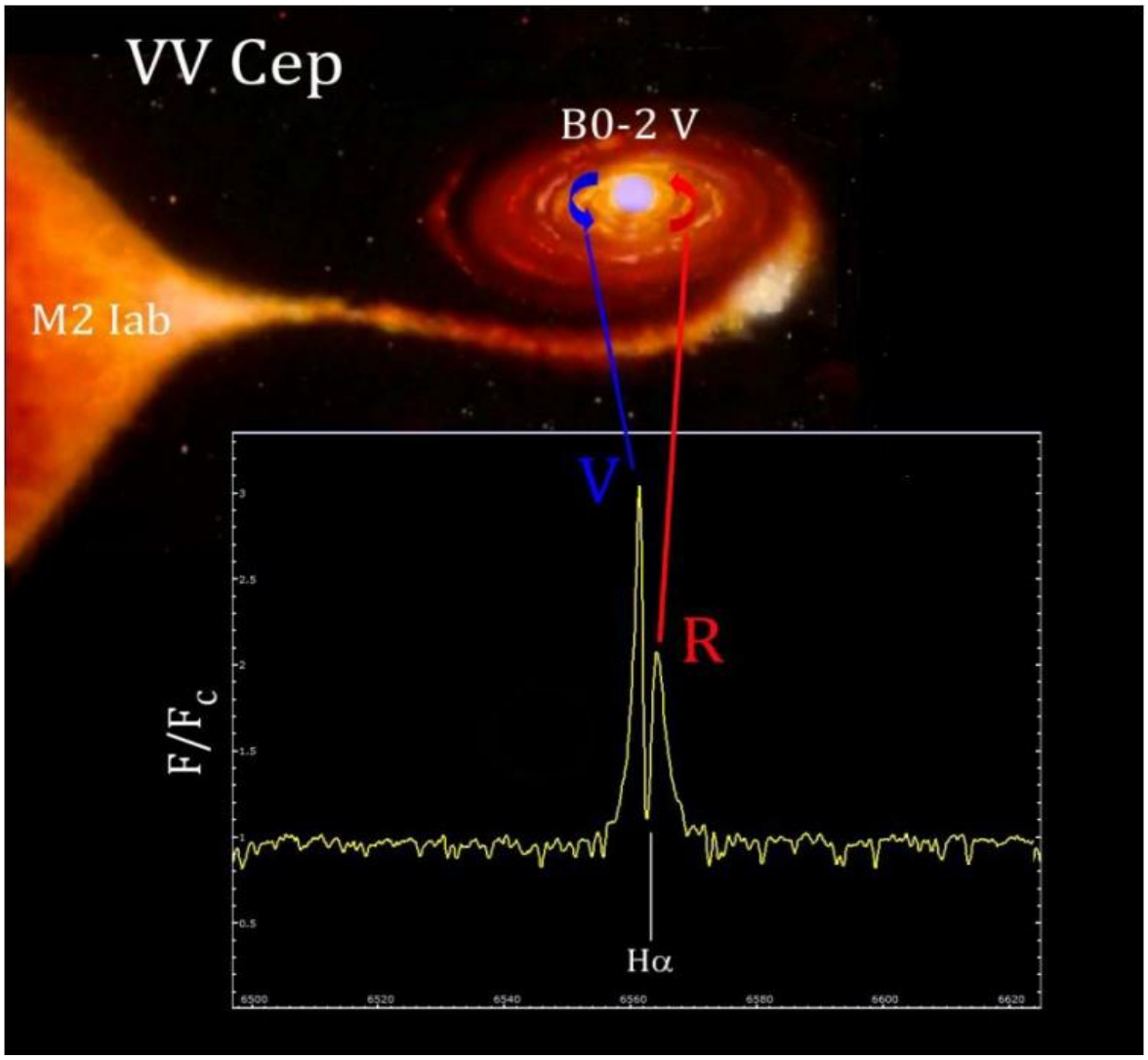
Der spektroskopische Doppelstern VV Cephei



Kevin Pixberg
Adresse: Holthauser Str. 89
42369 Wuppertal
Deutschland
Email: kpixberg@mail.de

Fabian Neußer
Adresse: Schubert Str. 8
42289 Wuppertal
Deutschland
Email: fab.neusser@alice.de

Carl-Fuhlrott-Gymnasium, Wuppertal

Jahrgangsstufe Q1

Projektarbeit im Projektkurs Astronomie 2016/2017

Kursleiter: Bernd Koch

Abgabedatum 01.06.2017

Inhaltsverzeichnis

1 Einleitung ... 1
2 Physikalische Grundlagen ... 2
2.1 Das Bohr`sche Atommodell ... 2
2.2 Emission eines Photons durch ein Elektron am Beispiel des Wasserstoffes ... 3
2.3 Die Spektralserien des Wasserstoffatoms ... 5
2.4 Berechnung der Energieniveaus im Wasserstoffatom ... 6
2.5 Der Dopplereffekt ... 9
2.5.1 Der relativistische Dopplereffekt bei einer Lichtwelle ... 10
3 Klassifikation von Sternen ... 11
3.1 Spektralklassen (Harvard-Klassifikation) ... 11
3.2 Leuchtkraftklassen (MK-System) ... 12
3.3 Hertzsprung-Russell-Diagramm ... 12
4 Sterne mit Akkretionsscheibe ... 14
5 Theoretische Grundlagen zu VV Cephei ... 15
5.1 Allgemeines zu VV Cephei ... 15
5.1.1 VV Cephei A (M2 Iae) ... 16
5.1.2 VV Cephei B (B6 IIe) ... 16
5.2 VV Cephei Modell ... 17
6 Technisches Equipment ... 20
6.1 Das CDK 20 ... 20
6.1.1 Funktionsweise ... 20
6.1.2 Vorteile des CDK 20 ... 21
6.1.3 Optische Abbildungsleistung des CDK ... 22
6.1.4 Technische Daten ... 23
6.2 Montierung ... 24
6.3 Kamera ... 26
6.4 CCD Chips ... 27
6.5 Der Baches Echelle Spektrograf ... 28
6.5.1 Funktionsweise ... 28
6.5.2 Technische Daten ... 29
7 Der experimentelle Aufbau ... 30
8 Aufgabenstellung ... 35
9 Aufnahme der Spektren ... 35
9.1 Vorbereitung & Einstellungen ... 35
9.2 Anfahren des Zielsterns VV Cephei ... 37

9.3 Aufnahme der Spektren ... 38
10 Kalibrierung der Spektren von VV Cephei ... 41
10.1 Vorgehensweise ... 41
10.2 Referenzspektren ... 41
10.3 Kalibrierung mit MIDAS ... 43
10.4 Normierung der Spektren ... 47
10.4.1 Normierung als potentielle Fehlerquelle ... 49
10.5 Erhebung der Ergebnisse ... 49
11 Ergebnis der Messungen ... 51
11.1 Datentabelle und Erklärung ... 51
11.2 Die Ergebnisse im Langzeitmonitoring von Ernst Pollmann ... 53
12 Fehlerdiskussion ... 56
13 Ausblick ... 57
14 Danksagung ... 59
15 Anhang ... 60
15.1 Anhang ... 60
15.2 Anhang ... 62
16 Abschlusserklärung ... 64

1 Einleitung

Das Ziel dieser Projektarbeit ist es, das Doppelsternsystem VV Cephei, im Zuge eines Langzeitmonitorings zu beobachten. Die Sterne sind aktuell von der Erde aus beide zu beobachten, von August 2017 bis Mai 2019 allerdings, wird einer der Sterne, ein kleiner heißer B-Stern von seinem Begleiter, einem roten Überriesen, vom Spektraltyp M bedeckt. Zurzeit bereitet sich die astronomische Fachwelt mit eingehenden Untersuchungen auf dieses Ereignis vor. Wir tragen mit unseren Messwerten zu einem Langzeitmonitoring des Amateurastronomen Ernst Pollmann (Leverkusen, http://www.astrospectroscopy.de/) bei. Nach Beginn der Bedeckung des B-Sterns am 4. August 2017, werden wir weitere Spektren aufnehmen, diese mit professioneller Computersoftware auswerten und mit vorher aufgenommenen Spektren vergleichen. Anschließend können Rückschlüsse auf die Beschaffenheit des Sternsystems gezogen werden. Auch nach dem der Stern vollständig bedeckt wurde, werden weitere Spektren aufgenommen und wieder verglichen. Nach der hinreichenden Auswertung der Spektren, werden diese zur Weiterverarbeitung Ernst Pollmann zur Verfügung gestellt, welcher in Zusammenarbeit mit dem, an der Saint Mary's University im kanadischen Halifax forschenden, Astronomen P.D. Bennett ein langfristiges Modell des Sternsystems erstellt.

