten Helligkeit basiert dabei auf einer Tabelle aus dem Buch „Physik der Sterne und der Sonne“ von Helmut Scheffler und Hans Elsässer (Siehe Seite 84; Tabelle I.13). Diese Tabelle zeigt, wie man mit der Kombination aus Spektralklasse und Leuchtkraftklasse die ungefähre absolute Helligkeit eines Sternes ermitteln kann. Von dieser Tabelle ausgehend, konnte ich durch Interpolation der Tabellenwerte (Leuchktklaftklasse und absolute Helligkeit) eine Formel entwickeln, mit der ich für jede Leuchtkraftklasse unter Eingabe der Spektralklasse die absolute Helligkeit berechnen kann.

Durch diese Methode ist es mir gelungen die absolute Helligkeit für sämtliche meiner Programmsterne mit einer durchschnittlichen Abweichung von $\pm$ 1.09 mag zu berechnen (im Vergleich zu Datenbankwerten aus [11]). Das bedeutet, dass die absoluten Helligkeiten meiner Programmsterne ohne eine externe Datenbank recht genau berechnet werden konnten. Die so ermittelten Helligkeiten werden später auf der Ordinate meines Hertzsprung-Russell-Diagramms verwendet.

Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

Die Reproduktion des HRD ist insofern eine anspruchsvolle Aufgabe, weil Sterne mit verschiedensten Spektraltypen und Leuchtkraftklassen aufgenommen werden müssen. Insofern steigt die Aussagekraft eins vorliegenden HRDs mit der Bandbreite an vertretenden Spektralklassen. Ein weiterer Faktor bei der Beurteilung eines HRD ist die Anzahl und die Genauigkeit der dargestellten Daten.

Für meine Forschungsarbeit habe ich 65 Sterne der Typen O8 bis M5 aufgenommen, vermessen und klassifiziert. Dabei sind alle wichtigen Leuchtkraftklassen, von Ia (sog. Überriesen) bis V (sog. Zwergsternen) vertreten. Bei der vorangegangenen sorgfältigen Auswahl der zu beobachtenden Sterne habe ich versucht, möglichst alle Klassen im gleichem Umfang aufzunehmen um auch eine quantitative Aussage über die Verteilung der Sterne im HRD nach Spektraltypen treffen zu können.

Das von mir erstellte Hertzsprung-Russell-Diagramm

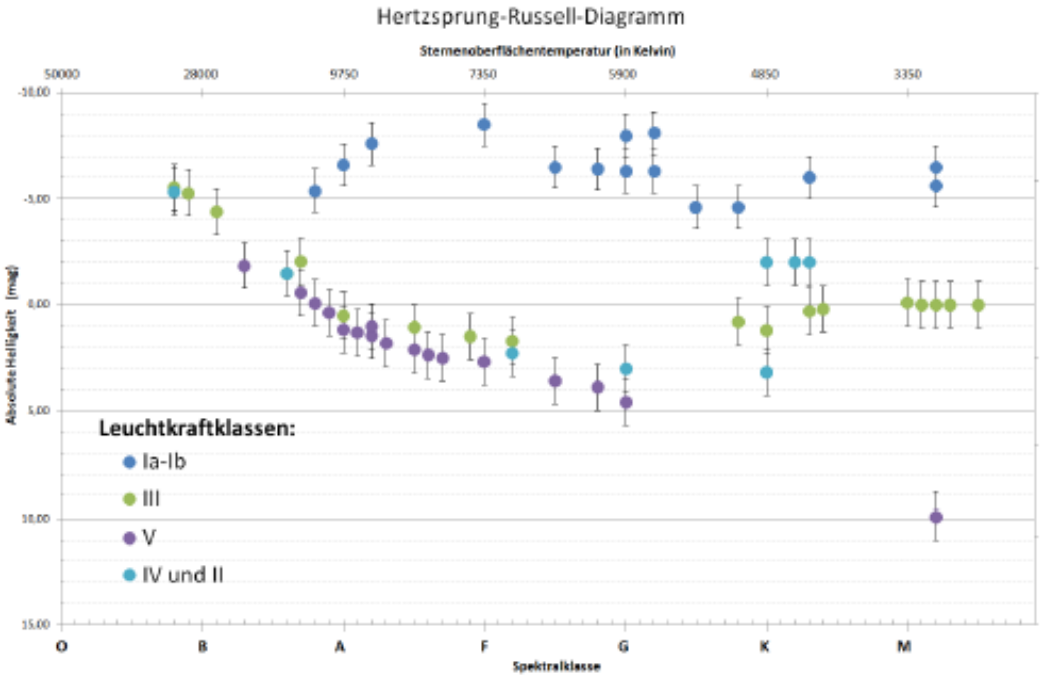


Abb. 5: Das, mit eigenen Daten reproduzierte HRD.

Wie in Kapitel 8 beschrieben, sind auf der Ordinate die von mir kombinierten absoluten Helligkeiten aufgetragen. Die Abszisse verfügt über zwei Achsenbeschriftungen, die in der Theorie exakt denselben Sachverhalt darstellen. Die untere X-Achse zeigt die linearen Spektraltypen in ihren Grundspektralklassen O bis M, wobei die Hilfsstriche zwischen den Klassen jeweils für die Subtypen der Spektralklassen stehen. Die obere X-Achse zeigt die zur Spektralklasse passende Oberflächentemperatur des jeweiligen Sternes. Die Skalierung dieser Achse ist dabei exponentiell, weil die Temperaturzuordnung pro Spektralklasse nicht linear verläuft. Die vertikalen Fehlerbalken kennzeichnen hier die durchschnittliche Abweichung zwischen kombinierter absoluter Helligkeit und entsprechenden Datenbankwerten (siehe Kapitel 8 & Datenbank [11]).

Die im Diagramm farbig markierten Punkte sind jeweils die Messpunkte, wobei die Farbe eines Punktes die jeweilige Leuchtkraftklasse repräsentiert. Sofort auffällig ist der lange "Ast" (hier in Farbe lila) links im Diagramm. Dieser Bereich markiert die Hauptreihe mit der Leuchtkraftklasse V (Zwerge). Eigentlich setzt sich dieser „Arm“ bis in die untere rechte Ecke des Diagramms fort, wo er in der Klasse der Unterzwerge wurzelt. Dieser Bereich ist in meinem HRD so gut wie gar nicht vertreten. Gründe dafür gebe ich in Kapitel 9.2.

