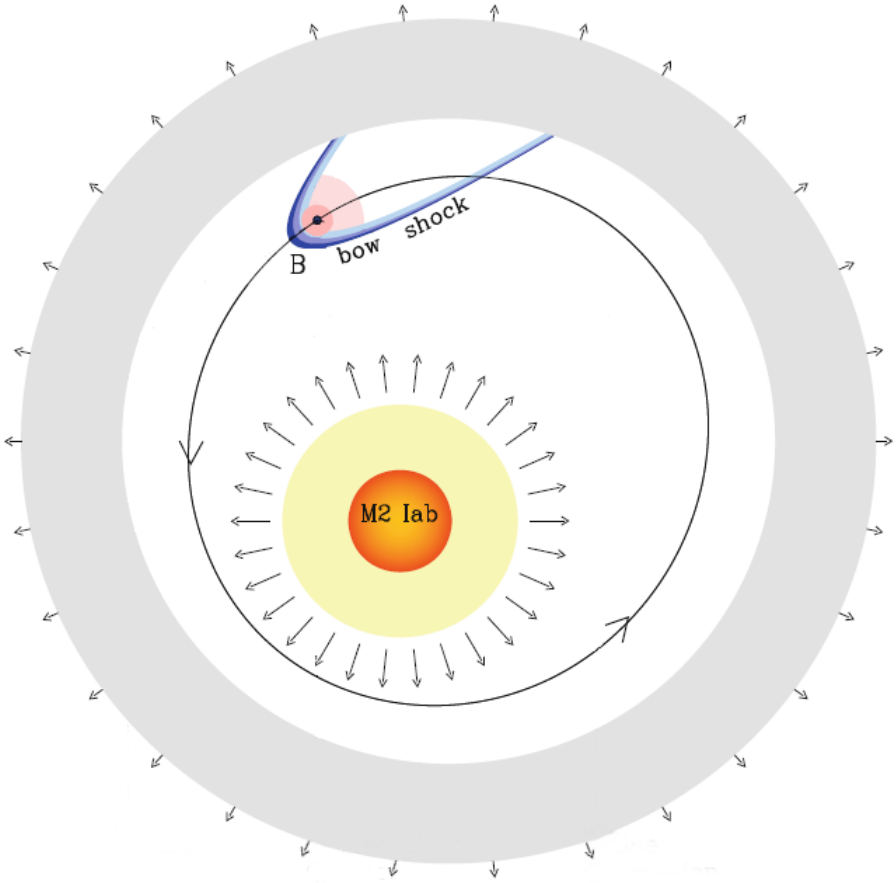
Das seltene Bedeckungsereignis im Doppelsternsystem VV Cephei

Forschung und Ergebnisse

Fabian Neußer und Kevin Pixberg

Carl-Fuhlrott-Gymnasium, Wuppertal



Betreut durch
Bernd Koch und Ernst Pollmann

10. Februar 2018

Kurzzusammenfassung

Das Doppelsternsystem VV Cephei besteht aus einem kühlen Überriesenstern des Spektraltyps M sowie einem kleinen, heißen Begleitstern des Spektraltyps B, welcher in der Äquatorebene mit einer Art Wasserstoff-Akkretionsscheibe umgeben ist und wahrscheinlich eine heiße Bogen-Schockfront vor sich herschiebt. Mit einer Periode von ca. 20,4 Jahren findet eine streifende Bedeckung des Begleitsterns durch den M-Überriesen statt. Bei dieser Bedeckung wird das Licht des B-Sterns, seiner Scheibe und der Schockfront durch den M-Stern zunächst abgeschwächt, um schließlich zum Bedeckungsende hin wieder zuzunehmen. Dieser Anfang August 2017 begonnene und erst Mitte Mai 2019 endende Bedeckungsprozess wird spektroskopisch mit einem hochauflösenden Spektrografen zeitlich verfolgt. Als Mitglieder der internationalen ARAS-Forschungskampagne brachten wir an der Hα-Emissionslinie ermittelte Parameter von über 40 Spektren in das Langzeitmonitoring ein, um das Modell VV Cepheis in Zusammenarbeit mit der professionellen Astronomie zu präzisieren. Dabei offenbarte eine zuvor noch nie dagewesene Beobachtungsdichte der Forschungskampagne eine bis jetzt gänzlich unbekannte periodische Varianz sowohl im V/R-Verhältnis, als auch in der Äquivalentbreite, welche auf ein Abschattungsmedium schließen lässt. Die beobachteten Phänomene sollen in der Arbeit bewertet und ein Ansatz der Deutung aufgezeigt werden.

Abbildung Titelblatt aus: “Giants of Eclipse: The zeta Aur Stars and Other Binary Systems“ Springer 2015, by Ph. Bennett & Wendy Hagen Bauer (durch Autoren bearbeitet)

Inhaltsverzeichnis

1 Einleitung **1**

2 Arbeitshypothese **2**
2.1 Exkurs Hα 2
2.2 Arbeitshypothese 3

3 Vorgehensweise **4**
3.1 Methode 4
3.2 Aufnahme & Bearbeitung 4

4 Ergebnisse **8**

5 Ausblick **15**

6 Danksagung **15**

1 Einleitung

Im Sternbild Kepheus (lat. Cepheus, mythologischer König von Äthiopien), 4900 Lichtjahre von der Erde entfernt, befindet sich das Doppelsternsystem VV Cephei. Aufgrund der großen Entfernung ist es unmöglich, die beiden Sterne getrennt voneinander zu beobachten. Und doch konnten, dank spektroskopischer Beobachtungen, in den letzten Dekaden bereits Vermutungen über Spektralklassen, Geschwindigkeiten und Beschaffenheit der Sterne und des Systems angestellt werden. VV Cephei (VV Cep) besteht höchstwahrscheinlich aus einem kühlen Überriesenstern des Spektraltyps M, sowie einem kleinen, heißen Begleitstern des Spektraltyps B, welcher, nach bisherigem Kenntnisstand, in der Äquatorebene mit einer Art Wasserstoff-Akkretionsscheibe umgeben ist. Mit einer Periode von ca. 20,4 Jahren findet eine streifende Bedeckung des Begleitsterns durch den M-Überriesen statt. Bei dieser wird das Licht des B-Sterns und seiner vermuteten Scheibe durch den M-Stern zunächst abgeschwächt, um schließlich nach Bedeckungsende wieder zuzunehmen.

Das Ziel dieser Arbeit ist es, das Doppelsternsystem VV Cep im Zuge eines Langzeitmonitorings als Mitglieder der ARAS-Gruppe[3] zu beobachten. Von Anfang August 2017 bis Mai 2019 wird nun der heiße Begleitstern des Spektraltyps B von dem Zentralstern, einem roten Überriesen des Spektraltyps M, fast gänzlich bedeckt. Mit diesem System beschäftigen wir uns bereits seit über einem Jahr. Ursprünglich begonnen als Projektarbeit[4][1] im Projektkurs Astronomie der Oberstufe, wollen wir das Thema hiermit weiterführen.

Wie aber kamen wir auf die Idee uns dieses Systems anzunehmen?
Informationen über die Beobachtungskampagne erhielten wir zum ersten Mal von unserem Projektkursleiter Bernd Koch im Herbst 2016. Die Möglichkeit an der aktuellen Amateurforschung teilzunehmen faszinierte uns, zumal es sich aufgrund der langen Periode des Systems um eine einmalige Chance handelte. Auch die vielen bisher ungeklärten Phänomene weckten unsere Aufmerksamkeit und unseren Ehrgeiz.

Uns kam dabei zugute, dass zu Beginn unserer Projektarbeit die ARAS-Beobachtungskampagne unter Leitung von Ernst Pollmann begann. Diese zurzeit weltweit einzigartige Beobachtungskampagne zu VV Cep verfügt über eine, in der Amateurforschung noch nie dagewesene, Beobachtungsdichte.

Auch wenn schon einige Systemparameter bekannt waren, so herrschten zu Beginn unserer Arbeit noch sehr unklare Vorstellungen über das Modell des Systems vor, die es im Zuge der ARAS-Kampagne zu konkretisieren galt. Dies lag nicht zuletzt an lückenhaften Beobachtungsdaten früherer Bedeckungsereignisse, sowohl aus der Amateur- wie auch aus der professionellen Astronomie. So gibt das System mit seinen spektralen Eigenschaften der Wissenschaft auch heute noch erhebliche Rätsel auf.

Unser ursprüngliches Ziel bestand zunächst darin, die bisher geltende Modellvorstellung zu verstehen, die Methodik der Messungen zu erlernen und diese in einer Projektarbeit darzustellen, im Zuge derer wir mit unseren spektroskopischen Beobachtungen zur Beobachtungskampagne beitrugen.