[1] Titelbild: Bernd Koch
http://www.baader-planetarium.de/baches/download/d_BACHES_tutorial_v1.5d_2016-09-26.pdf
Zugriff: 22.05.17

2 Physikalische Grundlagen

2.1 Das Bohr`sche Atommodell

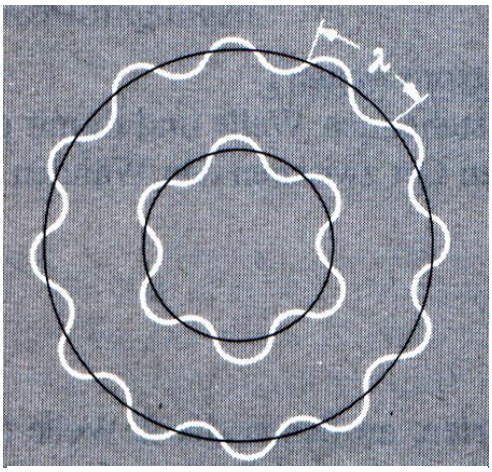


Abbildung 1 Stehende Elektronenwelle auf Elektronenschalen um den Atomkern

Michael Winkhaus

Im Jahre 1913 veröffentlichte der Physiker Niels Bohr eine Erweiterung, oder besser gesagt eine Überarbeitung des Atommodells von Ernest Rutherford. Nach Rutherford kreisen die Elektronen auf freien Bahnen, wie etwa Planeten um die Sonne. Dies müsste aber zur Folge haben, dass die Elektronen mit der Zeit Energie abstrahlen, also immer langsamer werden und zuletzt in den Atomkern stürzen. Man weiß jedoch, dass Atome langfristig bestehen bleiben, weshalb Niels Bohr davon ausgehen musste, dass es einen Zustand geben muss, in dem die Elektronen keine Energie verlieren. Er stellte die These auf, dass die Atome nur auf ganz bestimmten Bahnen (Elektronenschalen) kreisen können und keine Zwischenzustände zwischen den Bahnen annehmen können (s. Abb. 1). Diese Bahnen werden als diskret bezeichnet. Eine diskrete Bahn muss einem ganzzahliges Vielfachen der de-Broglie-Wellenlänge entsprechen. Da nach de-Broglie jedem Teilchen eine bestimmte Wellenlänge zuzuordnen ist, muss es zu einer stehenden Welle der Elektronen auf den Elektronenschalen kommen (s. Abb. 1). Man muss allerdings beachten, dass dieses Modell nicht mehr anerkannt werden kann, da nach der Heisenberg´schen Unschärferelation Ort und Impuls eines Körpers nicht gleichzeitig genau bestimmbar sind. Nach dem Bohr'schen Atommodell würde man jedoch beides exakt kennen. Nach heutigem Verständnis geht man davon aus, dass die Elektronen als Orbitale mit einer Aufenthaltswahrscheinlichkeit um den Kern kreisen. Die Elektronen sind dabei nicht als punktförmige Partikel, sondern als „Wolken" beschrieben. Jedoch stellten sich für den Wasserstoff die von Bohr gemessenen Werte als richtig heraus. Deshalb können wir nun am Beispiel des Wasserstoffs zur Vereinfachung bei diesem Modell bleiben.[2]

$$2\pi r_n = n \cdot \lambda$$

[2] http://www.weltderphysik.de/gebiet/atome/atome-und-quantenphysik/das-bohrsche-atommodell-in-der-heutigen-physik/ *Zugriff: 20.04.17*

An der Formel wird deutlich, dass der Umfang der n. Elektronenbahn ($2\pi r_n$), das n. Vielfache der Wellenlänge λ sein muss. Das n stellt hier die Hauptquantenzahl dar. Die Elektronen versuchen sich immer auf der am niedrigstmöglichen Bahn aufzuhalten, im Grundzustand bei n=1. Jedoch können nur zwei Elektronen auf die innerste Schale, während auf die folgenden immer acht Elektronen passen.[3] [4] [5]

2.2 Emission eines Photons durch ein Elektron am Beispiel des Wasserstoffes

Wasserstoff besitzt einige sehr bekannte Spektrallinien. Unter ihnen befindet sich zum Beispiel die H-alpha Linie. Eine solche Spektrallinie kann auf drei unterschiedliche Arten entstehen:

1. Wenn Energie von außen, zum Beispiel in Form anderer Photonen, aber auch durch Stoßimpulse, auf die Atome trifft, nehmen die Elektronen Energie auf. Man spricht davon, dass das Atom angeregt wird. Wenn die von außen hinzugefügte Energie genau der entspricht, die es braucht, um das Elektron auf eine höhere Schale zu befördern, dann wird das Elektron auf diese Schale „gehoben". Wichtig dabei ist, dass die Energiemenge genau passt. Das Elektron ist aber gewillt, immer im Zustand der niedrigsten Ladung zu sein, weshalb es nach sehr kurzer Zeit relaxiert. In diesem Vorgang „fällt" das Elektron von seiner aktuellen Schale auf eine niedrigere. Es kann dabei auf jede beliebige fallen, dennoch versucht es am Ende auf der für ihn

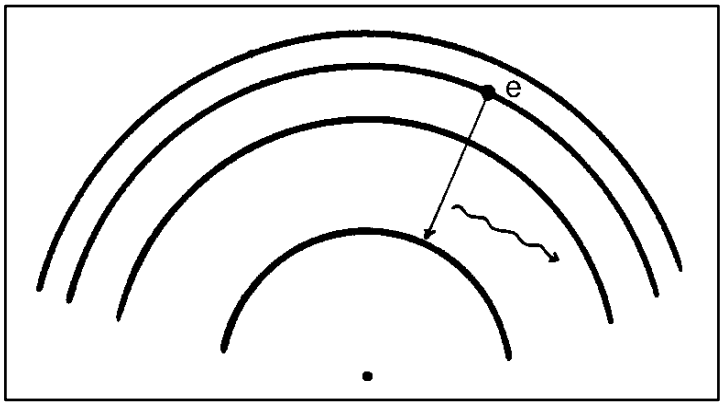


Abbildung 2 – Elektron emittiert ein Photon bei Relaxation

Michael Winkhaus

[3] http://www.leifiphysik.de/atomphysik/klassische-atommodelle *Zugriff: 20.04.17*
[4] https://www.youtube.com/watch?v=mv8m2c85msk *Zugriff: 21.04.17*
[5] Unterlagen Winkhaus „Tageskurs Spektroskopie"

niedrigstmöglichen Schale zu Enden. Während der Relaxation wird exakt die Energiedifferenz der relaxierten Schalen als Photon abgestrahlt. Wird das Elektron also z.B. von der ersten auf die zweite Schale angeregt und relaxiert danach wieder auf die erste Schale, so wird genau die Lichtfrequenz die das Elektron angeregt hat, wieder emittiert. Die Energiedifferenz ist absolut identisch. Wenn das Elektron allerdings auf eine höhere Schale angeregt wird, kann es auch in Stufen relaxieren. In diesen Fällen werden mehrere Lichtwellen mit längerer Wellenlänge als die der Anregungswelle emittiert. Je weiter das Elektron fällt, desto kürzer ist die abgestrahlte Wellenlänge (s. Abb. 3).

2. Ein freies Elektron, welches viel Energie besitzt, kann eine Bindung mit einem positiv geladenen Ion eingehen. Dabei hat es für den Atomverband zu viel Energie, welches es in Form eines Photons abgibt. Die emittierte Wellenlänge hängt dabei ausschließlich von der Energie des Elektrons ab.