Die Hauptsequenz zeichnet sich allerdings sehr gut ab und ist somit besonders deutlich sichtbar. Das liegt hauptsächlich daran, dass sich Sterne des Spektraltyps B bis F vergleichsweise leicht klassifizieren lassen. Hinzu kommt die im Vergleich zu K und M Sternen höhere Helligkeit, was wiederum die Aufnahmen dieser Sternengruppen erleichtert. Die oberen blauen Punkte in dem HRD entsprechen der Leuchtkraftklasse Ia-Ib (Überriesen), die in meinem Diagramm relativ schlecht aufgelöst ist. Gründe dafür habe ich im Unterkapitel 9.2 aufgeführt. Der „Seitenarm“ der Leuchtkraftklasse III, (hier in Farbe Grün), ist ebenfalls in meinem HRD ausgeprägt. Er repräsentiert alle Sterne des Typs Riesen.

Fehleranalyse

Wie bereits in Kapitel 9.1 aufgezeigt, weist das von mir erstellte HRD einige Schwachpunkte auf. Beginnen möchte ich mit der geringen Auflösung der Leuchtkraftklasse Ia-Ib. Eine mögliche Begründung dafür liegt in der problematischen Leuchtkraftklassifikation. Die Kriterien zur Unterscheidung zwischen einem Ia und einem Ib Stern sind nur von geringem Unterschied. Hinzu kommt die geringe Auflösung des verwendeten Spektrographen. Ihre ohnehin schon eher schwach ausgeprägten Klassifikationsmerkmale gehen so fast ganz verloren. Nur wenige Kriterien entscheiden jetzt zwischen Ia und Ib. In der Praxis habe ich aus diesem Grund oft einen Stern mit der Leuchtkraftklasse I oder Iab klassifiziert, damit die Merkmale für eine genauere Einteilung im Spektrum fehlten. Diese „Unsicherheit" trägt zu einer Vermischung der beiden Klassen und der daraus resultierenden „Unschärfe" der Leuchtkraftklassenstreifen Ia – Ib bei.

Ein weiteres Problem ist die „Lücke" in der lila Hauptsequenz ab dem Spektraltyp G0. Eigentlich müsste sich die Reihe bis in die untere rechte Ecke fortsetzen. Ein einzelner Messpunkt bei M2 und einer absoluten Helligkeit von 10 mag deutet den weiteren Verlauf der Hauptreihe an. Bei diesem Messpunkt handelt es sich um den Stern HD-95735 der eine scheinbare Helligkeit von 7,45 mag [12] am Nachthimmel hat. Damit ist dieser Stern gleichzeitig der dunkelste, den ich aufgenommen habe. Hierfür waren Belichtungszeiten von mehreren Minuten nötig. Andere Sterne in diesem Bereich besitzen ähnlich schwache Helligkeiten weshalb sie aus praktischen Gründen für die Beobachtung ausfallen. Für eine spätere Version dieses HRDs sollte allerdings vermerkt werden, dass dieser Bereich noch einmal intensiver untersucht werden sollte. Weiße Zwerge mit der Leuchtkraftklasse VII würden sich im HRD links unten anordnen. Leider haben weiße Zwerge eine typische absolute Helligkeit von 10 bis 15 mag, was sie für die Beobachtung von Amateurastronomen nahezu unerreichbar macht. Gerne hätte ich einen dieser Sterne klassifiziert, was mir jedoch aufgrund der geringen Helligkeit nicht gelang.

Abschließendes Resümee

Zusammenfassend lässt sich sagen, dass die Reproduktion des HRDs erfolgreich verlaufen ist. Ich konnte in meiner Arbeit unter Beweis stellen, dass es auch mit Amateurmitteln, der entsprechenden Sorgfalt und Beharrlichkeit möglich ist, eine Reproduktion des HRD mit seinen wesentlichsten sternphysikalischen Merkmalen zu erstellen. Weiter konnte ich aufzeigen, welche grundlegende Bedeutung das HRD in der Astrophysik einnimmt, da es viele wichtige astronomische Theorien in einem Diagramm vereint. Besonders interessant finde ich im Sinne meines persönlichen Erkenntnisgewinns, dass es sich bei einem HRD nicht "nur" um ein Diagramm von Spektraltyp versus Leuchtkraftklasse handelt, sondern dass sich wesentlich komplexere Theorien zur Sternenentwicklung darin niederschlagen. Die Beschäftigung mit dem HRD lieferte mir somit einen umfassenden und tiefen Einblick in die praktische sowie die theoretische Astrophysik.

Danksagung

Besonders danken möchte ich *Ernst Pollmann* (ASPA - Active Spectroscopy in Astronomy) und *Lothar Schanne,* die mich in praktischen sowie theoretischen Fragen stets nett und kompetent beraten haben. Weiter danke ich meinem Vater, *Jörg Zborowska*, der mir die Sternwarte und die gesamte Ausrüstung zur Verfügung gestellt hat. Danken möchte ich auch der Vereinigung der Sternenfreunde Fachgruppe Spektroskopie mit deren Mitglieder ich spannende und anregende Gespräche führen durfte.

Literaturverzeichnis

[1] Fachartikel: http://spektroskopie.fg-vds.de/pdf/Spektrum47.pdf; Ab Seite 11
[2] Internet: http://de.wikipedia.org/wiki/Stern; Letzter Zugriff 07.12.2014
[3] Internet:
http://universal_lexikon.deacademic.com/305170/Sterne%3A_Aufbau_und_Entwicklung; Letzter Zugriff 08.12.2014
[4] Wilhelm und Else Heraeus-Stiftung - Deutsche Physikalische Gesellschaft; http://www.dpg-physik.de/dpg/heraeus.html
[5] IRIS Version 5.59; http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm
[6] VSpec Version 3.8.8; http://www.astrosurf.com/vdesnoux/
[7] MILES DATABASE;
http://pendientedemigracion.ucm.es/info/Astrof/miles/database/database.html
[8] Buch: "The Classification of Stars“ von Jaschek & Jaschek; Ersterscheinung 1987
[9] Entnommen aus:
http://www.astro.virginia.edu/class/majewski/astr551/lectures/LECTURE2/lec2b.html; Letzter Zugriff 04.01.2015
[10] R. O. Gray, http://ned.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html; Version 1.02
[11] The HYG Database, http://www.astronexus.com/hyg
[12] Auszug aus der SIMBAD Datenbank; http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-basic?Ident=HD+95735&submit=SIMBAD+search; Letzter Zugriff 04.01.2015
[13] Buch: „BONNER SPEKTRAL-ATLAS I“ von Waltraut Seitter; Ferd. Dümmlers Verlag, Bonn 1970