Nachdem wir uns mit dem Status Quo des Modells auseinandergesetzt und alle wichtigen Arbeiten zu VV Cep gelesen hatten, ergaben sich Fragen bezüglich der aktuellen Modellvorstellung, die auch im Verlauf der Beobachtung immer deutlicher zutage traten. Unser Ziel war es nun weiterhin, Daten für das Monitoring zu sammeln, zu analysieren und mithilfe unserer professionellen Berater eine bessere Vorstellung des Systems zu erreichen.

Auch wenn es, wie bereits beschrieben, schon einige Erkenntnisse über das System gibt, so liegt noch vieles im Dunkeln. Die bereits existenten Quellen lassen zwar viele grundlegende Aussagen zu, doch besteht bei allen das Problem einer viel zu geringen Beobachtungsdichte.

Mit Kawabata[6], Möllenhoff & Schaiffers[7] und Hutchings & Wright[9] haben sich zwar im Rahmen der früheren Bedeckungen einige Wissenschaftler(-teams) VV Cep gewidmet, die dokumentierten Beobachtungen zu VV Cep fanden jedoch vorwiegend während Bedeckungsperioden statt, so dass kaum Daten zum Zustand des Systems in den zwanzigjährigen Zeitintervallen zwischen den Bedeckungen vorliegen.

[1] Downloadlink: `http://www.baader-planetarium.com/de/downloads/dl/file/id/488/product/2876/der_spektroskopische_doppelstern_vv_cephei_sch_lerarbeit_von_kevin_pixberg_und_fabian_neusser.pdf`

2 Arbeitshypothese

Bevor wir nun eine Hypothese unserer Ergebnisse formulieren, müssen wir uns zunächst mit den theoretischen Grundlagen der Hα-Spektrallinie auseinander setzten, die später untersucht und ausgewertet werden soll. Anhand dieser können wir die bisherige Modellvorstellung erläutern.

2.1 Exkurs Hα

Das Vorhandensein der Hα-Emissionslinie kann im sichtbaren Spektralbereich als Indikator für das Vorhandensein einer Wasserstoffgasscheibe verstanden werden. Die Strahlung mit genau dieser Wellenlänge von 6562,8 Angström entsteht nämlich nur dann, wenn Wasserstoffatome zum Leuchten angeregt werden. Möchte man ein Bedeckungsereignis spektroskopisch untersuchen, so empfiehlt es sich eine Spektrallinie auszuwählen, die eine starke Emissivität aufweist, gleichzeitig aber nur von dem bedeckten Stern abhängt, um die Bedeckung detailliert verfolgen zu können. Betrachtet man das von uns aufgenommene Spektrum (s. Abbildung 1), so fällt auf, dass eine Stelle besonders stark leuchtet (s. Abbildung 1, roter Pfeil). Bei dem hier strahlende Element handelt es sich um Wasserstoff mit einer Wellenlänge von 6562,8 Angström, die sog. Hα-Linie, mehr dazu später in Kapitel 3.1. Diese Linie ist die erste Linie der sog. Balmerserie. Sie entsteht, wenn das Elektron eines Wasserstoffatoms auf die zweite Schale (Bohrsches Atommodell) angeregt wird, auf die erste relaxiert und als Energiedifferenz der Schalen ein Photon gleicher Energie emittiert wird.

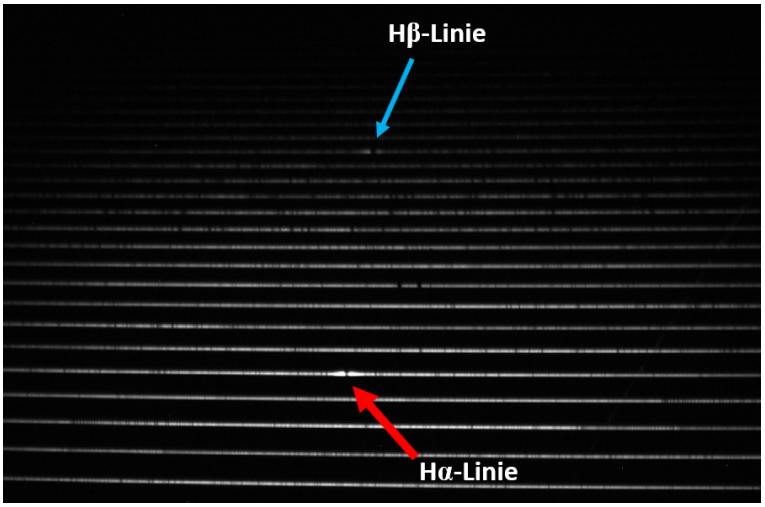


Abbildung 1: Ausschnitt eines Echelle-Spektrums von VV Cep, aufgenommen am 29.12.16, mit dem BACHES Echelle Spektrografen, markiert sind die Hα-Linie (roter Pfeil) und die Hβ-Linie (blauer Pfeil)[2]

Betrachtet man nun einen von uns erstellten Intensitätsscan der Hα-Linie von VV Cep (vgl. Abbildung 2), so ist zu erkennen, dass bei 6562,8 Angström kein Emissionspeak, sondern nur eine Absorption zu sehen ist, mit jeweils einem Emissionspeak zu beiden Seiten. Dies lässt auf eine Dopplerverschiebung schließen, bei der emittierender Wasserstoff, der sich auf uns zu bewegt, eine etwas kürzere Wellenlänge als die Laborwellenlänge besitzt, also im Spektrum blauverschoben ist und Wasserstoff der sich von uns weg bewegt, eine etwas längere Wellenlänge hat und somit im Spektrum rotverschoben ist. Woher diese rot- und blauverschobenen Emissionen bei VV Cep im Detail kommen, soll in Kapitel 4 ausführlich beschrieben werden. Woher die zentrale Absorptionslinie in der Hα-Linie kommt, kann allerdings hier schon erklärt werden. Nach Wright[9] ist die gesamte Hα-Emission zunächst als ungestört zu verstehen, wird aber an einer pulsationsbedingten Wasserstoffhülle des M-Sterns, die das gesamte System umhüllt, teilweise absorbiert.

[2] Abbildung 1: Durch Autoren aufgenommen

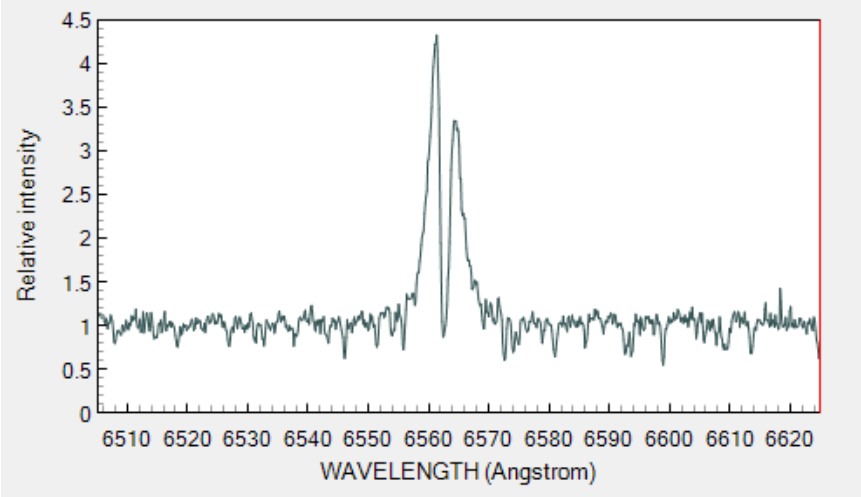


Abbildung 2: Kalibrierter und normierter Intensitätsscan der Hα-Linie aus einem von uns am 05.01.17 aufgenommenen Spektrum[3]

2.2 Arbeitshypothese

Erwartet haben wir aufgrund der bisherigen Modellvorstellung ein Doppelsternsystem, bei dem der B-Stern von einer Keplerscheibe umgeben ist, die durch einen Massentransfer des M-Sterns gespeist wird. Jedoch blieb die Frage offen, wie eine solche Scheibe zustande kommen kann. Wir gingen zu Beginn der Kampagne davon aus, dass eine Gasscheibe um den B-Stern das Resultat eines direkten Akkretionsprozesses wäre. Hiernach zieht der heiße B-Stern seinem großen Begleiter ständig ein wenig Masse ab, welche er durch Eigengravitation in einer Akkretionsscheibe in seiner Äquatorebene ansammelt. Wird der B-Stern nun von der semi-transparenten Hülle des M-Sterns bedeckt, so erwarten wir nach Kawabata[6], dass der blauverschobene Peak, bedingt durch die Scheibenrotation entgegen des Uhrzeigersinnes (vorderer Bereich der Scheibe) zuerst abnimmt und dann, mit einer zeitlichen Verzögerung von etwa 150 Tagen, auch der rotverschobene Peak (hinterer Bereich der Scheibe) verschwindet. Dieses Modell ist in Abbildung 3 dargestellt.