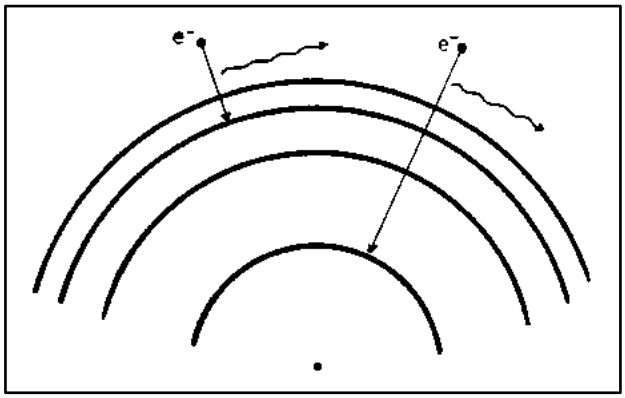


Abbildung 3 – je länger das Elektron fällt, desto höher ist die Energie des abgestrahlten Photons

Michael Winkhaus

3. Wenn ein freies Elektron sehr nah an einem positiv geladenen Ion vorbeifliegt, sich nicht bindet, seine Bahn aber leicht verändert, kommt es zu einer Differenz in der Bewegungsenergie, welche das Elektron mittels eines Photons emittiert. Auch hier hängt die Wellenlänge des Photons von der Energie des Elektrons ab (s. Abb. 4).[6]

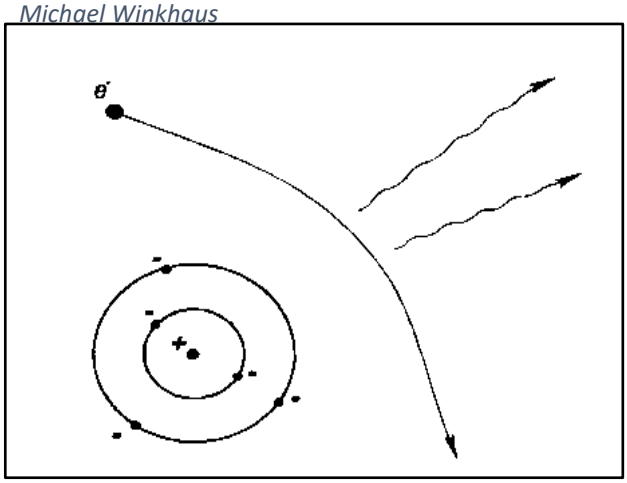


Abbildung 4 – Durch Energiedifferenz eines Elektrons werden Photonen emittiert

Michael Winkhaus

[6] Unterlagen Winkhaus „Tageskurs Spektroskopie“

2.3 Die Spektralserien des Wasserstoffatoms

Wenn man die Lichtwellen betrachtet, die das Wasserstoffatom emittiert, so kann man einige sog. Serien feststellen. Dabei wird die Relaxation eines Elektrons, von verschiedenen Schalen auf ein und dieselbe Schale beschrieben. Die erste mögliche Schale von der das Elektron auf die Grundschale fällt, wird dabei als „alpha“ bezeichnet, die zweite als „beta“, usw. Von der n. Schale auf die erste, wird als Lyman-Serie bezeichnet, von der n. auf die zweite als Balmer-Serie, auf die dritte Paschen-Serie und auf die vierte als Brackett-Serie (Siehe Abb. 6). Dabei stellt die Balmer-Serie die wichtigste Serie dar, da die meisten Emissionslinien im sichtbaren Bereich liegen. Die bekannteste Linie ist wohl die Hα-Linie, welche bei ca. 6562,852Å liegt (Siehe Abb. 5)

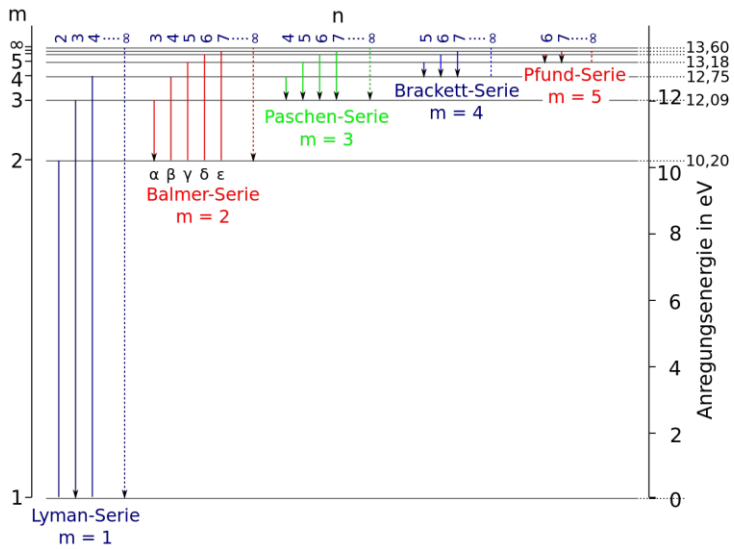


Abbildung 5 Wasserstofftermschema

https://de.wikipedia.org/wiki/Balmer-Serie#/media/File:Wasserstoff-Termschema.svg Zugriff: 29.05.17

Abbildung 6 Balmer-Serie Wasserstoff (Bild durch Autoren bearbeitet: H-zeta fehlt)

https://de.wikipedia.org/wiki/Balmer-Serie#/media/File:Visible_spectrum_of_hydrogen.jpg Zugriff: 29.05.17

2.4 Berechnung der Energieniveaus im Wasserstoffatom

Einführung in die Quantenphysik:

Nach Albert Einstein gilt: $E = h * f$

Nach der Wellentheorie gilt: $f = \frac{c}{\lambda}$

Übertragung der Quantenmechanik auf das Wasserstoffatom nach Bohr:

Nach de-Broglie wird der Quantenphysikalische Ansatz auf Elektronen übertragen

$$E_{e^-} = h * f$$

Impuls:

$p = m * c$ und $E = mc^2 = h * f$ ($\Rightarrow m = \frac{h*f}{c^2}$) sowie $f = \frac{c}{\lambda}$

Ergibt $p = \frac{h}{c^2} * \frac{c}{\lambda} * c = \frac{h}{\lambda}$

Dies Übertragen auf die Elektronen $p_{e^-} = \frac{h}{\lambda}$

<u>Die erlaubten diskreten Bahnen der Elektronen im Wasserstoffatom:</u>

Coulombkraft im Vakuum: $\frac{1}{4\pi\varepsilon_0} * \frac{e^2}{r^2}$

ε_0: Elektrische Feldkonstante

Die Coulombkraft beschreibt die Anziehungskraft zwischen zwei Punktladungen.

Als Ansatz setzt man die Coulombkraft gleich der Zentralkraft

$$F_c = F_z$$

$$\frac{1}{4\pi\varepsilon_0} * \frac{e^2}{r^2} = m\omega^2 r = \frac{m * v^2}{r}$$

$$\Leftrightarrow e^2 = 4\pi\varepsilon_0 m * v^2 * r \qquad \textit{(Gl. 1)}$$

Die Elektronenwelle in Atomen nach de-Broglis Modell:

$$2\pi r = n * \lambda \qquad \textit{(Gl. 2)}$$

$$p = \frac{h}{\lambda} \qquad \text{Wobei } p = m * v$$

$$\Rightarrow m * v = \frac{h}{\lambda} \Leftrightarrow \lambda = \frac{h}{m*v}$$ diese Formel wird nun in Gl. 2 eingesetzt

$$2\pi r = n\frac{h}{m*v} \Leftrightarrow v = \frac{n*h}{2\pi*r*m} \qquad \textit{(Gl. 3)}$$

Nun wird Gl. 3 in Gl. 1 eingesetzt:

$$e^2 = 4\pi\varepsilon_0 * r * m * \left(\frac{n*h}{2\pi*r*m}\right)^2 = \varepsilon_0 * \frac{n^2*h^2}{\pi*r*m}$$

$$\Leftrightarrow \boldsymbol{r_n = \frac{\varepsilon_0*h^2}{\pi e^2*m} * n^2}$$

Es werden folgende Zahlenwerte eingesetzt:

$$\varepsilon_0 = 8{,}854 * 10^{-12}\frac{C^2}{m^2N}$$

$$h = 6{,}626 * 10^{-34}Js$$

$$e = 1{,}6021 * 10^{-19}C$$

$$m_e = 9{,}109 * 10^{-31}kg$$

$$\Rightarrow \boldsymbol{r_n = 5{,}3 * 10^{-11}m * n^2}$$

Man kann also nun fast genau die Bahn eines Elektrons bestimmen. Hieran sieht man wie schon erwähnt, dass dieses Modell nicht realistisch ist, da man den Ort und Impuls kennt und dies nach der Heisenberg'schen Unschärferelation nicht möglich ist.