The B[e] Phenomenon: Forty Years of of Studies
27 June - 1 July 2016, Prague, Czech Republic

v. Thomas Schröfl, Wien

Ende 2015 erhielt ich von meinem spektroskopischen Lehrmeister und Mentor Ernst Pollmann ein eMail mit der Frage, ob ich nicht im kommenden Juni mit ihm gemeinsam eine astronomische Konferenz in Prag besuchen möchte. Gegenstand des Treffens hochkarätiger Astrophysiker aus aller Welt seien die sog. B[e]-Sterne. Langes Überlegen lag mir fern und so buchte ich in dem bereits von Ernst ausgewählten Hotel in der Nähe des Tagungsortes auch ein Zimmer für mich. Am 26.6. fuhr ich in etwas mehr als 4 Stunden mit dem Railjet nach Prag, Ernst kam am Abend mit dem Flugzeug aus Köln und so konnten wir noch mit einem Bier auf unser Wiedersehen anstoßen. Montag um 9 Uhr begann die Tagung in einem Fakultätsgebäude der Prager Karls-Universität, gleich um die Ecke von unserem Hotel gelegen. Die Überlegungen, die die Organisatoren veranlassten Prag als Tagungsort zu wählen, sind mir nicht bekannt. Jedenfalls haben sie eine astronomiegeschichtlich bedeutende Stadt gewählt, wirkten hier doch einst Tycho Brahe und Johannes Kepler, deren Denkmal auf dem Konferenzposter abgebildet ist.

Abb. 1: Die mathematisch-physikalische Fakultät der Karlsuniversität Prag

Abb. 2: Ein voller Hörsaal, unser Hauptquartier für die nächsten 5 Tage

79 Teilnehmer aus 24 Ländern hatten sich in Prag versammelt, wovon Ernst und ich die einzigen Amateure waren. Für die nächsten 5 Tage waren 15 Vorträge von invited speakers und 36 sog. contributed talks vorgesehen. Bei Ersteren handelte es sich um Teilnehmer, die zur Haltung eines Vortrages von den Veranstaltern eingeladen wurden. Ihnen standen dafür 45 Minuten Vortragszeit zur Verfügung. Bei den contributed talks handelte es sich um jeweils 20-minütige Vorträge, in denen der Referent sein Projekt bzw. das seiner Forschungsgruppe vorstellte. Konferenzsprache war selbstverständlich Englisch, manchmal auch das, was der Vortragende dafür hielt, denn Aussprache und Akzent waren recht oft stark von der Muttersprache geprägt. Nur ein kleines Beispiel: eine Referentin sprach ständig von der „velo city" mit der Betonung auf dem „e" und dem „i", wobei sie natürlich velocity meinte und nicht eine Stadt voll von Radfahrern. Es war also manchmal nicht ganz leicht den dafür aber immer interessanten Ausführungen zu folgen. Auch Österreich war unter den Vortragenden vertreten, nämlich mit Ernst Paunzen (dzt. assoc. Prof. an der Masaryk Universität in Brünn) mit dem Thema *"Tracing the B[e] phenomenon with the narrow-band photometric system*".

Gegenstand der Konferenz war die Zusammenschau von 40 Jahren Forschung an B[e] Sternen (gesprochen: Bi bracket i stars). Diese sind nicht identisch mit den allgemein bekannten Be Sternen des Spektraltyps B der Leuchtkraftklasse III-V (also keine Überriesen), wobei der Zusatz „e" (= emission line) angefügt wird, weil ihre Spektren mindestens zeitweise Emissionslinien in den

Fraunhoferlinien zeigen. Diese Emissionslinien entstehen in optischen dünnen Hüllen, die sich entlang des Äquators der Sterne bilden und so zu einem zeitweise stationären Ring führen.

Die astrophysikalischen Ursachen, die dazu führen, sind noch nicht vollständig verstanden. Eine wesentliche Rolle dürfte dabei aber die hohe Rotationsgeschwindigkeit dieser Sterne spielen, die oft recht nahe der kritischen Geschwindigkeit liegt (~200km/s, 50-90% der krit. Geschw., Sonne 2km/s), bei der ein Stern von den Zentrifugalkräften zerrissen würde. Außerdem sind für diese Sternklasse starke Sternwinde typisch.

Be-Sterne befinden sich üblicherweise noch auf der Hauptreihe oder nur knapp danach. Besitzen diese Sterne eine dichte zirkumstellare Gasscheibe, so werden sie auch als Hüllensterne (Be-shell-stars) bezeichnet. Ihre spektralen Eigenschaften können stark variieren, meistens in Abhängigkeit vom jeweiligen Masseverlust bzw. von Asymmetrien in der Gasscheibe. Auch die Inklination der Gasscheibe in Bezug auf die Sichtlinie[1)] spielt dabei eine Rolle. Der Prototyp eines solchen Sterns ist gamma Cassiopeiae.

B[e]-Sterne hingegen sind eine ganz besondere Spezies. Anatoli Miroshnichenko, Hauptorganisator der Konferenz, tätig am Department of Physics and Astronomy, University of North Carolina, Greensboro, hat u. a. seit 2007 eine bis jetzt 5-teilige Arbeit unter dem Titel „TOWARD UNDERSTANDING THE B[e] PHENOMENON“ geschrieben:

I. http://adsabs.harvard.edu/abs/2007ApJ...667..497M
II. http://citeseerx.ist.psu.edu/viewdoc/download?doi=10.1.1.548.7879&rep=rep1&type=pdf
III. http://adsabs.harvard.edu/abs/2009ApJ...700..209M
IV. http://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-637X/721/2/1079/meta
V. http://adsabs.harvard.edu/abs/2015ApJ...809..129M

Die Bezeichnung „stars with B[e] Phenomenon“ statt B[e]-Sterne wurde deshalb gewählt, da dieses Phänomen bei Sternen in sehr verschiedenartigen Entwicklungsstadien beobachtet werden kann. Im abstract zum Teil I. seiner Arbeit führt Miroshnichenko wörtlich aus:

> *"The B[e] phenomenon is defined as the simultaneous presence of low-excitation forbidden line emission and strong infrared excess in the spectra of early-type stars. It was discovered in our Galaxy 30 years ago in the course of the early exploration of the infrared sky and initially identified in 65 Galactic objects, of which nearly half remained unclassified. The phenomenon is associated with objects at different evolutionary stages, ranging from the pre-main-sequence to the planetary nebula stage. We review the studies of both the original 65 and subsequently identified Galactic stars with the B[e] phenomenon. A new classification is proposed for stars with the B[e] phenomenon based on the time of dust formation in their environments. Properties of the unclassified Galactic B[e] stars are analyzed. We propose that these objects are binary systems that are currently undergoing or have recently undergone a phase of rapid mass exchange, associated with a strong mass loss and dust formation. A new name, FS CMa stars, and classification criteria are proposed for the unclassified B[e] stars."*

Im Wesentlichen werden diese Sterne heute folgendermaßen eingeteilt:

- B[e] supergiants or ”sgB[e] stars”
- pre-main sequence B[e]-type stars or ”HAeB[e] stars”
- compact planetary nebulae B[e]-type stars or ”cPNB[e] stars”
- symbiotic B[e]-type stars or ”SymB[e] stars”

- unclassified B[e]-type stars or "unclB[e] stars"

(aus Lamers et.al.: *An improved classification of B[e]-type stars* in Astron. Astrophys. 340, 117–128 (1998) (http://adsabs.harvard.edu/abs/1998A%26A...340..117L)

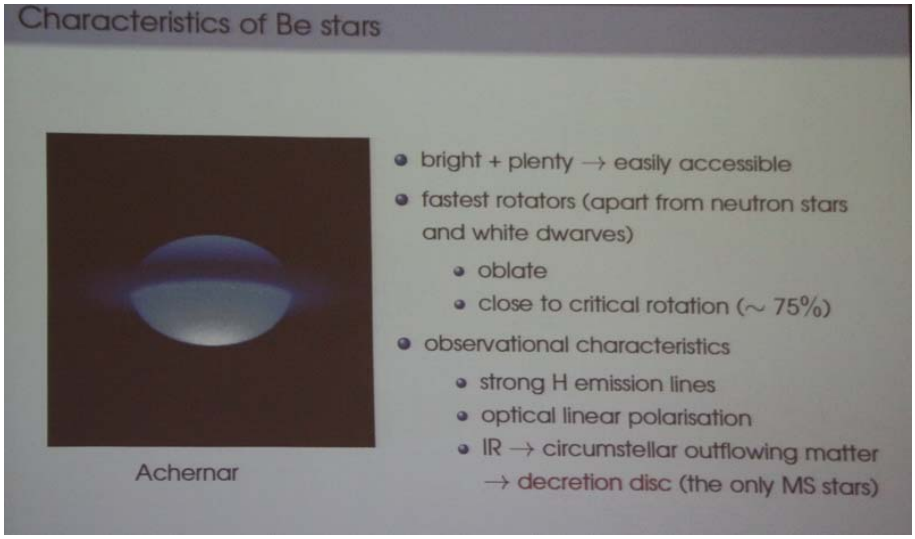


Abb. 3: Zur grundsätzliche Charakterisierung von Be-Sternen
(aus Vortrag von A. Miroshnichenko)

Zum besseren Verständnis verbotener Linien ist eine kurze Darlegung des Entstehens von Emissionslinien erforderlich. Der Grundzustand eines Atoms ist durch die energetisch niedrigste Elektronenkonfiguration bestimmt. Durch Energiezufuhr, z. B. durch Absorption eines Photons mit geeigneter Energie (Licht) oder durch einen unelastischen Stoß (Stoßanregung), kann ein Elektron auf ein höheres Energieniveau angehoben werden (Anregung). Der Zerfall in einen energetisch tieferen Zustand (Abregung) erfolgt entweder spontan oder wird durch eine äußere Störung ausgelöst. Die frei werdende Energie wird dabei in irgendeiner Form an die Umgebung abgegeben, z. B. als Photon (spontane oder auch stimulierte Emission). Stellt sich der Grundzustand nicht in der sonst üblichen, sehr kurzen Zeit von weniger als einer Mikrosekunde wieder ein, spricht man von einem metastabilen Zustand, was durch entgegenstehende Auswahlregeln erklärbar ist.

Der Zerfall eines metastabilen Zustands wird auch als verbotener Übergang bezeichnet. Den Hintergrund für solche verbotenen Linien klärte 1927 Ira S. Bowen beim Nebulium auf: Üblicherweise werden die Atome durch Stöße abgeregt, bevor sie ihre Anregungsenergie abstrahlen können. Erst unterhalb einer Teilchendichte von $10^8/cm^3$ ist die Zeit zwischen den Stößen der Teilchen untereinander größer als die Besetzungszeit des metastabilen Zustands. Verbotene Linien treten daher nur in stark verdünnten Gasen wie denen der oberen Atmosphäre (z.B. beim grünen Polarlicht) oder im interstellaren Medium auf. So etwa die verbotene [O III]-Linie des zweifach ionisierten Sauerstoffs bei 500,7 nm. Verbotene Linien werden durch das Setzen des emittierenden Atoms oder Ions in eckige Klammern gekennzeichnet (© Wikipedia). Häufig vorkommende verbotene Linien bei B[e]-Sternen sind [OI], [SII], [FeII], [NiII] u.v.m.

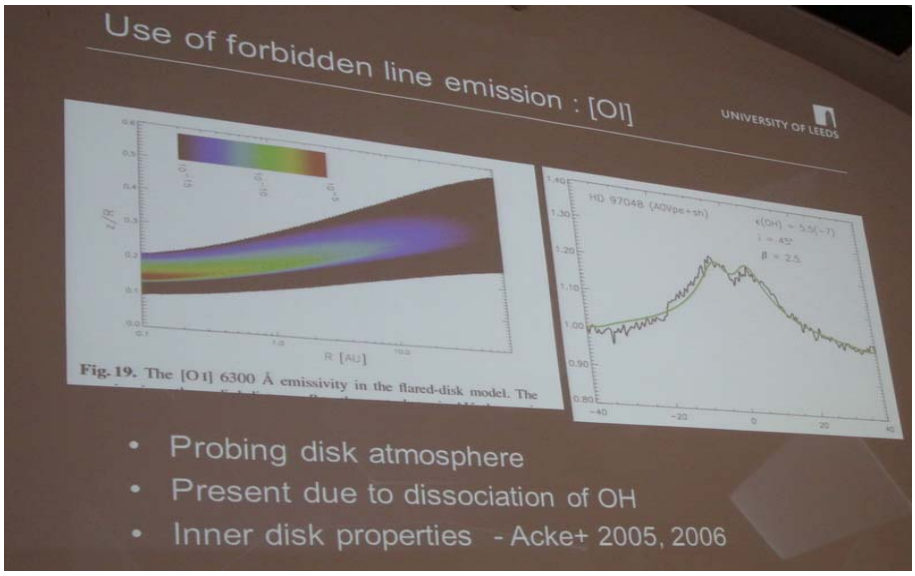


Abb. 4: Präsentation zur verbotenen [O III]-Linie
des zweifach ionisierten Sauerstoffs bei 500,7 nm

Eng verbunden mit dem B[e] Phenomenon ist ein starker Infrarotexzess der entsprechenden Sterne. Dieser hat seinen Ursprung in zirkumstellarem Staub mit einer Temperatur im Bereich von 500-1000° K. Staub (Moleküle) kann nur in relativ kühlen Sternatmosphären entstehen. Die Wellenlänge ihrer IR-Strahlung liegt daher im Bereich von 1-10µm (= 1.000 bis 10.000nm) und ist somit Amateuren mit üblichen CCD-Kameras fast nicht zugänglich. Die Empfindlichkeit der gängigen Chips endet nämlich im Bereich um 1.000nm. Es würde nun nicht nur den Rahmen dieses Berichtes sprengen, sondern die meisten Leser wohl auch überfordern, würde ich den Versuch unternehmen im Detail auf die vielen interessanten Vorträge näher einzugehen.