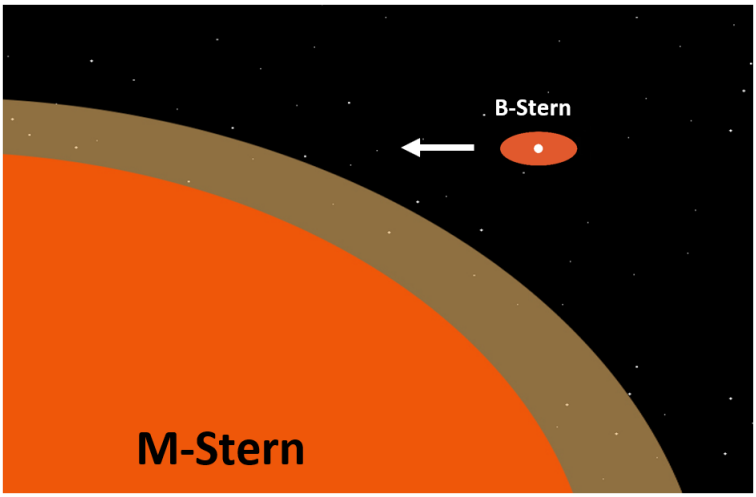


Abbildung 3: Der B-Stern mit seiner Scheibe tritt hinter den M-Stern[4]

[3] Abbildung 2: Durch Autoren aufgenommen

3 Vorgehensweise

3.1 Methode

Um Aussagen über das Doppelsternsystem zu treffen, können sowohl die visuelle Helligkeit beobachtet, als auch spektroskopische Beobachtungen durchgeführt werden. Wir haben letzteren Ansatz gewählt, da mit der visuellen Helligkeit nur Aussagen über das gesamte System getroffen werden können, weil der riesige M-Stern fast die gesamte Helligkeit des Systems ausmacht. Bei der spektroskopischen Beobachtung ergibt sich die Möglichkeit, phänomenologisch die einzelnen Komponenten des Systems zu untersuchen. Das liegt daran, dass die Sterne durch ihre unterschiedlichen Temperaturen und ihr unterschiedliches Alter, verschiedene Elemente anregen.

Typische Be-Sterne haben die Gemeinsamkeit, dass sie von einer relativ kühlen Gasscheibe umgeben sind. Diese Gasscheiben manifestieren sich im sichtbaren Spektrum im Auftreten von Emissionslinien (z. B. der Wasserstoff-Balmerserie). Wegen der hohen Temperaturen der Zentralsterne im Bereich von etwa 10.000K bis 30.000K und der damit verbundenen starken UV-Strahlung, liegen die Atome, der sie umgebenden Wasserstoffgasscheiben, in ionisierter Form vor.

Bei VV Cep haben wir es wahrscheinlich mit einem kühlen M-Überriesen und einem heißen Begleitstern des Spektraltyps B von ca. 15.000K zu tun. Der vom M-Stern durch Pulsationen abgegebene Sternwind, der sich gravitativ als Akkretionsscheibe um den Begleitstern vorwiegend in dessen Äquatorebene ausbildet, besteht zunächst aus neutralem Wasserstoff. Wegen der starken UV-Strahlung des B-Sterns wird dieser neutrale Wasserstoff der Scheibe zur Emission der dominanten Balmerserie angeregt, weshalb auch die Hα-Emission somit als deutlicher Indikator für das Vorhandensein dieser Akkretionsscheibe angesehen werden kann.

Die Hα-Emissionslinie der Akkretionsscheibe des B-Sterns erscheint also als besonders geeignet die spektroskopischen Besonderheiten in ihrem Linienprofil und ihre Ursachen im Rahmen der Forschungskampagne zu untersuchen.

3.2 Aufnahme & Bearbeitung

Die spektroskopischen Beobachtungen wurden von uns an der Sternwarte des Carl-Fuhlrott-Gymnasiums und an der privaten Sternwarte unseres Projektbetreuers Bernd Koch vorgenommen, auf die er uns freundlicherweise per TeamViewer Zugriff gewährte. Damit war er uns eine große Hilfe, um die große Anzahl an Spektren aufzunehmen.

Verwendet wurden ein Corrected Dall-Kirkham Teleskop der Firma Baader Planetarium[5](s. Abbildung 4 links) mit einem Öffnungsverhältnis von f/6.8 und einer Brennweite von 3.454mm (CDK 20) und ein Celestron 14-Teleskop. Im sekundären Brennpunkt wurde der BACHES Echelle Gitterspektograf kombiniert mit einer CCD-Kamera (SBIG STF 8300 M) angeschlossen (Beide ebenfalls von der Firma Baader Planetarium produziert). Dieser Aufbau ist in Abbildung 4 zu sehen.

[4]Abbildung 3: Erstellt von E. Pollmann

[5]Firma Baader Planetarium, stellt Zubehör für astronomische Beobachtungen her
URL: http://www.baader-planetarium.com/de/

Abbildung 4: Das von uns verwendete Equipment:
Links: Das CDK 20 Teleskop; Rechts: Der BACHES-Echelle-Spektrograf (roter Pfeil) mit der CCD Kamera(Grüner Pfeil)[6]

Zur Wellenlängenkalibrierung der VV Cep-Spektren wurden mit gleichem Spektrografen Referenzkalibrationsspektren einer Thorium-Argon Lampe aufgenommen. Die Spektren von VV Cep wurden mit einer Gesamtbelichtungszeit von 900 Sekunden gewonnen.

Anschließend wurden die Spektren mit entsprechenden Computerprogrammen umfassend bearbeitet, um wellenlängenkalibrierte Intensitätsgraphen der spektralen Ordnungen zu erhalten. Die finale Auswertung der Spektren erfolgte in Zusammenarbeit mit Ernst Pollmann, um die Vergleichbarkeit der in der Kampagne verwendeten Werte zu gewährleisten.

Mit dieser Methode konnten wir im Zeitraum eines Jahres (intensiv seit Beginn der Bedeckung im August 2017) an über 50 Tagen über 100 Spektren von VV Cep aufnehmen und somit, nach qualitativer Selektion, die Kampagne mit 40 Spektren unterstützen. Da die Kampagne im Verlauf der Bedeckung ca. 450 Spektren aufnehmen konnte, haben wir mit einem repräsentativen Anteil zum Gesamtergebnis beitragen können.

Bei dem dargestellten Prozess der Aufnahme und Auswertung ist zu beachten, dass der inhaltliche Fokus dieser Arbeit auf den Ergebnissen lag, nicht aber auf dem Vorgang der Aufnahme und der Auswertung selbst. Diesen Prozess haben wir bereits in unserer, im Sommer 2017 veröffentlichten, Projektarbeit[4, S. 35-50] im Detail erläutert. Mit der Ausnahme, dass die Auswertung der Werte für die ARAS-Kampagne, in leicht veränderter Form mit Herrn Pollmann zusammen vorgenommen wurde (alle anderen in der Kampagne enthaltenen Spektren wurden ebenfalls von ihm ausgewertet), blieben die in der Projektarbeit beschriebenen Abläufe unverändert. Dennoch sollen diese Prozesse auch hier noch einmal grundlegend dargestellt werden.

Bevor mit der Aufnahme begonnen werden kann, muss die Synchronisation und Verknüpfung der diversen verwendeten Programme vorgenommen werden. Zu diesen zählen unter anderem ein Aufnahmeprogramm, eine Steuerung für das Teleskop und ein Programm, welches mithilfe von Zeitservern eine exakte Bestimmung des Aufnahmezeitpunkts ermöglicht. Nachdem alles eingerichtet und die Zeit synchronisiert ist, kann das Teleskop auf den Stern ausgerichtet werden. Dabei hält die hochsensible Montierung das Teleskop exakt in Position, so dass Faktoren wie die Erddrehung ausgeglichen werden.

Durch das Aufnahmeprogramm (Guiding Software) „SpecTrack“[7] (s. Abbildung 5) können unter ande-

[6] Abbildung 4: Durch Autoren aufgenommen
[7] SpecTrack: `http://www.baader-planetarium.com/en/software/spectrack-autoguiding-software-for-spectroscopy.html`

rem die Lampen (es handelt es sich um eine Halogenlampe und eine Thorium-Argon Lampe), die für die Referenzspektren gebraucht werden, gesteuert werden. Hier ist auch auch das beobachtete Objekt durch eine am Teleskop angebrachte Guiding Kamera zu erkennen, um sicherzustellen, dass das Licht genau auf den Spektografenspalt fällt. Anschließend können über ein, mit der Kamera verknüpftes, Programm die Spektren aufgenommen werden.