Die Energiezustände im H-Atom:

Die Gesamtenergie des Elektrons, setzt sich aus der potentiellen Energie, die es durch die Bahn hat und der kinetischen Energie, die es durch die Rotationsgeschwindigkeit hat zusammen.

$$Gesamtenergie = W_{pot} + W_{kin}$$

$$W_{pot} = \int_r^\infty F\,dr \qquad (\text{Kraft} * \text{Weg})$$

- Arbeit, die aufgebracht werden muss, um das Elektron aus dem Einflussbereich des Kerns zu entfernen

$$F = \frac{1}{4\pi\varepsilon_0} * \frac{Q*q}{r^2} = -\frac{e^2}{4\pi\varepsilon_0} * \frac{1}{r^2}$$

$$= -\int_r^\infty \frac{e^2}{4\pi\varepsilon_0} * \frac{1}{r^2}$$

$$= -\frac{e^2}{4\pi\varepsilon_0} * \frac{1}{r}$$

Dem Elektron muss also Energie zugeführt werden

$$W_{kin} = \frac{1}{2}mv^2$$

Einschub: Gl.1 → $e^2 = 4\pi\varepsilon_0 m * v^2 * r \Leftrightarrow v^2 = \frac{e^2}{4\pi\varepsilon_0 * m * r}$

$$= \frac{1}{2}m * \frac{e^2}{4\pi\varepsilon_0 * m * r} = \frac{e^2}{8\pi\varepsilon_0} * \frac{1}{r}$$

$$W_{Gesamt} = E = -\frac{e^2}{8\pi\varepsilon_0} * \frac{1}{r}$$

Für r wird nun das eben berechnete r_n eingesetzt:

$$E_n = -\frac{e^4 * m}{8{\varepsilon_0}^2 h^2} * \frac{1}{n^2}$$

Auch hier werden wieder Zahlenwerte eingesetzt:

$$E_n = -2{,}18 * 10^{-18} J * \frac{1}{n^2}$$

$$= -13{,}6\ eV * \frac{1}{n^2}$$

Berechnung der Bahnenergien:

$$E = E_m - E_n = \frac{e^4 * m}{8{\varepsilon_0}^2 * h^2} * \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2}\right) = h * f$$

Hier ist das m nicht die Masse, sondern die Nummer der Schale von der das Elektron in den Grundzustand (hier: n) relaxiert.

$$\Rightarrow f = \frac{e^4 * m}{8{\varepsilon_0}^2 * h^3} * \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2}\right) = Ry * \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2}\right)$$

Ry = Rydberg-Konstante = $3{,}29 * 10^{15} Hz$

$$\lambda = \frac{c}{f} = \frac{c}{Ry * \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2}\right)}$$

Für n = 1 und m = 2, 3, 4, ...: Lyman-Serie (UV)

Für n = 2 und m = 3, 4, 5, ...: Balmer-Serie (Rot bis UV)

Für n = 3 und m = 4, 5, 6, ...: Paschen-Serie (IR)

Für n = 4 und m = 5, 6, ...: Brackett-Serie (IR)

Für n = 5 und m = 7, 8, ...: Pfund-Serie (IR)

2.5 Der Dopplereffekt

Als Vorbemerkung sollte erwähnt werden, dass beim Dopplereffekt zwischen dem für Licht, also einer Welle, welche kein Medium für die Übertragung nutzt und dem für Schall, also einer Druckwelle, welche die Luft als Trägermedium nutzt, unterschieden werden muss. Da bei der Übertragung des Schalls, durch die Luft als Medium, ein ganz anderes Verhalten der Welle vorliegt, muss zwischen verschiedenen Fällen unterschieden werden, es liegen komplett anderer Formeln als bei der Variante mit Lichtwellen vor. Da es bei der Projektarbeit um ein spektroskopisches Thema geht, wird in der Erklärung des Dopplereffekts nur auf den der Lichtwellen bezuggenommen.

2.5.1 Der relativistische Dopplereffekt bei einer Lichtwelle

Es gibt einen Sender, der Licht einer bestimmten Wellenlänge an einen Empfänger sendet. Dieser empfängt genau die Wellenlänge, die gesendet wurde. Wenn sich der Sender, der Empfänger oder beide voneinander wegbewegen, so bleibt die Wellenlänge nicht dieselbe, sondern wird gestreckt. Eine größere Wellenlänge bedeutet, dass das Licht in den roten Bereich verschoben wird. Bewegen sich die Lichtquellen aber aufeinander zu, so verschiebt sich das Licht ins blaue, die Wellenlänge verkürzt sich.

Berechnen kann man die Blau- und Rotverschiebung mit folgenden Formeln:

Blauverschiebung: $f_E = f_s * \sqrt{\frac{1+v/c}{1-v/c}}$

Rotverschiebung: $f_E = f_s * \sqrt{\frac{1-v/c}{1+v/c}}$

Fluchtgeschwindigkeit: $v = \pm \frac{\Delta\lambda}{\lambda_s} * c$

Dabei ist f_E die Frequenz, die die schon verschoben ist und von dem Empfänger gesehen wird, und f_s die Frequenz die gesendet wird und noch nicht verschoben ist. Die Fluchtgeschwindigkeit v ist die Geschwindigkeit, mit der sich das Objekt auf den Betrachter zubewegt oder entfernt und c die Lichtgeschwindigkeit im Vakuum. Die Differenz zwischen der Wellenlänge λ_s, also der Labor- bzw. Ruhewellenlänge und der gemessenen Wellenlänge wird als $\Delta\lambda$ bezeichnet.[7]

[7] Materialien Winkhaus und Aufzeichnungen Physik Leistungskurs (Winkhaus)

Abbildung 7 verdeutlicht den Effekt an einer sich nähernden oder entfernenden Lichtquelle. Wenn sich die Lichtquelle entfernt, werden die Lichtwellen gestreckt und somit ins Rote verschoben. Nähert sich die Lichtquelle, so werden die Lichtwellen gestaucht und so ins Blaue verschoben.

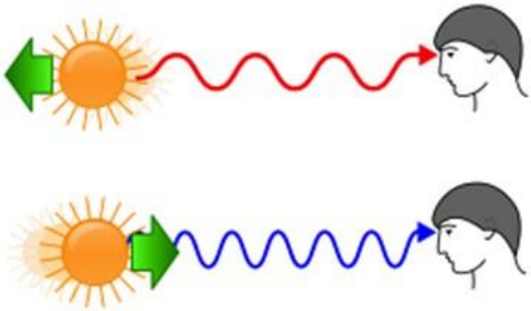


Abbildung 7 – Grafische Darstellung des optischen Dopplereffekts

Materialien Michael Winkhaus pptx Sternspektroskopie

3 Klassifikation von Sternen

3.1 Spektralklassen (Harvard-Klassifikation)

Die Harvard-Klassifikation ordnet alle Sterne verschiedenen Kategorien zu, um diese besser miteinander vergleichen zu können. Wenn man Sterne betrachtet, fällt sogar schon mit bloßem Auge auf, dass sie in verschiedenen Farben leuchten. Dies wird mit dem Planck'schen Strahlungsgesetz erklärt. Die Sterne werden nun in einem Diagramm nach Spektraltypen geordnet. Aufgrund dieser Erkenntnisse führten die beiden Astronomen E.C. Pickering und A. Cannon die Harvard Klassifikation ein (1880). Sie teilten die Sterne in die Spektralklassen O-B-A-F-G-K-M ein. Die O und B Typen gehören zu den jungen Sternen, wobei Sterne der Klasse O zu den heißesten Sternen mit Oberflächentemperaturen über 50000 K gehören, während Sterne vom Typ M die ältesten und zugleich auch die kühlsten mit Oberflächentemperaturen von 3000 K sind.[8]

[8] Materialien Michael Winkhaus „Grobe Klassifikation von Sternspektren"

3.2 Leuchtkraftklassen (MK-System)

Um Sterne nicht nur, wie bei den Spektralklassen, nach Oberflächentemperatur zu beurteilen, sondern auch Aussagen über die Leuchtkraft treffen zu können, werden Sterne auch noch in verschiedene Entwicklungsphasen eingeordnet. Jeder Stern durchläuft einen Großteil dieser Stadien. [9]

Die Leuchtkraftklassen lauten wie folgt:

0	Hyperriese
I	Überriese
Ia-0, Ia, Iab, Ib	Unterverteilung der Überriesen nach abnehmender Leuchtkraft
II	heller Riese
III	„normaler“ Riese
IV	Unterriese
V	Zwerg (Hauptreihenstern)
VI	Unterzwerg
VII	Weißer Zwerg

3.3 Hertzsprung-Russell-Diagramm

Alle Sterne werden in das sog. Hertzsprung-Russell-Diagramm eingeordnet. Auf der X-Achse befindet sich die Oberflächentemperatur, mit der entsprechenden Harvard-Klassifikation von O bis M. Links stehen dabei die heißen Sterne der O Klasse, während es nach rechts immer kälter wird. Auf der Y-Achse ist die Leuchtkraft in Einheiten der Sonnenleuchtkraft angegeben, wobei ganz oben die Leuchtkraftklasse 0 und ganz unten die Klasse VIII zu finden ist. Je nach Typ und Alter des Sterns, sind wie in Abb. 8 zu erkennen, verschiedene Bereiche definiert, in denen sich der Stern aufhält. Beispielsweise sind die „Supergiants“ (Überriesen), welche zwar nahezu jede Temperatur annehmen können, dennoch nur in dem Bereich der Leuchtkraft zu finden, welcher dem 10.000-fachen bis 1Mio.-fachen der Sonne entspricht. Durch den Aufenthaltsort in diesem

[9] https://de.wikipedia.org/wiki/Leuchtkraftklasse *Zugriff: 22.05.17*

Diagramm, kann man mittels der verschiedenen Klassifizierungen ungefähre Aussagen über Alter, Oberflächentemperatur, Größe, Phase des Sterns, etc. treffen.[10]