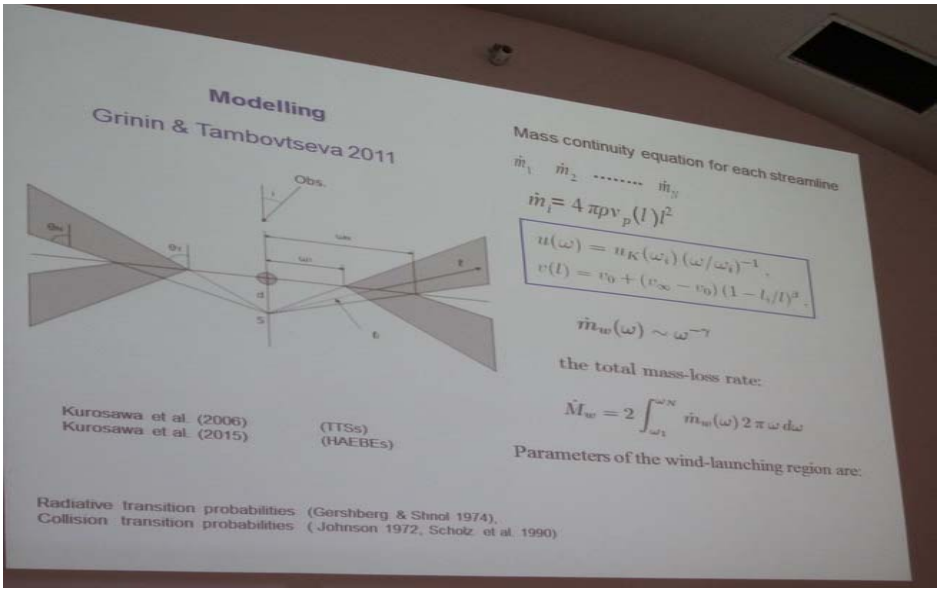


Abb. 5: Hier fängst es an kompliziert zu werden

Auf einige allgemeine Erkenntnisse, die ich aus dieser Konferenz gewonnen habe, möchte ich jedoch eingehen:

Erstens: Astronomie ist eine hochinteressante Wissenschaft, die dem Berufsastronomen ein breit angelegtes Basiswissen abfordert. Grundlegende Handwerkszeuge sind umfangreiche Kenntnisse in Mathematik und Physik, neben dem Spezialgebiet der Astrophysik. Computerkenntnisse und programmieren sind ebenso erforderlich, denn ohne dieses Wissen lassen sich keine theoretische Modelle rechnen, die mit den immer leistungsstärker werdenden Rechnern auch immer komplexer werden und sich aus der modernen Astronomie nicht mehr wegdenken lassen. Ein großer Vorteil diese Technologie liegt in der Möglichkeit komplexe Abläufe visualisieren und damit auch viel anschaulicher machen zu können.

Ein netter Nebeneffekt davon ist, dass gerade ein Laie mit Bildern und Animationen viel mehr anfangen kann als mit bloßen Worten. Öffentliche Akzeptanz und Begeisterung für Astronomie erfordert aber auch die Bereitschaft, der Astronomie mehr öffentliche Gelder zur Verfügung zu stellen (die PR-Abteilung der NASA weiß schon, warum sie regelmäßig schöne Farbaufnahmen des Hubble Space Telescope veröffentlicht). Astronomie ist letzten Endes auch Grundlagenforschung und ohne eine solche ist technischer Fortschritt nur schwer denkbar.

Zweitens: Am beeindruckensten für mich war zu sehen, wie umfassend Astronomen ihr jeweiliges Forschungsobjekt betrachten und analysieren. Was immer das astronomische Beobachtungsobjekt auch sein mag, es ist ein hochkomplexes System in dem alles mit allem zusammenhängt. Nur eine Einzeleigenschaft zu untersuchen führt nahezu zwangsläufig in eine Sackgasse. Auch die Größenordnungen, die sich so sehr von den gewohnten irdischen Dimensionen unterscheiden, spielen eine bedeutende Rolle. Dies sei an einem kleinen Beispiel demonstriert:

das höchste auf der Erde herstellbare Vakuum, das sog. Ultrahochvakuum, wie es z.B. bei Teilchenbeschleunigern eingesetzt wird, erreicht eine Teilchendichte von 10^9 bis 10^4 Atome (Moleküle) pro cm^3. Die Teilchendichte in zirkumstellaren Scheiben ist noch nicht genau genug erforscht, liegt aber ohne jetzt Faktoren wie Dichtegradienten und Asymmetrien zu berücksichtigen, nach Schätzungen grob im Bereich von 10^{12}, was noch immer einem Hochvakuum entspricht. In dem, was wir hier auf der Erde beinahe schon als Nichts betrachten, finden also hochkomplexe physikalische Vorgänge statt, die es zu erforschen gilt. Nur zur Erinnerung: Erst unterhalb einer Teilchendichte von $10^8/cm^3$ ist die Zeit zwischen den Stößen der Teilchen untereinander größer als die Besetzungszeit des metastabilen Zustands, sodass verbotene Linien entstehen können.

Drittens: Astronomie/Astrophysik ist heute nahezu ausschließlich Teamwork und das weltumspannend. Das „et.al." der meisten Publikationen umfasst regelmäßig viele Astronomen aus allen Teilen der Welt. Das schließt aber nicht den Ehrgeiz aus, der Erste sein zu wollen, der etwas Neues entdeckt.

Viertens: Auch wenn es uns Amateuren in der Regel am notwendigen professionellen Wissen und Können mangelt, können wir doch in dieser Liga als geschätzte Wasserträger mitwirken. Die Conclusio fast jedes Vortrages hielt die Notwendigkeit der Gewinnung weiterer Daten über das jeweilige Forschungsobjekt fest. Mit Großteleskopen und Weltraumobservatorien können wir Amateure nicht dienlich sein. Aber dank der uns heute zur Verfügung stehenden und erschwinglichen Amateurgeräte (Teleskope, Spektrographen, CCD-Kameras) können wir uns an einem photometrischen und/oder spektroskopischen Langzeitmonitoring vieler untersuchenswerter Objekte beteiligen.