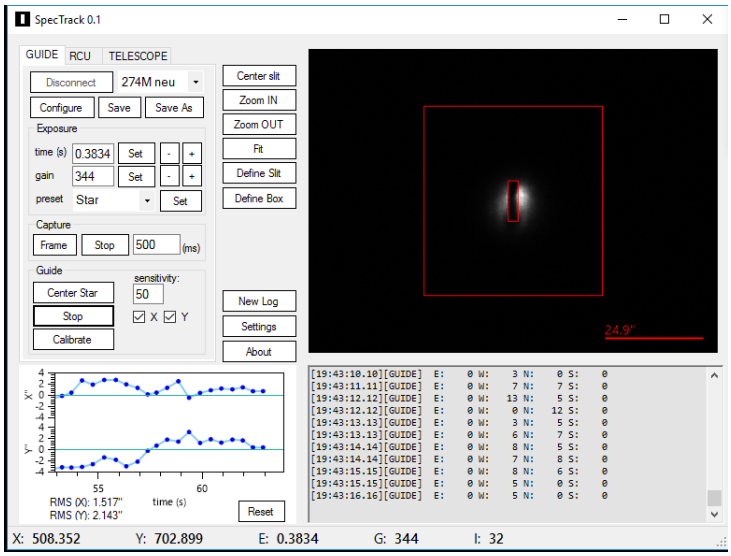


Abbildung 5: Screenshot des Guidingprogramms SpecTrack[8]

Eine Versuchsreihe besteht aus folgenden Aufnahmen:

Tabelle 1: Aufnahme Reihenfolge

Anzahl	**Objekt**	**Belichtungszeit**
3-5	Referenz: Halogen	15s
3-5	Referenz: Thorium-Argon	60s
3	VV Cep	300s
3-5	Referenz: Thorium-Argon	60s
3-5	Referenz: Halogen	15s

Das kontinuierliche Spektrum der Halogenlampe dient dazu, die Position der spektralen Ordnungen festzulegen, das Thorium-Argon Spektrum hingegen wird zur Wellenlängenkalibrierung benötigt. Da im Laufe einer Aufnahmereihe (ca. 15 Minuten) Temperatureinflüsse auf den empfindlich eingestellten Versuchsaufbau einwirken, werden mehrere Referenzspektren, die vor und nach den Sternspektren aufgenommen wurden, zu einem Bild gemittelt. Anschließend wird von den Sternspektren ein Dunkelbild (Aufnahme mit geschlossenem Shutter) abgezogen, um eventuelle Fehler in der Kamera herauszurechnen. Die Kalibrierung beginnt mit dem Scan der Referenzspektren. Nachdem die spektralen Ordnungen erkannt und die Wellenlängen ausgelesen sind, kann das Sternspektrum kalibriert werden. Nach der Kalibrierung erhält man Dateien (Plots) (s. Abbildung 6), welche die Spektren als Intensitätsgraphen darstellen.

[8] Abbildung 5: Durch Autoren aufgenommen

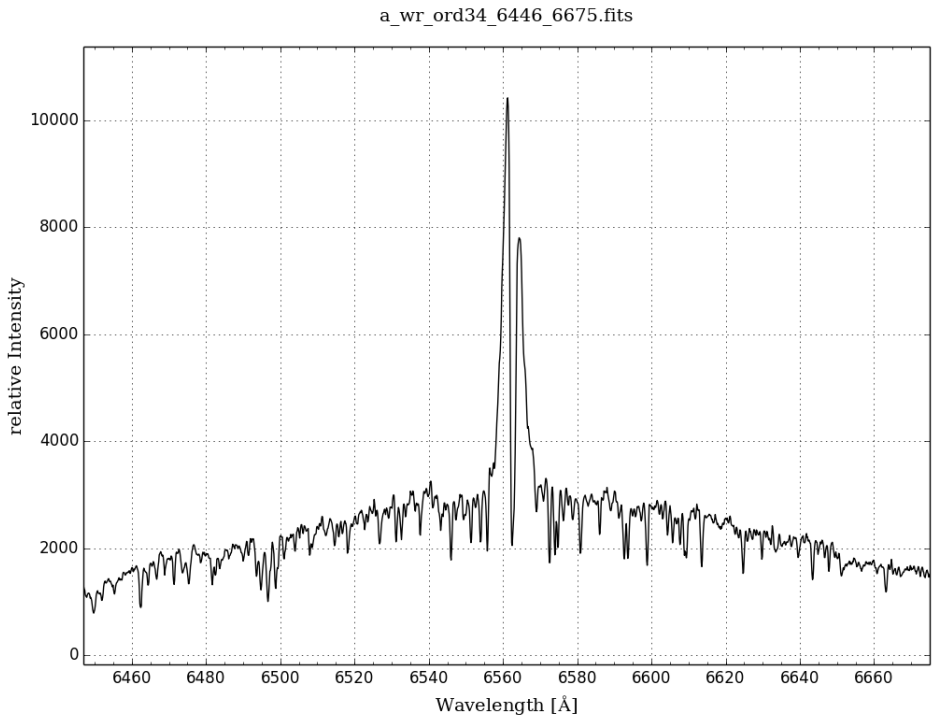


Abbildung 6: Plot der 34. spektralen Ordnung mit der Hα-Linie[9]

Um die Werte mit anderen Spektren für die Forschungskampagne vergleichbar zu machen, muss der Graph „normiert“ werden. Bei der Normierung wird der gekrümmte Verlauf des Graphen (vgl. Abbildung 6), das so genannte Pseudokontinuum, eliminiert. Wie bereits erwähnt, wurde die Auswertung der Intensitätsgraphen mit Herrn Pollmann gemeinsam vorgenommen.

Im Rahmen der Kampagne sind die folgende Parameter der Hα-Emission überwacht worden:

EW-Breite	Bedeutet „equivalent width“ oder Äquivalentbreite. Dabei wird die zwischen 6551 Å und 6572 Å gemessene Fläche des Emissionspeaks in ein äquivalentes Rechteck zwischen $Y = 0$ und $Y = 1$ umgerechnet
V/R-Wert	Beschreibt das Verhältnis der Intensität des durch den Doppler-Effekt (Violett-) blauverschobenen Peaks zum rotverschobenen Peak
V- R-Peak	Peakhöhe des blau-, bzw. rotverschobenen Peaks

[9] Abbildung 6: Durch Autoren aufgenommen

4 Ergebnisse

Die charakteristischen Parameter des Hα-Emissionslinienprofils, die Peakhöhen des blauverschobenen V-Peaks und des rotverschobenen R-Peaks, deren Intensitätsverhältnis V/R, sowie deren Äquivalentbreiten wurden dann von Ernst Pollmann, mit anderen weltweit eingegangenen Spektren, als Bestandteil des ARAS-Gruppenmonitorings in Diagramme aufgetragen, die nachfolgend dargestellt werden sollen.