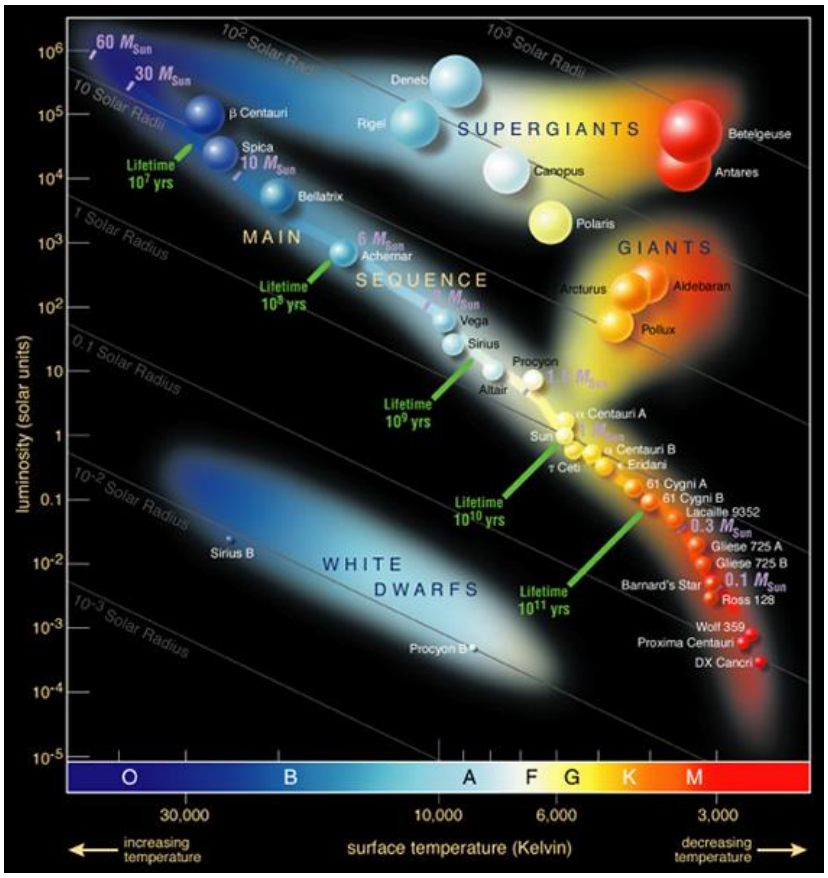


Abbildung 8 - Hertzsprung-Russell-Diagramm

https://wikipedia.org/wiki/Hertzsprung–Russell_diagram#/media/File:Hertzsprung-Russel_StarData.png Zugriff: 22.05.17

[10] Materialien Michael Winkhaus „Grobe Klassifikation von Sternspektren“

4 Sterne mit Akkretionsscheibe

Einige blaue Sterne sind von einer kühleren Gasscheibe umgeben. Diese äußert sich in dem Auftreten von Emissionslinien (z.B. der Balmer-Serie), die bei B-Sternen nicht vorliegen dürften, da er mit ca. 10.000-28.000K zu heiß ist. Durch die hohen Temperaturen liegen die meisten Atome in dem Stern in ionisierter Form vor. Sie haben keine Elektronen mehr gebunden und durch die damit verbundene hohe Geschwindigkeit der Teilchen entstehen viele Photonen, wodurch man ein kontinuierliches Spektrum des Sterns und ein Absorptionsspektrum der äußeren Hülle sehen würde. Auch von seinem M-Begleiter könne sie nicht stammen, da er mit ca. 3500K Oberflächentemperatur deutlich zu kalt ist. In einem Stern, in dem eine Oberflächentemperatur von über 15.000K herrscht, sind die Elemente ionisiert, haben also keine Elektronen mehr gebunden, welche auf niedrigere Energieniveaus fallen und das typische H-Alpha Leuchten verursachen könnten (s. 2.3 Balmer-Serie). Bei einem solchen Stern kann angenommen werden, dass um den Stern selbst eine Gasscheibe oder Hülle mit zumeist Massenansammlungen in der Äquatorialebene ist, welche auch Wasserstoff in atomarem Zustand enthält. Durch die hohe Emission an energiereichem ultravioletten Licht, das nach dem Planck'schen Strahlungsgesetz bei sehr heißen Sternen in großer Menge emittiert wird, werden in der Gasscheibe viele der Elemente zum Leuchten angeregt. Jedoch bleibt nun die Frage wie eine solche Scheibe zustande kommen kann. In der Mitte des 20. Jahrhunderts stellten die Forscher Struve (1931) und McLaughlin (1961) ein Modell auf, nachdem sich die Sterne so schnell um die eigene Achse drehen, dass sich hierdurch eine Gasscheibe ausbildet. Jedoch konnte nie eine derart hohe Geschwindigkeit nachgewiesen werden. Man geht inzwischen davon aus, dass die Gasscheibe durch andere Faktoren entsteht. Da es sich bei VV Cephei um ein Doppelsternsystem handelt, wird nur das Modell zu Doppelsternen in Betracht gezogen. Hiernach zieht der kleine B-Stern seinem großen Begleiter ständig ein wenig Masse ab, welche er durch Zentripetalkräfte in eine Scheibe verbaut.[11]

[11] Diplomarbeit Michael Winkhaus 1.1-1.3

5 Theoretische Grundlagen zu VV Cephei

5.1 Allgemeines zu VV Cephei

VV Cephei ist ein Doppelsternsystem, welches im Sternbild Kepheus, in einer Entfernung von ca. 4900 Lichtjahren, zu finden ist. Die Rektaszension ist 21h 56m 39,1s und die Deklination +63° 37′ 32,0″. Die Scheinbare Helligkeit beträgt 4,91 mag. [12]

Man kann davon ausgehen, dass wie in Abb. 9 zu erkennen, die Umlaufbahn des Begleitsterns eine Bahnneigung von ca. 77° besitzt.[13]

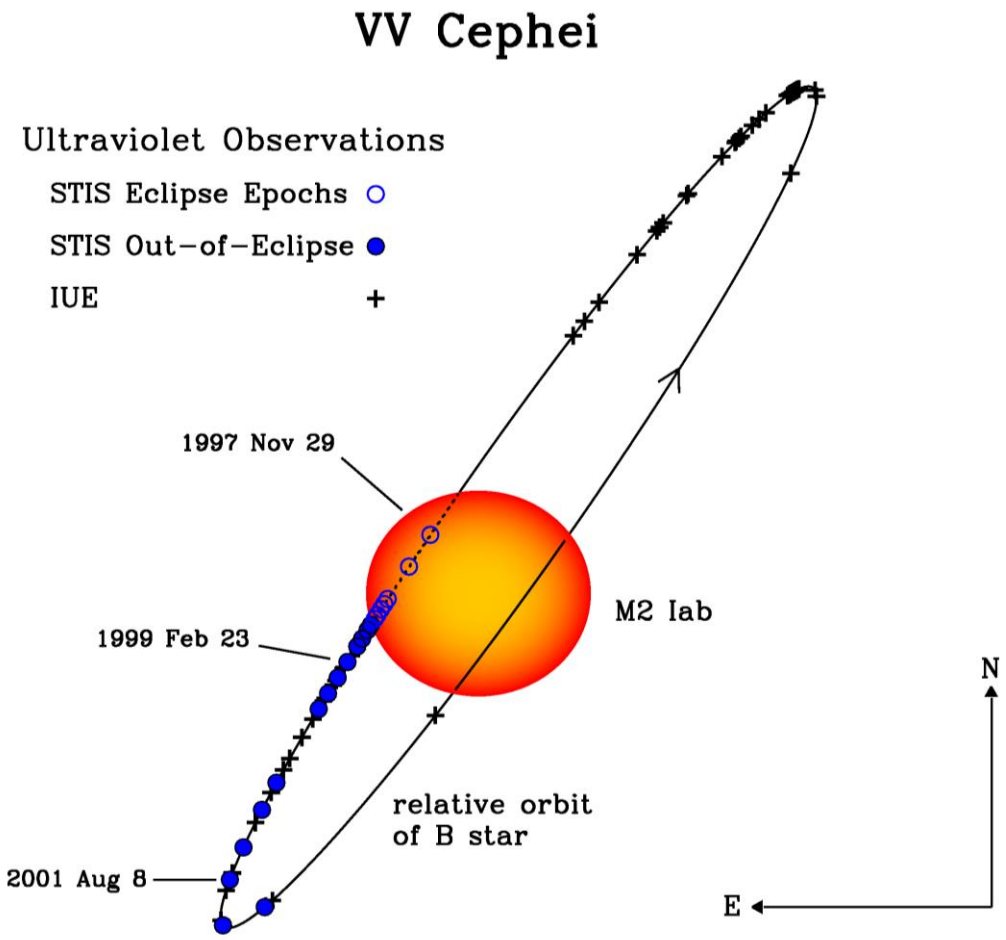


Abbildung 9 Beobachtungssituation bei VV Cephei

Aus: SPATIAL EXTENSION IN THE ULTRAVIOLET SPECTRUM OF VV CEPHEI (The Astronomical Journal, 136:1312–1324, 2008 September) ***Figure 1*** Zugriff: 17.05.17