Ein spektroskopisches Langzeitmonitoring, wenn möglich mit zeitgleicher Photometrie, gibt dem Fachastronomen Daten zur wissenschaftlichen Auswertung an die Hand, die wegen des erforderlichen Zeitaufwandes und der wenigen für ein einzelnes Projekt zur Verfügung stehenden Beobachtungszeit an professionellen Observatorien nicht gewonnen werden können. Einige solcher ProAm-Kooperationen sind bereits sehr erfolgreich verlaufen, wie z.B. „The International Epsilon Aurigae Campaign 2009-2011: https://arxiv.org/pdf/1101.1435.pdf).

Einen ganz nichtastronomischen Vorteil brachte diese Konferenz auch noch mit sich, nämlich die schöne Stadt Prag und deren kulinarische Genüsse. Ende der 70er noch im tiefsten Kommunismus hinterließ ein Pragbesuch bei mir den Eindruck einer düsteren, morbiden und verfallenden Stadt.

Heute sieht man schnell, warum Karl IV. einst Prag als die goldene Stadt bezeichnete. Sie lebt und pulsiert und bietet eine endlose Zahl an Sehenswürdigkeiten und leider auch zu viele Städtetouristen. Viele große Namen aus Physik und Astronomie haben in Prag gewirkt, so z.B. Tycho Brahe und Johannes Kepler, Ernst Mach und Albert Einstein (1911 wurde er, von Kaiser Franz Joseph I. zum ordentlichen Professor der theoretischen Physik an der deutschen Universität Prag ernannt). Mit Bildern einiger physikalisch-astronomischer Sehenswürdigkeiten will ich diesen Bericht schließen.

Zur Verdeutlichung dieses Zusammenhangs sind auf der ASPA-Webseite zwei GIF-Animationen zu finden:

Animation 1: Blick auf den Be-Stern und seine Scheibe in 10°-Schritten vom Pol (i=0°) bis zum Äquator (i=90°):
http:www.astrospectroscopy.de/media/files/mod_i-01.gif

Animation 2: das dazugehörige Halpha-Linienprofil:
http:www.astrospectroscopy.de/media/files/gcas_m_p-01.gif

Development of UVEX the Ultraviolet Explorer spectrograph

by Christian Buil

Short description:

Czerny-Turner configuration (fully achromatic system)
Optional cylinder lens for correct transverse astigmatism (typical of Cherny-Turner optical scheme)
Low cost (use catalog standard components)
Compact and easy to construct (3D printing machined for example)
Typical spectral resolution power: R = 900
Mean spectral dispersion: 1.53 A/samp. (bin. 2x2 on Atik 460EX CCD camera)
Ideal for observe hot and active stars (cataclysmic, VV Cep stars, novae, …)
Can detail Balmer series limit wavelength (3650 A)
Survey of CaII H&K emission activity
Can easily capture CN band on cometary spectra (388 nm)
Possible access to comet OH radical band at 309 nm (very bright - direct water evaporation indicator) and NH radical at 336 (nm) (high altitude observatory and thinned CCD required)
Adaptable to infrared spectral domain

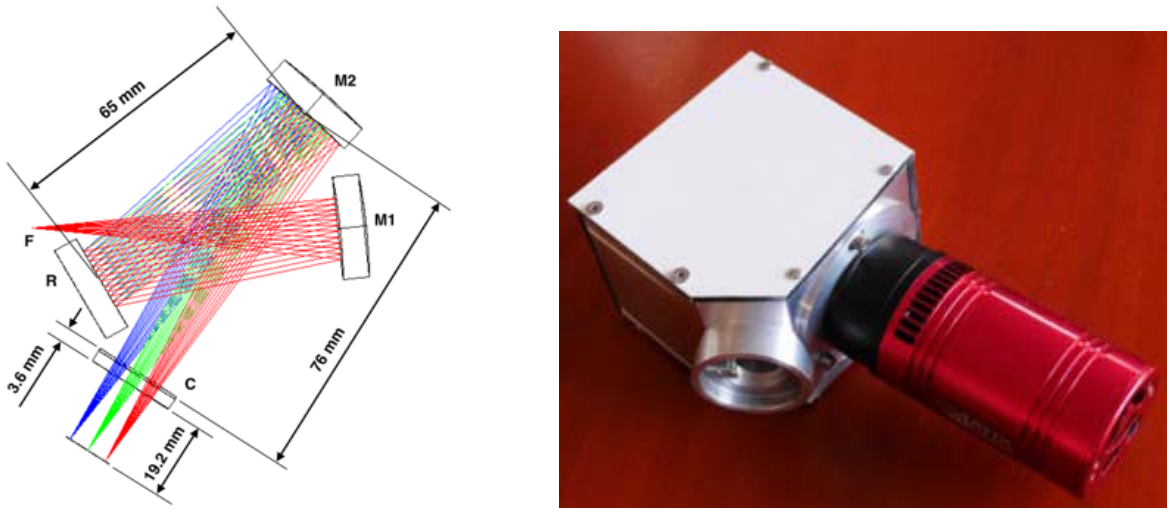


Fig. 1: Basic design of UVEX

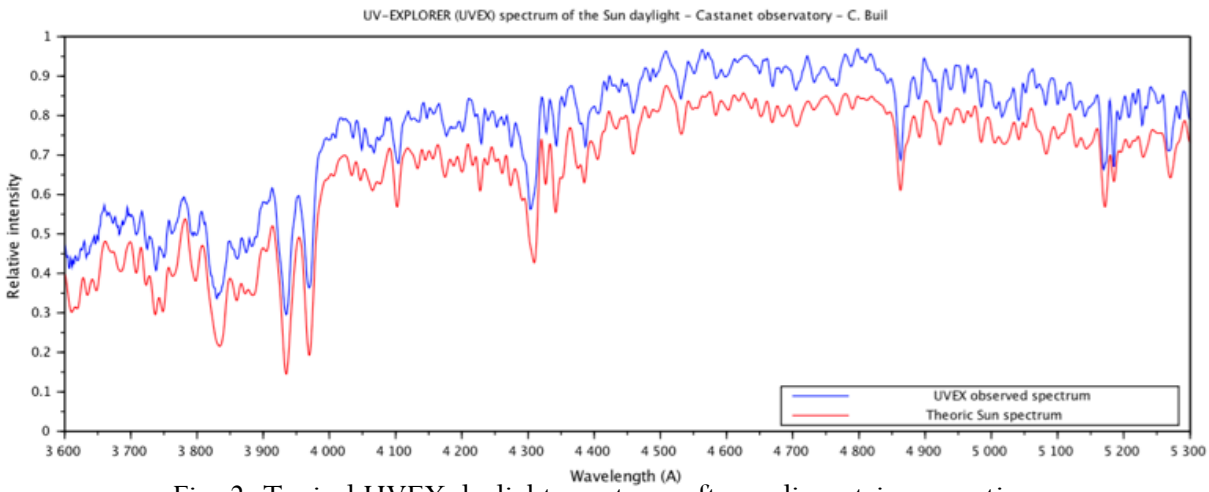


Fig. 2: Typical UVEX daylight spectrum after radiometric correction
(from nearly zero altitude observatory and use of a thick CCD - ICX694 Sony sensor)