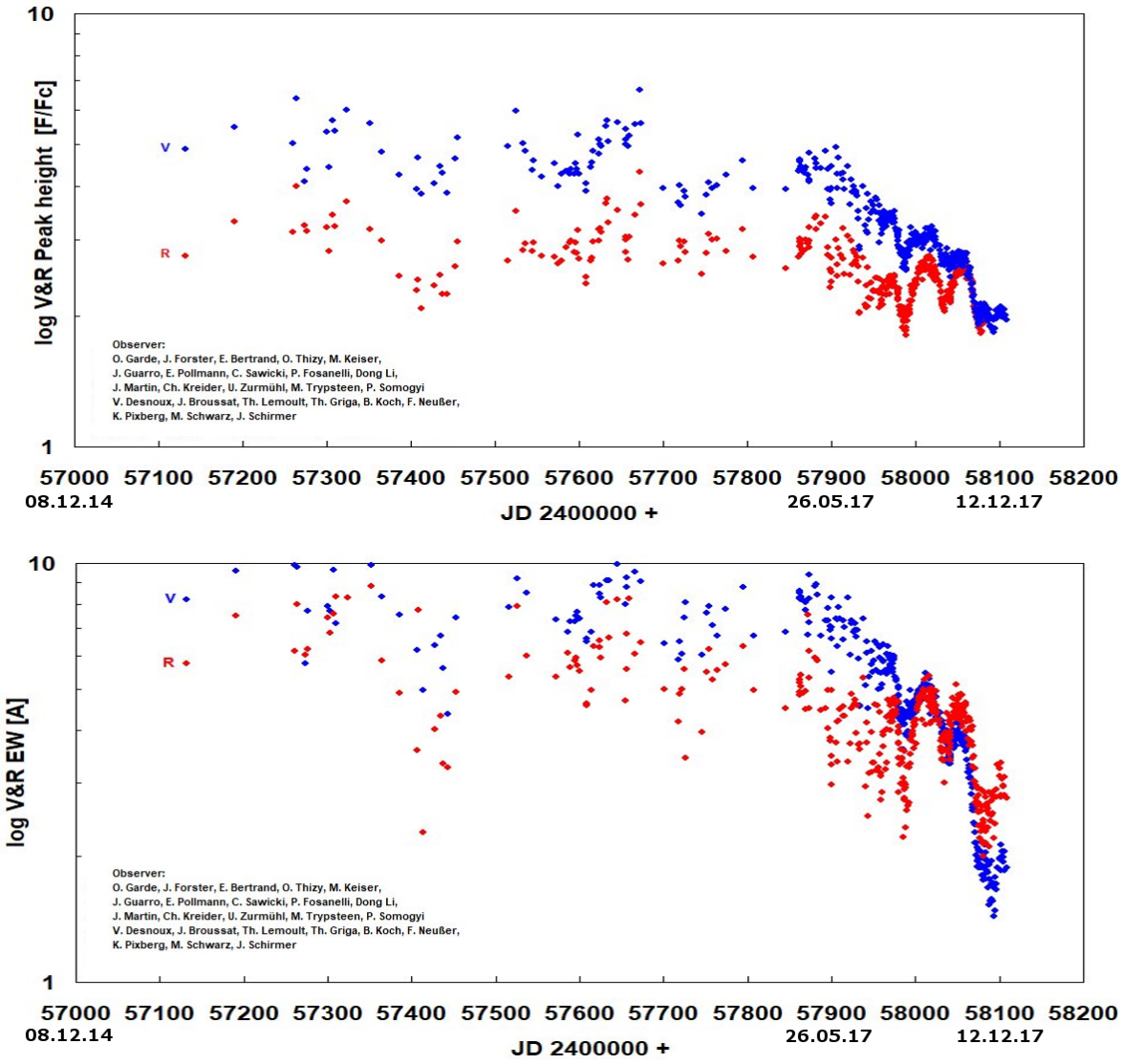


Abbildung 7: Die logarithmierte Höhe der V- und R-Peaks (oben) und der logarithmierte EW-Wert, aufgetragen gegen die Zeit[10]

Zunächst wird das Diagramm in Abbildung 7 betrachtet. Hier ist oben die logarithmierte Peakhöhe sowohl des blauverschobenen V-Peaks (blau dargestellt), als auch des rotverschobenen R-Peaks (rot dargestellt) und unten die logarithmierte EW-Breite beider Peaks (ebenfalls in rot und blau dargestellt) gegen die Zeit als Julianisches Datum (JD) aufgetragen.

Bevor wir das Bedeckungsereignis ab ca. JD 2457981 (15.08.17) genauer betrachten, fällt zunächst

[10] Abbildung 7: ARAS-Kampagne (erstellt von E. Pollmann)[3]

auf, dass vor diesem Datum eine große Streuung der Werte festzustellen ist, diese aber plötzlich nach Beginn der Bedeckung verschwindet und zu einer scharfen Kurve wird. Nach Auskunft des beratenden professionellen Astronomen P.D. Bennett, handelt es sich hierbei um ein sog. Schrotrauschen[5]. Dieses entsteht durch Zufallsprozesse, wie sie bei Akkretionsprozessen bei der Massenverteilung auftreten. Dieses Schrotrauschen kann durch Poisson-Zufallsprozesse beschrieben werden und ist für einen flackernden Akkretionsprozess typisch, man spricht hier von „flickering„. Daher liegt nahe, dass genau diese Situation auch hier zu finden ist.

Wie diese Situation ins Modell VV Cep passt, soll später noch beschrieben werden. Allerdings spielen auch eine später erklärte Scheibenpräzession und eine damit verbundene Taumelbewegung aus der eine Variabilität der Scheibenflächen resultiert eine wichtige Rolle in der Variabilität der V/R und EW-Werte.

Betrachtet man die Abbildung weiter, so fällt auf, dass ab ca. JD 2457970 (26.05.17) sowohl der blauverschobene Peak, als auch die zugehörige EW-Breite beginnt stark abzufallen. Berücksichtigt man allerdings die relativ großen Schwankungen zuvor und eine spätere (ab ca. JD 2457989) offensichtliche Periodizität der Werte, bei der davon ausgegangen werden kann, dass diese bereits vorher schon existierte, so muss man annehmen, dass die, durch den Bedeckungsprozess bedingte Abnahme, erst um JD 2457970 (05.08.17) Einfluss nimmt.

Untersucht man nun den rotverschobenen Peak, so sieht man, dass diese Werte deutlich länger relativ konstant bleiben, als die des blauverschobenen. Die Intensitätsabnahme beider Peaks wird allerdings auch noch durch diverse Pulsationsperioden des M-Sterns beeinflusst, welche sowohl für eine, sich in Form von Dichteunterschieden äußernden, Inhomogenität des Wasserstoffgases als auch eine semi-transparente Hülle des M-Sterns sorgen und dazu beitragen könnten, dass beide Peaks nicht graduell, sondern ungleichmäßig abnehmen. Ein wirklicher Abwärtstrend ist hier erst ab ca. JD 2458050 (28.10.17) zu erkennen. Dennoch scheint auch die Intensität des rotverschobenen Peaks ab ca. JD 2457900 (26.05.17) etwas zu sinken. Ab ca. JD 2458000 ist dann in beiden Graphen eine Periodizität zu sehen, von der man allerdings annehmen muss, dass diese vorher nur aufgrund der geringeren Beobachtungsdichte und des Schrotrauschens nicht zu erkennen war. Woher diese Periodizität stammt wird zu späterem Zeitpunkt aufgegriffen.

Die Beobachtung, dass der blaue Peak so schnell nach Bedeckungsbeginn abnimmt, lässt darauf schließen, dass die Emissionsquelle direkt vor dem B-Stern, auf seiner Umlaufbahn zu finden ist. Da der rote Peak erst deutlich später verschwindet, muss seine Emissionsquelle hinter dem B-Stern, auf seiner Umlaufbahn lokalisiert sein.

Dies kann durch das nahezu komplette Verschwinden der höheren Balmerlinien (ab Hβ) gegen Ende Oktober bestätigt werden[8]. Diese weisen darüber hinaus nur eine blauverschobene Emissionsquelle auf, woraus wir hier schon folgern können, dass vor dem Stern eine derart hohe Energie freigesetzt werden muss, dass selbst Balmerlinien wie H11 angeregt werden. Dies ist wohl auch der Grund, weshalb das „Flickering“ direkt nach Beginn der Bedeckung mitsamt des blauverschobenen Peaks verschwindet. Wieso allerdings dann auch direkt das „Flickering“ im rotverschobenen Peak verschwindet, bleibt offen. Die Begründung dafür könnte auch hier wieder in der Inhomogenität der semi-transparenten Hülle liegen.

Beachtet man nun, dass die höheren Balmerglieder Ende Oktober verschwanden, so können wir den Zeitpunkt des ersten Kontaktes (T1), also den Moment, in dem der B-Stern hinter den M-Stern tritt, ungefähr mit JD 2458050 (28.10.17) angeben, da dieser zeitlich etwas früher liegen muss (s. Abbildung 5, T1).

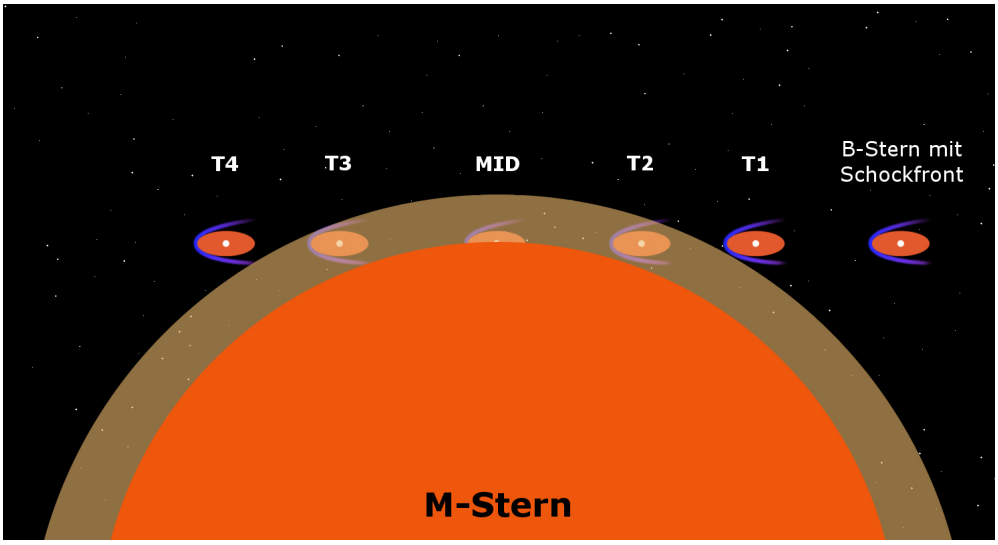


Abbildung 8: Bedeckungsereignis mit T1(ca. 15.08.17),T2(noch nicht eingetreten, s. Abb. 9), Mitte der Bedeckung(ca. 05.06.18), T3(ca. Anfang 02.2019) und T4(ca. Mitte 05.2019)[11]