[12] https://de.wikipedia.org/wiki/VV_Cephei *Zugriff: 22.05.17*
[13] http://astrospectroscopy.de/media/files/VV-Cep-text-English.pdf *Zugriff: 10.05.17*

5.1.1 VV Cephei A (M2 Iae)

VV Cephei A ist ein Roter Überriese und gehört mit ca. 1700 Sonnendurchmessern zu den größten Sternen in der Milchstraße. Welche Masse er konkret hat, ist allerdings unklar. Er wird der Spektralklasse M2 zugeordnet, ist also relativ kalt (ca. 3400k). Die Leuchtkraftklasse ist Iab.[14]

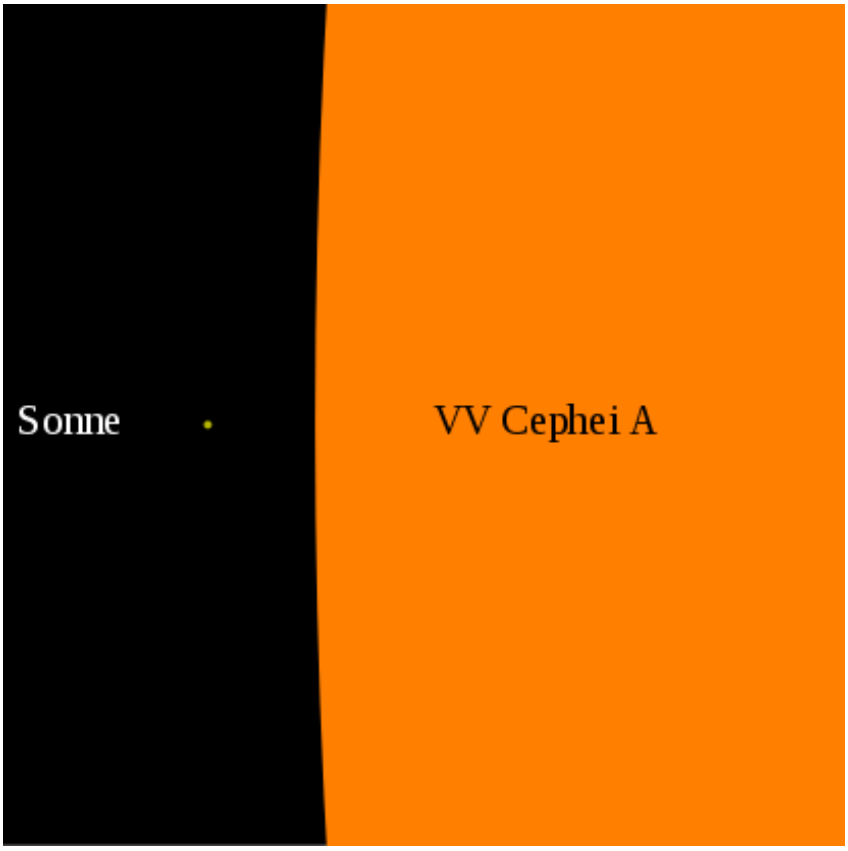


Abbildung 10 - Vergleich der Sonne zum M-stern

https://de.wikipedia.org/wiki/VV_Cephei#/media/File:Sonne_und_VV_Cephei_A.svg

Zugriff: 22.05.17

5.1.2 VV Cephei B (B6 IIe)

VV Cephei B ist ein Blauer Riese mit 10-fachem Durchmesser, 20-facher Masse und 100.000-facher Helligkeit der Sonne. Er besitzt dabei eine Oberflächentemperatur von ca. 20.000K. Er umkreist den M-Stern mit einer Periode von ca. 20,4 Jahren und wird ca. 673 Tage von der Photosphäre bedeckt, wobei die letzte Bedeckung von Juni 1996 bis August 1998 stattfand. Die nächste Bedeckung findet von August 2017, bis Mai 2019 statt.[15]

[14] https://de.wikipedia.org/wiki/VV_Cephei *Zugriff: 22.05.17*
[15] Ernst Pollmann

5.2 VV Cephei Modell

Zunächst sei gesagt, dass VV Cephei schon seit vielen Jahren und so auch heute noch Gegenstand der Forschung ist. Da man im Spektrum sowohl Spektrallinien des M-Sterns, als auch des B-Sterns sieht, kann man keine exakten Angaben über beider Beschaffenheit treffen. Das Sternsystem ist bis heute noch sehr schwierig zu verstehen. Jedoch gibt es einige Ansätze nach denen das zu beobachtende Spektrum erklärt werden kann. Dies sind allerdings größtenteils keine bewiesenen Fakten, sondern eher Vermutungen. Im Folgenden versuchen wir dennoch, besonders mit Hilfe von Ernst Pollmann, eine möglichst genaue Vorstellung von VV Cephei zu bekommen.

Es wird vermutet, dass einen Massentransfer vom M-Stern, hin zu dem kleineren Begleiter stattfindet (s. „4. Sterne mit Akkretionsscheibe“ und Abb. 11). Der Begleiter befindet sich in der meisten Zeit seines Umlaufes nicht innerhalb der Roche Grenze des M-Sterns wobei ein Massentransfer stattfinden könnte[16]. Nur innerhalb der Periastron Passagen also den Bereichen des Umlaufes, bei denen sich der Begleiter auf seiner elliptischen Bahn am nächsten an dem M-Stern befindet, unterschreitet der Begleiter die Roche Grenze und zieht dadurch Material vom M-Stern ab. Wie weit der Massentransfer bei der Umlaufperiode beibehalten werden kann ist aber noch unklar.[17] Dieser *„vom M-Stern abströmende Massenstrom enthält im Allgemeinen einen Drehimpuls, weshalb das Material nicht direkt auf den B-Stern fällt, sondern sich in einer ringähnlichen Hülle um den Stern sammelt, wobei dieser Ring (oder auch abgeflachte Hülle) durch den B-Stern aufgeheizt wird (HII-Region) und die Balmer-Rekombinationsstrahlung in Gang setzt (Hutchings & Wight, Mon. Not. R. astr. Soc., 1971, 155).“*[18]. Nun könnte man sich aber dennoch die Frage stellen, woher man überhaupt weiß, dass eine Scheibe oder Hülle für die Emission des Lichtes verantwortlich ist. Zunächst muss erklärt werden, dass wir uns in unserer Arbeit nicht auf das gesamte Spektrum beziehen, sondern nur den Bereich um die H**α**-Linie um 656nm betrachten. Dieser Übergang (s. „2.3 Die Spektralserien des Wasserstoffatoms“) entsteht nur bei bestimmten Temperaturen. Der M-Stern ist mit ca. 3400K deutlich zu kalt, um die Energie für diesen Übergang aufzubringen. Der B-Stern hingegen ist deutlich zu heiß. Hier liegen Temperaturen vor, bei denen alle Übergänge und Elemente so häufig vorkommen, dass man ein kontinuierliches Spektrum sehen würde, da der B-Stern eine vergleichsweise

[16] https://de.wikipedia.org/wiki/Roche-Grenze *Zugriff: 18.05.17*
[17] S. Anhang 1 (Ernst Pollmann)
[18] S. Anhang 1 (Ernst Pollmann)

geringe Leuchtkraft hat, fällt das kontinuierliche Spektrum, welches größtenteils im UV-Bereich liegt, nicht auf. Der in Abb. 11 zu sehende Emissionspeak muss deshalb eine andere Ursache haben. Dies kann nur mit einer Scheibe oder Hülle erklärt werden, welche besonders dadurch „geheizt“ wird, dass der relativ junge B-Stern besonders viel im hochenergetischen UV-Bereich strahlt.

Wie in Abb. 11 deutlich wird, ist die Drehung der Akkretionsscheibe oder Hülle für die Dopplerverschiebung der Spektrallinie verantwortlich (s.a. „2.5 Dopplereffekt). In dem M-Stern ist Wasserstoff vorhanden, der mittels dieses Massentransfers, aber auch einer deutlich nachgewiesenen[19] Pulsation des M-Sterns in die Umgebung verteilt wird. Dieser neutrale Wasserstoff legt sich vor den Begleiter, bzw. seine emittierende Hülle oder Scheibe und absorbiert das Licht. Dies ist der Grund wieso eine derart tiefe Absorptionslinie zu sehen ist. Ob eine Selbstabsorption durch die Scheibe erfolgt, konnte bis jetzt noch nicht nachgewiesen werden (*„… diese Aussage basiert auf Untersuchungen aus 1956 bis 1968 von Wright & Larson (Springer Netherland, Reidel Publishing Company, Dordrecht). Darin fand man, dass die Geschwindigkeiten der zentralen Absorption übereinstimmt mit der Geschwindigkeit neutralen Wasserstoffs, der in den äußeren Atmosphärenschichten des M-Sterns und zwischen den Sternen gebildet wird, wobei die Absorptionstiefe offensichtlich konstant ist. Von einer Selbstabsorption in der Scheibe ist in keiner der mir bisher bekannten Untersuchungen die Rede.“*[20]).