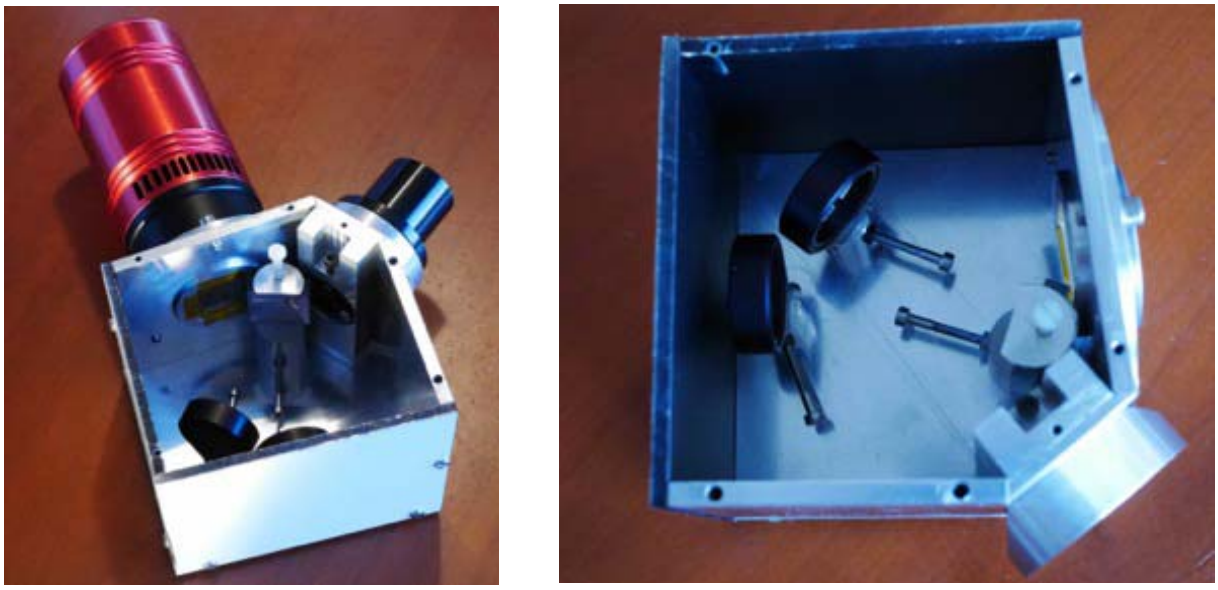


Fig. 3: Inside view of the UVEX prototype spectrograph

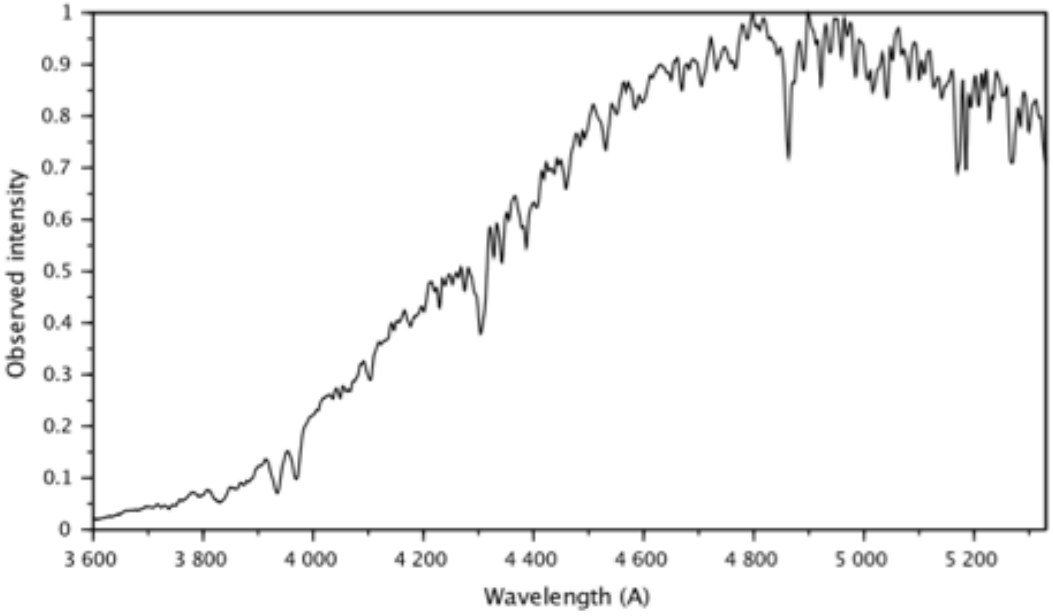


Fig. 4: Apparent captured spectrum (no radiometric calibration).
Atik460EX CCDcamera. 15 microns entrance slit. Note the UV QE lost in extreme UV, the high atmospheric extinction due to Rayleigh scattering and the ozone absorption.

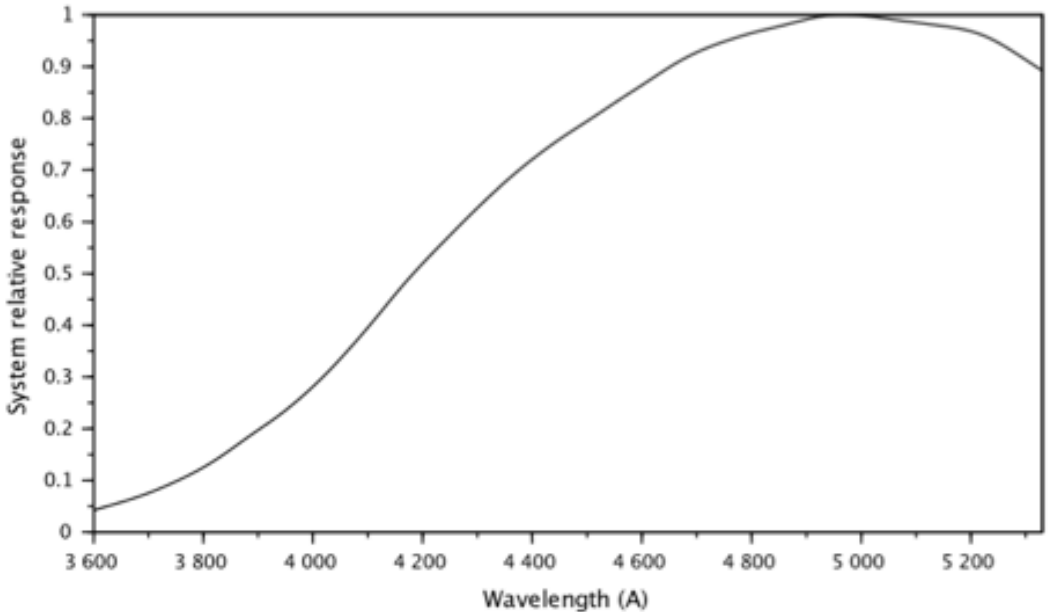


Fig. 5: Relative system response (take into account: atmospheric absorption sea altitude observatory), optical transmission, CCD quantum efficiency).