Im EW-Diagramm in Abbildung 9 ist unschwer zu erkennen, dass der Flächeninhalt der gesamten Emission (als Maß für die Menge an beteiligter Masse) noch lange nicht einen so tiefen Wert erreicht hat wie bei der Bedeckung 1997. Daran ist klar erkennbar, dass sich der B-Stern, zum Zeitpunkt des Verfassens dieser Arbeit noch in der zunehmenden Bedeckungsphase befand, was bedeutet, dass noch nicht alles von ihm bedeckt worden ist. Die Totalbedeckung (T2) ist demnach noch nicht erreicht. Für die Mitte der Bedeckung (Mid) kann wahrscheinlich ca. JD 2458289 (05.06.18), für den Punkt des ersten Austritts (T3) ca. 2458516 (Anfang 02.2019) und für den totalen Austritt (T4) ca. JD 2458619 (ca. Mitte 05.2019) angegeben werden.

[11] Abbildung 8: Durch Autoren erstellt

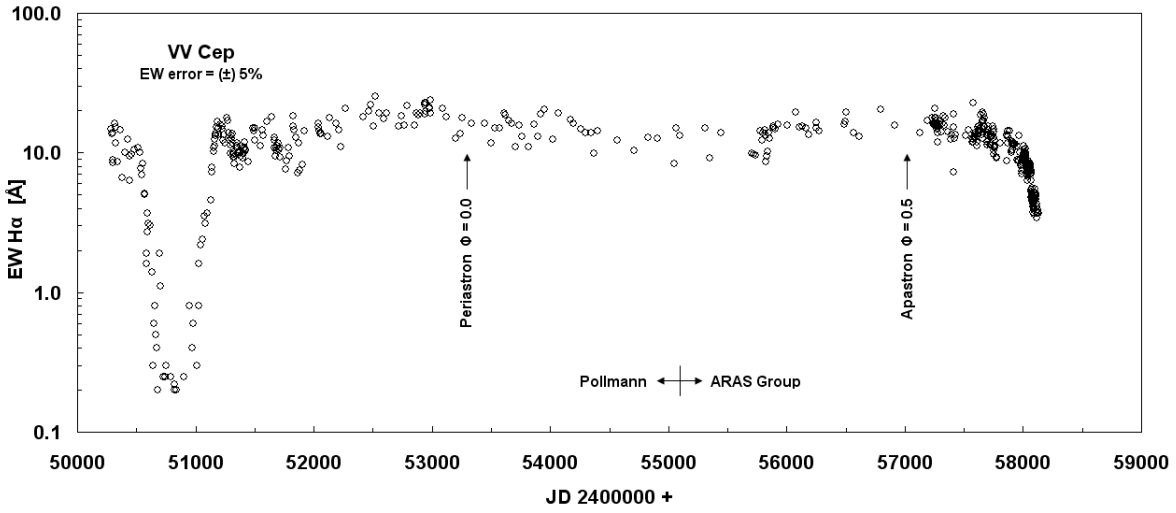


Abbildung 9: Die logarithmierte EW gegen die Zeit in JD, ab 1995[12]

Nun stellt sich die Frage, wie die Emissionen zustande kommen und wie man sich das Modell VV Ceps räumlich vorstellen kann. Zur Klärung dieser Frage, müssen wir verschiedene Faktoren berücksichtigen. Zunächst soll hier eine These von P.D. Bennett genannt werden, die in seinem Buch "Giants of Eclipse: The zeta Aur Stars and Other Binary Systems"[1] vorgestellt wird. Dort stellt er die Vermutung an, dass sich vor dem B-Stern eine heiße Bogen-Schockfront bilde, um den Stern selbst aber noch eine Art Scheibe zu finden sei, bzw. das von der Schockfront abströmende Gas eine Art Scheibe bilde. Dabei erzeuge der sich mit vermutlich mehr als Überschallgeschwindigkeit durch den Wind des M-Sterns bewegende B-Stern, eine so große Reibung, dass sich diese extrem heiße Bogen-Schockfront ausbilde. Das Gas des M-Sterns träfe dabei mit ca. 30km/s[5] Eigengeschwindigkeit auf den B-Stern auf. Durch die von uns gemessene Differenz der rot- und blauverschobenen Peaks auf der Geschwindigkeitsskala, ergibt sich eine Dopplergeschwindigkeit von ca. 200km/s bis 300km/s, mit der sich das Gas dann weiter um den B-Stern herumbewegt. Das Modell ist in Abbildung 10 visualisiert. Der B-Stern nimmt wegen der Bewegung durch den Sternwind Masse auf. Gesagt sei auch, dass sich beide Sterne wahrscheinlich selbst im Periastron nicht in einer kritischen Roche-Grenze befinden, bei welcher der B-Stern der nur leicht gebundenen Chromosphäre des M-Sterns Masse entreißen könnte.

[12]Abbildung 9: ARAS-Kampagne (erstellt von E. Pollmann)[3]

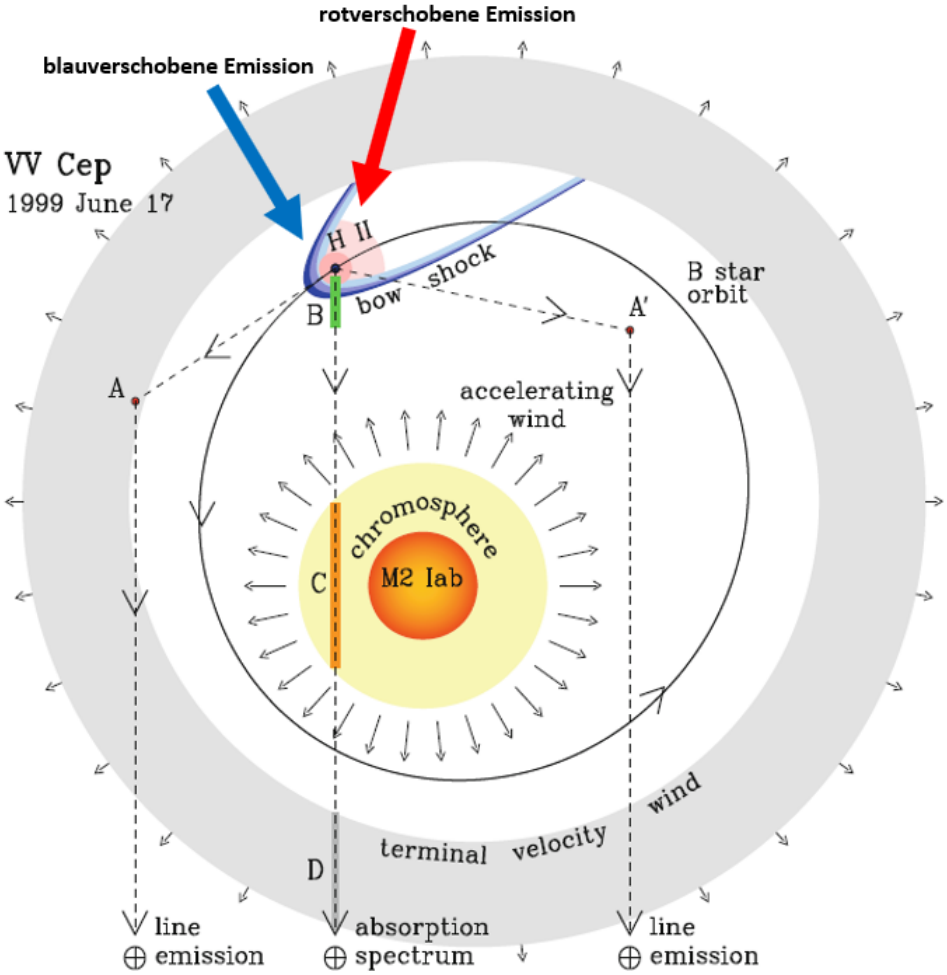


Abbildung 10: Orbit VV Cep mit Bogen-Schockfront[13]

Im Hinblick auf die Hα-Linie folgern wir, dass es zwei variable Emissionsquellen gibt. Zum einen gibt es die Bogen-Schockfront, die für den blauverschobenen Teil der Hα-Linie verantwortlich ist (blauer Pfeil Abbildung 10) und durch die hohe Anregungsenergie auch einen deutlich höheren Peak und eine größere Äquivalentbreite als die rotverschobene Komponente aufweist. Die zuvor erwartete und in Kapitel 2.2 erwähnte Scheibe wäre aufgrund der zu geringen Energie der UV-Strahlung des B-Sternes nämlich nicht in der Lage, diese hohen Balmerlinien im UV-Bereich in diesem Maße anzuregen. Dennoch haben wir es aber wahrscheinlich mit einer Art Scheibe um den heißen B-Stern zu tun. Diese wird durch die UV-Strahlung des B-Sterns angeregt und ist besonders für den rotverschobenen Peak verantwortlich (roter Pfeil Abbildung 10). Die Region in der die rotverschobene Emission entsteht, scheint jedoch deutlich größer zu sein, als jene in der die blauverschobene Emission entsteht, da nach Bedeckungsbeginn der blauverschobene Peak stark an Intensität abnahm, der rotverschobene aber zunächst nur sehr schwach.