[19] IBVS no. 6198
[20] S. Anhang 1 (Ernst Pollmann)

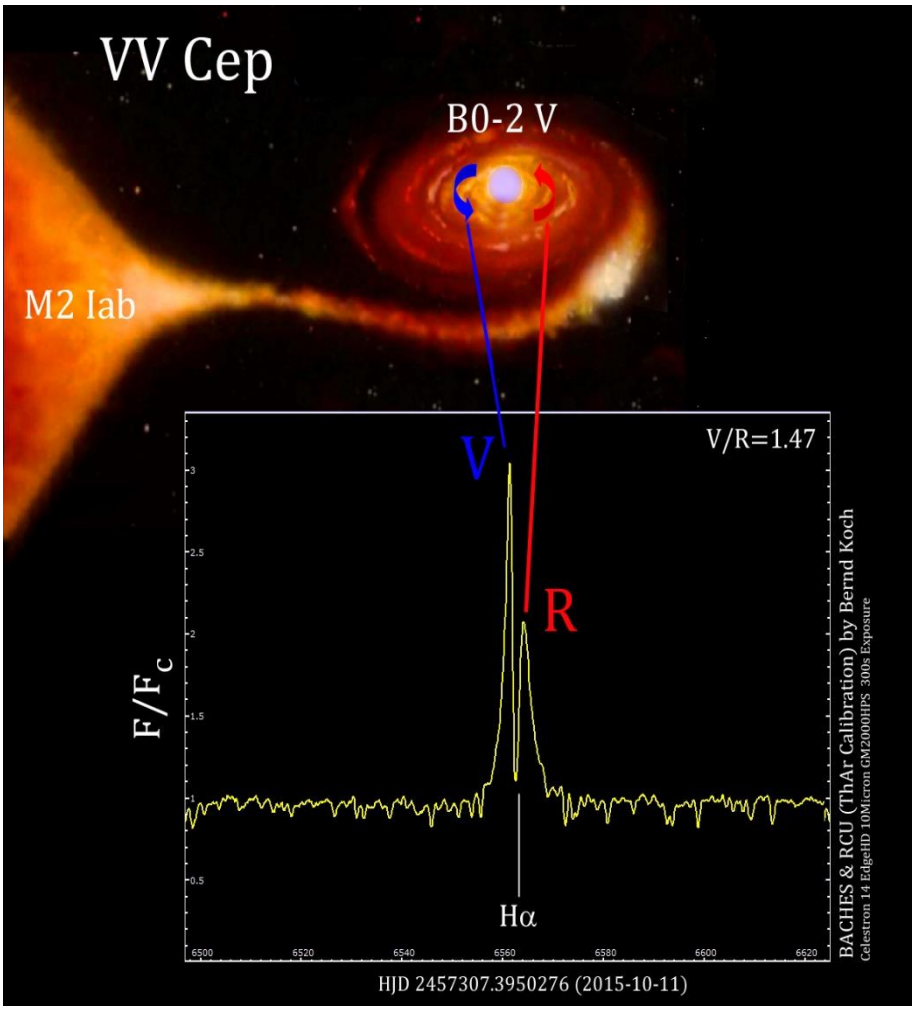


Abbildung 11 Akkretionsscheibe um VV Cephei (B-Stern)

Bernd Koch

http://www.baader-planetarium.de/baches/download/d_BACHES_tutorial_v1.5d_2016-09-26.pdf Zugriff: 22.05.17

Wie in Abbildung 11 zu sehen, ist der blauverschobene Peak höher als der rotverschobene. Wenn man die Intensitätsverhältnisse dieser Peaks ins Verhältnis setzt, bekommt man den sogenannten V/R-Wert. Wie dieser allerdings zustande kommt, ist bis jetzt noch nicht zweifelsfrei geklärt. Es könnte daran liegen, dass die Masse, welche der B-Stern abzieht, nicht konstant ist, sondern variiert. Dies scheint ebenfalls mit den Phasen auf der Ellipsenbahn (Periastron/Apastron) zu korrelieren. Auch die erwähnte Pulsation des M-Sterns kann damit in Verbindung stehen. Des Weiteren konnte eine Scheibenrotationsperiode von ca. 988 Tagen ermittelt werden, welche im direkten Zusammenhang zu Veränderungen im V/R Verhältnis zu stehen scheint.[21]

[21] IBVS no. 6156

6 Technisches Equipment

In den nächsten Abschnitten sollen zunächst die wichtigsten Elemente des Aufbaus genauer erläutert (Abschnitte 6.1-3) und später der gesamte Aufbau vorgestellt werden (Abschnitt 6.4).

Abbildung 12 – das verwendete Teleskop

Bild von Autoren

6.1 Das CDK 20

6.1.1 Funktionsweise

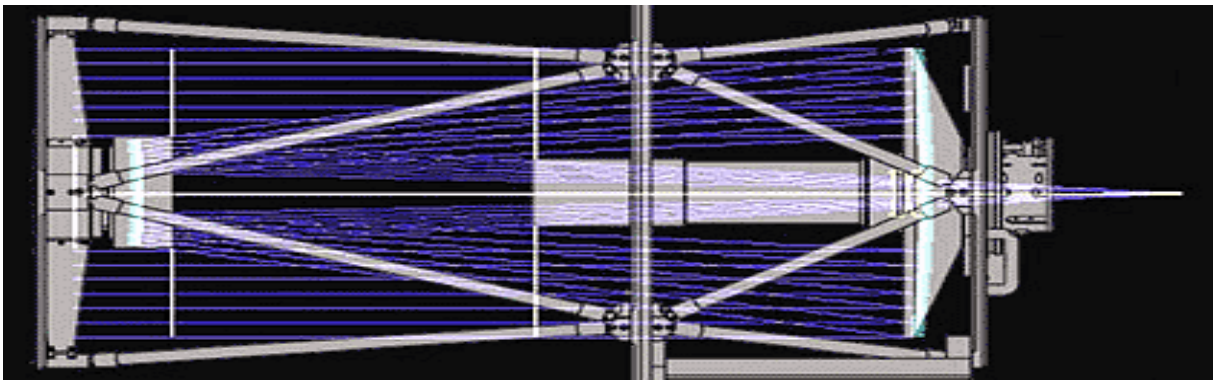


Abbildung 13 – Grafik der Spiegelung des einfallenden Lichtes im CDK

http://www.baader-planetarium.de/planewave/bild/optical_layout_gross.gif Zugriff: 03.05.17

(c) Baader Planetarium GmbH

Das verwendete Teleskop (s. Abb. 12) ist ein CDK 20. CDK steht dabei für Corrected Dall-Kirkham. Es handelt sich also um eine veränderte Variante des Cassegrain Reflektors. Dieser wurde 1672 von Laurent Cassegrain erfunden. Der Aufbau nach Cassegrain sieht einen parabolischen Haupt-spiegel und einen hyperbolischen Fangspiegel vor, wohingegen im CDK ein ellipsoider Haupt- und ein sphärischer Fangspiegel vorliegen. Das CDK verfügt darüber hinaus über einen zweilinsigen Feldkorrektor. Bei beiden Varianten fällt Licht in das Teleskop ein und wird vom Hauptspiegel auf den Fangspiegel reflektiert (s. Abb. 13). Dieser bündelt die Strahlen auf den Brennpunkt. Im sekundären Brennpunkt wird der BACHES Echelle Spektrograf angesetzt.[22 23 24 25 26 27]Dazu mehr in 6.3.