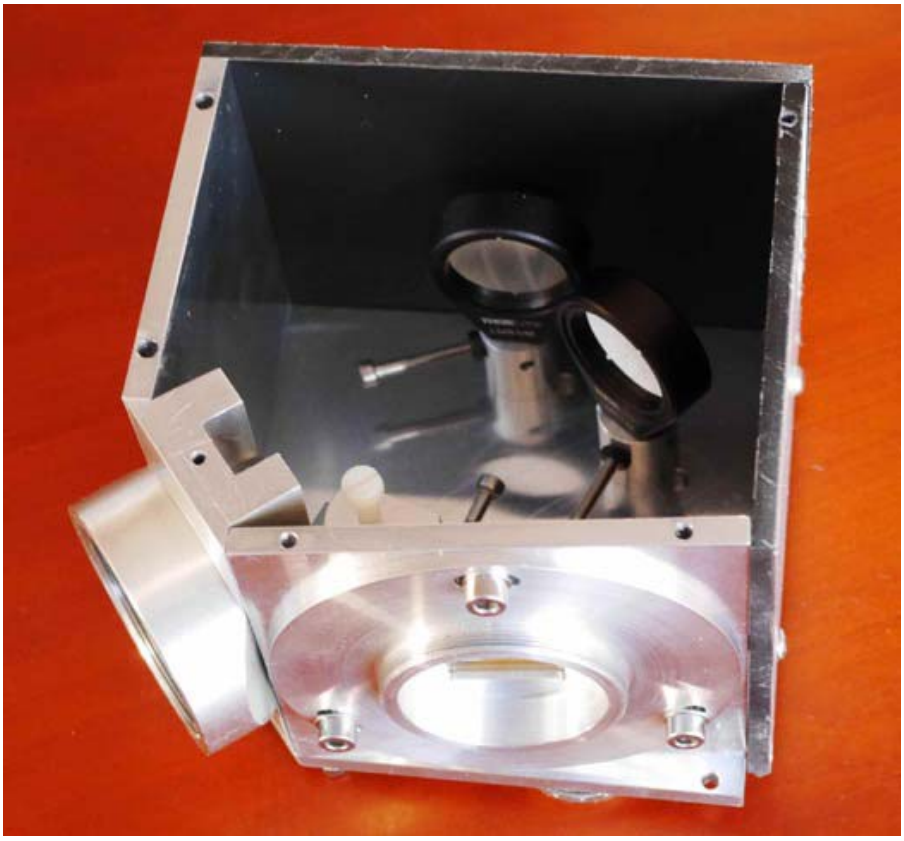


Fig. 6: UVEX prototype internal disposition

Spektroskopie-Seminar 2017 am CFG-Schülerlabor Astronomie

v. Ernst Pollmann, Leverkusen

Seminar: " Objektbezogene Astrospektroskopie für Amateure"
Leitung: Ernst Pollmann
Termin: 5.- 7. Mai 2017
Kurszeit: Freitag 18 Uhr bis Sonntag ca. 15 Uhr
Ort: Carl-Fuhlrott-Gymnasium, Jung-Stilling-Weg 45, Wuppertal, Kursraum 327 und Sternwarte. Hinweise zu Übernachtungsmöglichkeiten nahe der Sternwarte können gegeben werden.

Das Seminar „Objektbezogene Astrospektroskopie für Amateure“ ist Teilnehmern mit spektroskopisch-instrumentellen Vorkenntnissen gewidmet (idealerweise erworben im Workshop „Grundlagen der Sternspektroskopie mit dem DADOS-Spektrographen" von B. Koch). In diesem Seminar wird nun eine Wissensbasis vermittelt, die es dem Teilnehmer erlaubt, mit einem besseren Verständnis objektbezogene Spektren (gewonnen mit dem DADOS o. a. anderen Spektrographen) zielgerichtet zu gewinnen und auszuwerten.

Die Grundkenntnisse der Spektrenkalibrierung, Flusskalibration, Normierung, Messung von Äquivalentbreiten und Radialgeschwindigkeiten werden an für den Amateurspektroskopiker astrophysikalisch didaktisch interessanten, ausgewählten Objekten nach erweiterten Auswertekriterien vertieft. Dies bezieht sich besonders auf spezielle Wellenlängenbereiche des sichtbaren Spektrums wie auch auf entsprechend optimale Auswertemethoden zum Profil bestimmter Spektrallinien.

Das Schülerlabor Astronomie am Carl-Fuhlrott-Gymnasium in Wuppertal wird den Teilnehmern Freitag- und Samstagabend zur eigenen Spektrengewinnung mit eigenem Spektrographen zur Verfügung gestellt. Bei gutem Wetter werden wir zuerst eine Einführung in die Telekopbedienung geben, um anschließend die Spektrengewinnung durchführen zu können. Das Mitbringen eines eigenen Spektrographen ist zwar keine Teilnahmevoraussetzung, aber durchaus sinnvoll, wenn eigene Spektren der behandelten Sterne aufgenommen werden sollen. Leihspektrographen oder Bedienungsanweisungen können in diesem Seminar nicht gegeben werden. Die Vorstellung der Zielobjekte des Seminars (gamma Cas, VV Cep), die Darlegung phänomenologischer und spektroskopischer Objektmerkmale, ihre wissenschaftliche Relevanz und Interpretation findet am Samstag und Sonntag tagsüber im Tagungsraum des Schülerlabors statt. Dies geschieht entweder an den eigenen aufgenommenen Spektren, oder aber an bereits vorbereiteten Spektrenserien der Objekte für den Fall schlechten Wetters.

Maximale Teilnehmerzahl: 12. Die Kursgebühr beträgt 110 Euro pro Teilnehmer.
Anmeldung bei: Ernst Pollmann <ernst-pollmann@t-online.de>
Anmeldeschluss: 9.4.2017, 12:00 Uhr
Detailliertere Informationen sind zu finden unter:
www.baader-planetarium.de/workshop-spektroskopie/kurs-pollmann.htm