[13] Abbildung 10: "Giants of Eclipse: The zeta Aur Stars and Other Binary Systems" Springer 2015, by Ph. Bennett & Wendy Hagen Bauer, S. 87 (durch Autoren bearbeitet)

Periodenanalyse

Wie bereits erwähnt, fällt in Abbildung 7 besonders ab ca. JD 2458000 (03.09.17) die Periodizität der Werte auf. Um diesen Befund genauer zu analysieren, sollen zur Vereinfachung nur die V/R-Werte betrachtet werden. Dazu werden in Abbildung 11 (unten) die V/R-Werte und die fotometrisch ermittelte Helligkeit(oben) gegen die Zeit in JD aufgetragen. Auch hierbei ist die stark zyklische Variation in den V/R-Werten zu erkennen. Bemerkenswert ist, dass diese nicht in der fotometrischen Beobachtung wiederzufinden ist. Diese Periodizität hängt also nicht von dem M-Stern ab, welcher nahezu die gesamte Leuchtkraft im visuellen Bereich ausmacht, obwohl der stärkste Emissionsbereich des B-Sterns mit der Hα-Linie auch im visuell erfassbaren Bereich liegt. Dieser trägt jedoch nach jetzigem Kenntnisstand nur wenige hundertstel zur Gesamthelligkeit bei und wird hier fotometrisch nicht erfasst.

Dennoch lässt sich in der Helligkeit eine Periodizität von ca. 145 Tagen finden, welche mit hoher Wahrscheinlichkeit auf Variabilität im M-Stern zurückzuführen ist[2].

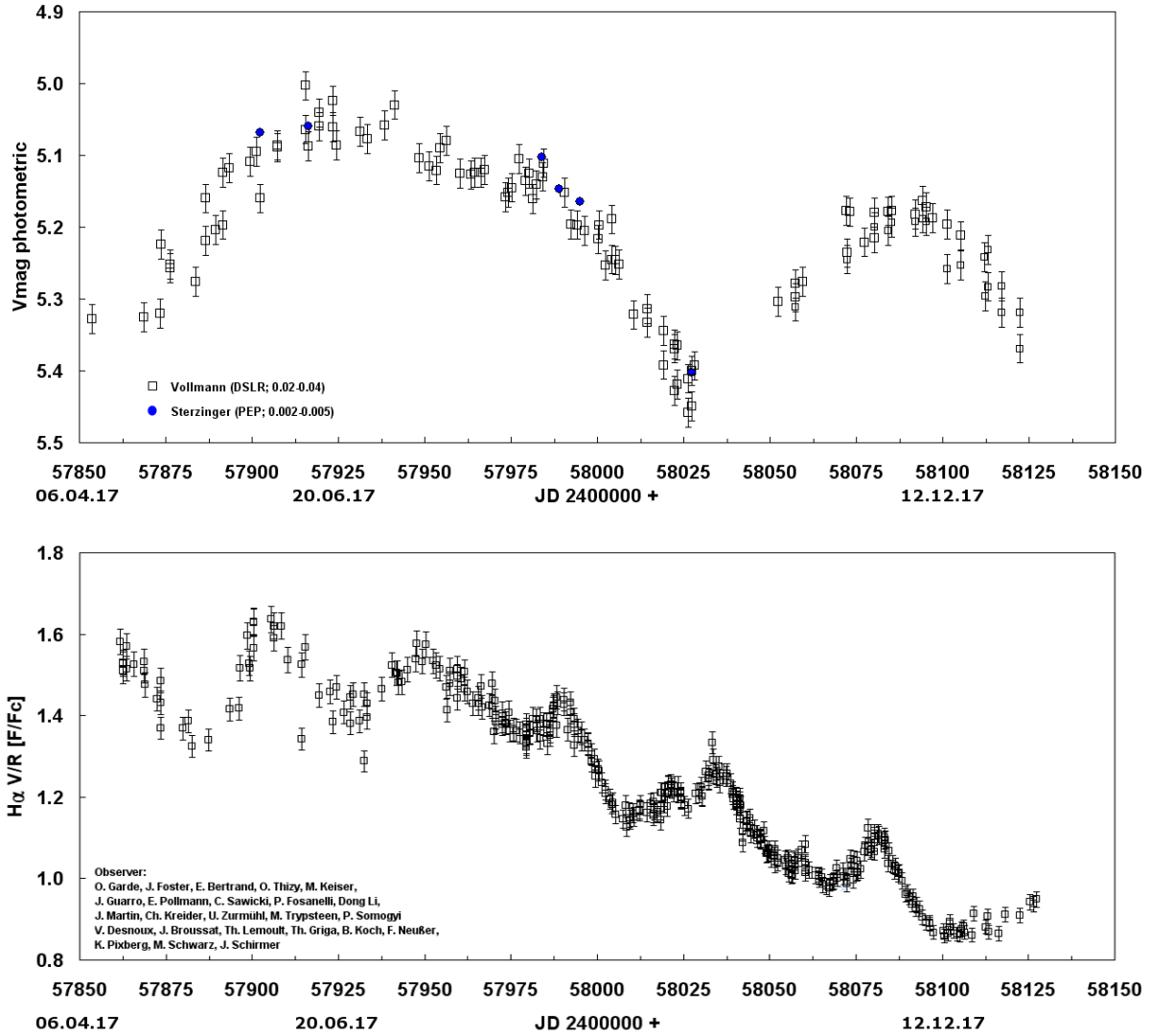


Abbildung 11: Die fotometrisch ermittelte, visuelle Helligkeit Vmag (oben) im Vergleich zum V/R-Verhältnis (unten), aufgetragen gegen die Zeit.[14]

[14] Abbildung 11: Oben: Messungen von Wolfgang Vollmann (Wien) und der BAV (Bundesdeutsche Arbeitsgemeinschaft Veränderliche Sterne)

Die gefundene V/R-Periodizität aus Abbildung 11 (unten), soll nun genauer untersucht werden. Die hier erkennbaren Perioden sind ebenfalls in Abbildung 7 ab ca. JD 245800 (03.09.17) deutlich wiederzufinden. Zur genaueren Analyse muss zunächst der Langzeittrend der Bedeckung durch Division eliminiert werden. Die so erhaltenen Residuen werden dann mittels einer Periodenanalyse weiter untersucht. Dabei konnte eine Periode von ca. 43,7 (±0,6) Tagen ermittelt werden. Nun bleibt die Frage zu klären, welche Ursache sich hinter dieser ca. 43 tägigen Periode verbirgt.

Da die Periodizität sowohl im rot-, als auch im blauverschobenen Peak zu erkennen ist, muss deren Ursache in beiden Emissionsquellen begründet sein. Zur Klärung dieser Auffälligkeiten berücksichtigen wir abermals die Einschätzung unseres professionellen Beraters Ph. Bennetts[5]. Für ihn ist es nahezu ausgeschlossen, dass es eine derart regelmäßige Variation in der Dichte des M-Sternwindes gibt, die für diese Periode verantwortlich sein könnte. Auch eine Variabilität der UV-Strahlung des B-Stern scheint ihm ausgeschlossen, da die blauverschobene Emission mit der UV-Strahlung des B-Sterns nicht wirklich in Verbindung steht. Nun sieht Bennett nach jetzigem Kenntnisstand nur noch eine letzte Möglichkeit: Er hält eine Kepler-Scheibe um den B-Stern für möglich, die als Abschattungsmedium zur V/R- und EW-Variabilität beiträgt. Durch eine Taumelbewegung der Scheibe ändert sich deren Projektion in Beobachtungsrichtung und somit die sichtbare Fläche. Diese präzessionsbedingte Flächenänderung der beiden Emissionsquellen führt nun dazu, dass sich ihre EW-Breiten und Peakhöhen periodisch ändern.

Fazit

Alles in allem muss man beachten, dass die hier diskutierten Modellvorstellungen auf den Ergebnissen der ARAS-Kampagne beruhen. Besonders die mögliche Dichteinhomogenität des M-Sternwindes, die vielen Pulsationsperioden des M-Sterns, die nicht graduelle Abnahme der V- und R-Peaks und das vorschnelle Verschwinden des „Flickerings“ im rotverschobenen Bereich, geben noch Rätsel auf und können vorerst nicht weiter erklärt werden. Genauso wie man aktuell nicht mehr von dem reinen Kepler-Scheiben-Modell, wie es Wright 1971[9] beschrieb, ausgeht, könnte auch dieses Schock-Front-Modell, mit einer Art Scheibe, in der Zukunft, im Zuge weiterer Erkenntnisse, modifiziert oder durch ein anderes Modell ersetzt werden.

Im Rückblick auf unsere Arbeitshypothese können wir sagen, dass sich diese nicht ganz bestätigte. Zwar konnten wir die erwartete Abnahme des blauverschobenen Peaks beobachten, nicht jedoch eine, dem in der Literatur angegebenen Scheibendurchmesser entsprechende, Abnahme des rotverschobenen Peaks. Des Weiteren ließen unsere Beobachtungen die Annahme zu, dass der B-Stern sein Material nicht von dem M-Stern in einem direkten Akkretionsprozess bezieht, sondern nur indirekt über die von ihm abgestoßenen Wasserstoffhüllen. Darüber hinaus lassen unsere Beobachtungen den Schluss zu, dass wir es mit zwei variablen Emissionsquellen zu tun haben. Zum einen mit einer sehr heißen blauverschobenen Schockfront vor dem B-Stern, bedingt durch die hohe Geschwindigkeit des Begleiters durch den Sternwind des M-Sterns und eine rotverschobene Komponente die ihren Ursprung hinter dem B-Stern hat und in Form einer Scheibe auftreten könnte. Ferner konnten wir Überlegungen über die V/R-Variabilität anstellen und kamen zu dem Ergebnis, dass eine Präzessionsbewegung der Scheibe, wie sie auch in anderen Be-Doppelsternsystemen zu finden ist, eine Erklärung hierfür liefern könnte.

So trugen wir mit unseren Spektren zu der internationalen ARAS-Forschungskampagne bei und halfen, zusammen mit den anderen weltweiten Teilnehmern, das Doppelsternsystem VV Cephei in diesem Monitoring genauer zu analysieren.

Unten: ARAS-Kampagne (erstellt von E. Pollmann)[3]

5 Ausblick

Zunächst sollen im Rahmen der ARAS-Kampagne weitere Spektren während der Bedeckung aufgenommen werden, um einen fast ungetrübten spektroskopischen Blick auf den M-Stern zu haben und ihn dadurch besser untersuchen zu können. Ab Anfang Februar 2019 wird der B-Stern dann aus der totalen Bedeckung austreten, was erneut mit größter Spannung von uns verfolgt werden wird. Werden wir dann die Vermutung bestätigt sehen, dass die blauverschobene Schockfront mit den höheren Balmerlinien zuerst austritt und dann zeitlich verzögert auch die rotverschobene Komponente (entsprechend dem in der Literatur angegebenen Scheibendurchmesser)? Oder werden wir dann etwas anderes beobachten können und die hier geäußerten Vermutungen abändern müssen? Mit diesen Fragen wollen wir uns auch in Zukunft weiter beschäftigen.

6 Danksagung

Ein großes Dank gebührt zunächst Herrn Ernst Pollmann, welcher uns tatkräftig bei dem Verständnis des Doppelsternsystems VV Cep unterstützte und sich einige Male mit uns traf, um unsere gewonnenen Daten gemeinsam auszuwerten. Er fertigte ferner auch die Diagramme der ARAS-Kampagne an und hatte so eine wichtige Position in der Erstellung des Monitoring der Kampagne zu dem Bedeckungsereignis VV Cep inne.

Weiter danken wir Herrn Bernd Koch, der uns vor allem im Zuge unserer Projektarbeit die nötigen theoretischen Grundlagen der Spektroskopie vermittelte und uns als Erster in Kontakt mit dem Doppelsternsystem VV Cep und der ARAS-Kampagne brachte. Er begleitete und unterstütze uns an zahlreichen Abenden in der Sternwarte unserer Schule und stellte uns per Internetübertragung seine Privatsternwarte zur Verfügung.

Zuletzt wollen wir auch Herrn Michael Winkhaus danken, der uns mit seinem hervorragenden Wissen im Bereich der Be-Stern-Forschung, aber auch der physikalischen Grundlagen, jederzeit beratend zur Verfügung stand und uns auch die Beschaffung einer unserer grundlegensten Quellen in großartiger Geschwindigkeit ermöglichte.

Ohne diese Hilfe wäre uns eine Forschungsarbeit auf diesem Niveau niemals möglich gewesen, weshalb wir unseren Betreuern zu tiefstem Dank verpflichtet sind!

Abbildungsverzeichnis

1 BACHES Echelle-Spektrum von VV Cep, vom 29.12.16 2
2 Kalibrierter und normierter Intensitätsscan der Hα-Linie vom 05.01.17 3
3 Erwartung der Bedeckung 3
4 Das von uns verwendete Equipment 5
5 Screenshot SpecTrack 6
6 Plot 34. Ordnung 7
7 V und R – V und R EW - Zeit - Diagramm 8
8 Bedeckungsprozess 10
9 EW - Zeit - Diagramm 11
10 Orbit VV Cep 12
11 V/R – Vmag - Zeit - Diagramm 13

Literatur

[1] Für den zitierten Abschnitt: Ph. Bennett & Wendy Hagen Bauer (T.B. Ake und E. Griffin). *Giants of Eclipse: The ζ Aurigae Stars and Other Binary Systems; hier zitiert S. 85-106*. Astrophysics and Space Science Library. Springer International Publishing, Jahr: 2016. ISBN: 9783319356761. URL: https://books.google.de/books?id=vPEpvgAACAAJ.

[2] E. Pollmann; W. Vollmann; P.D. Bennett. *A Time Series of BV Photometry and Ha Emission Fluxes of the Eclipsing Binary VV Cep (IBVS 6198)*. 24. Feb. 2017.

[3] ARAS-Forschungskampagne VV-Cephei. *Mitwirkende: O. Garde, J. Foster, E. Bertrand, O. Thizy, M. Keiser, J. Guarro, E. Pollmann, C. Sawicki, P. Fosanelli, Dong Li, J. Martin, Ch. Kreider, U. Zurmühl, M. Trypsteen, P. Somogyi, V. Desnoux, J. Broussat, Th. Lemoult, Th. Griga, B. Koch, F. Neußer, K. Pixberg, M. Schwarz, T. Lester, J. Schirmer*. Von 2017 bis 2019. URL: http://www.astrosurf.com/aras/.

[4] K. Pixberg & F. Neußer. *Der spektroskopische Doppelstern VV Cephei*. 1. Juni 2016. URL: http://www.baader-planetarium.com/de/downloads/dl/file/id/488/product/2876/der_spektroskopische_doppelstern_vv_cephei_sch_lerarbeit_von_kevin_pixberg_und_fabian_neusser.pdf.

[5] *Privatkommunikation von P.D. Bennett und E. Pollmann*. 2017.

[6] S. Kawabata; K. Saijo; H. Sato; M. Saito. *A Spectroscopic Study of Vv-Cephei during the 1976-78 Eclipse - Part One - Observations of the Ha Line*. Jahr: 1981. URL: http://adsabs.harvard.edu/abs/1981PASJ...33..177K.

[7] C. Moellenhoff; K. Schaifers. *Spectroscopic observations of VV CEP during the INGRESS phase of the 1976/1977 eclipse*. Jahr: 1978. URL: http://adsabs.harvard.edu/abs/1978A%26A....64..253M.

[8] Peter Somogyi. *VV Cep: Fe absorptions increase around Ca II doublet*. 3. Dez. 2016. URL: http://www.spectro-aras.com/forum/viewtopic.php?f=19%5C&t=1798%5C&start=80%5C&sid=f5a78ea7639b6d05d7b762f06a868108.

[9] J.B. Hutchings; K.O. Wright. *Rotationally extended stellar envelopes - III. The Be component of VV Cephei*. Jahr: 1971. URL: http://adsabs.harvard.edu/abs/1971MNRAS.155..203H.

Mit freundlicher Unterstützung von:

Bachelor Print

FRIEDRICHS