6.1.2 Vorteile des CDK 20

Der Hersteller Planewave hat seine CDK-Baureihe dahingehend angepasst, dass, anders als bei anderen Teleskopen mit Spiegeloptiken, keine außeraxialen Abbildungsfehler -wie zum Beispiel Astigmatismus (Brechungsfehler)- auftreten. Auch die bei anderen Teleskopen, bei Entfernung der Sterne zur optischen Achse, auftretende Bildfeldkrümmung, hält sich beim CDK in Grenzen. Mehr dazu in 6.1.3. Der Hersteller garantiert ein über 42 mm von Astigmatismus und Koma (Unschärfe) freies Bildfeld, in dem alle Sterne gleich scharf auf einer Ebene abgebildet werden. Das CDK 20 verfügt über eine auskorrigierte Fokalebene und ist somit an modernere Kamerachips angepasst. Dafür sorgt ein 90 mm Feldkorrektor, welcher in Nähe des Brennpunktes verbaut wurde.[28]

[22] http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave_htm/cdk-opt-design.htm *Zugriff: 27.05.17*
[23] http://www.ceravolo.com/CDK.html *Zugriff: 27.05.17*
[24] http://www.hubbleoptics.com/cdk.html *Zugriff: 27.05.17*
[25] http://www.ceravolo.com/CDK_tech_talk.html *Zugriff: 27.05.17*
[26] https://de.wikipedia.org/wiki/Cassegrain-Teleskop *Zugriff: 27.05.17*
[27] http://www.jahrhundertkomet.de/know-how/astronomie/teleskope.php *Zugriff: 27.05.17*
[28] http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave_htm/cdk-opt-design.htm *Zugriff: 27.05.17*

6.1.3 Optische Abbildungsleistung des CDK

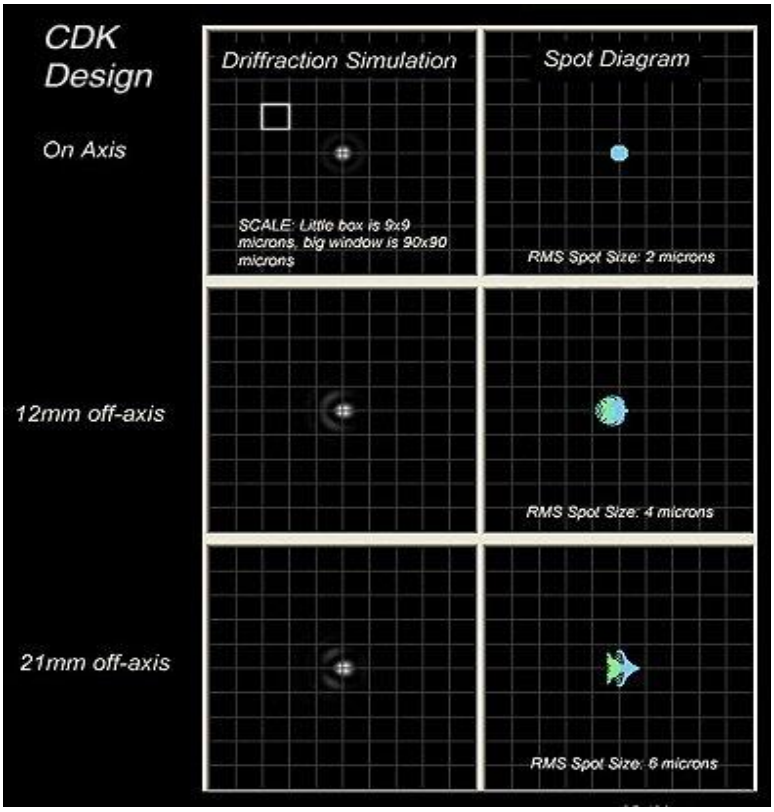


Abbildung 14 – Spotdiagramm bei Entfernung der Lichtquelle zur optischen Achse

http://www.baader-planetarium.de/planewave/bild/optical-performance.jpg Zugriff: 15.05.17

(c) Baader Planetarium GmbH

Dass die bereits genannten Aberrationen die Bildqualität beim CDK 20 nicht nennenswert negativ beeinflussen, wird durch ein Spot Diagramm („Spotdiagramm, Gesamtheit der Strahldurchstoßpunkte in einer Bildebene, die einen Eindruck von der durch Aberrationen erzeugten geometrisch-optischen Zerstreuungsfigur vermittelt. Die Flächendichte der als Spots bezeichneten Durchstoßpunkte ist ein sehr grobes Maß für die Helligkeitsverteilung in der Bildebene“[29]) bewiesen.

Auf der Internetseite des Herstellers heißt es: *"Im ersten Diagramm zeigt die linke Spalte eine Beugungsbild Simulation für eine 20" CDK Optik, die rechte Spalte, das daraus berechnete Spotdiagramm. […]*

Außeraxial bei 12 mm Abstand 4- und bei 21 mm Abstand von der optischen Achse [..] 6 Mikrometer (RMS). Die Abbildungsqualität der Optik ist nur noch von den Seeing Bedingungen und der Qualität der Nachführung abhängig. […] Die Simulation bezieht sich auf eine plane Bildfeldebene, die ja der der Oberfläche eines CCD Chips entspricht." [30] [31]

[29] http://www.spektrum.de/lexikon/optik/spotdiagramm/3183 *Zugriff: 27.05.17*
[30] http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave_htm/cdk-opt-design.htm *Zugriff: 27.05.17*
[31] http://www.jahrhundertkomet.de/know-how/astronomie/teleskope.php *Zugriff: 27.05.17*

6.1.4 Technische Daten

Die technischen Daten des Teleskops sind auf der Internetseite der Firma Baader Planetarium einzusehen, sie wurden unverändert übernommen.[32] [33]

Öffnung	20" (0.51m)
Brennweite	3.454 mm
Bildfeldgröße	52 mm
Öffnungsverhältnis	f/6.8
Obstruktion	39%
Back Focus	218 mm hinter der Tubusabschlussplatte, 142 mm hinter der Fokussiereinheit
Gewicht	64 kg
Tubuslänge	1151 mm
Obere Zelle	Gitterrohrtubus aus Kohlefaser
Untere Zelle	Gitterrohrtubus aus Kohlefaser, Hauptspiegel lichtgeschützt durch Kohlefaserabdeckung

Weitere Daten zu den Spiegeln

Daten	Hauptspiegel	Fangspiegel
Durchmesser	520 mm	190.5 mm
Öffnungsverhältnis	f/3	
Material	Austemperiertes Pyrex	Austemperiertes Pyrex
Form	Elliptisch	Sphärisch

[32] http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave_htm/cdk-20.htm *Zugriff: 27.05.17*
[33] http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave_htm/preise+downloads.htm *Zugriff: 27.05.17*

Der Inhalt dieser Tabelle wurde nachträglich gekürzt:

Tubus	Gitterrohrtubus aus Kohlefaser (Minimierung thermischer Probleme und Fokusdrift)
Montage	[...] temperaturstabilisierte Schwalbenschwanzaufnahme. Dadurch wird erreicht, dass sich das Aluminium der Teleskopmontage mit der Temperatur ausdehnen oder zusammenziehen kann, ohne dass sich diese mechanischen Lageänderungen auf den Kohlefasertubus übertragen [...]
Fokussierung	Schwerer und - über fünf Führungen - absolut spielfreier Okularauszug mit 90 mm freiem Innendurchmesser. Der Fokusweg beträgt 25.4 mm. [...]
Spiegelbelüftung	3 Lüfter sorgen für eine schnelle Austemperierung des Hauptspiegels. Sie werden über einen Schalter am Tubus ein, bzw. ausgeschaltet. [...]

6.2 Montierung

Bei der Montierung handelt es sich um die GM 4000 HPS II von 10 Micron. HPS ist dabei das Akronym für „High Precision & Speed". Die GM 4000 HPS II ist eine Weiterentwicklung der GM 4000 QCI Montierung und verfügt über hochpräzise Winkelencoder in allen Achsen.

Die Vorteile dieser Technik beschreibt der Hersteller wie folgt:

"Die neue GM 4000 HPS verfügt zusätzlich über hochgenaue Absolut-Encoder auf beiden Achsen, was völlig neue Möglichkeiten eröffnet. Die Montierung verliert nie die Orientierung, selbst wenn man die Achsen manuell verstellt. Auch nach einem Stromausfall ist kein neues Alignement nötig. Im mobilen Betrieb ist die Montierung schneller und einfacher aufzustellen und einzunorden als jede konventionelle parallaktische Montierung." [34]

Die technischen Daten sind auf der Internetseite der Firma zu finden, die Wichtigsten werden nun in der Tabelle aufgeführt:[35] [36]

Instrumentenlast max. Tragkraft	150 kg
Arbeits-Temperaturbereich	- 15° C bis + 35° C
Pointierungsgenauigkeit	< 20" mit internem 25-Sterne Software Mapping – max.100 Sterne; zusätzlich Model Maker Software für automatisches Alignement nutzbar.
Datenbasis	Sterne: über allgemeine Namen, Bayer, Flamsteed, Bright Star Katalog, SAO, HIP, HD, PPM, ADS, GCVS. Deep-sky: M, NGC, IC, PGC, UGC bis zu mv=16. Sonnensystem: Sonne, Mond, Planeten, Asteroiden, Kometen, künstl. Satelliten. Äquatoriale und altazimutale Koordinaten. Anwenderdefinierte Objekte. [...]
Keypad Steuerung	[...] fünf Info-Zeilen für Koordinaten, Objektinformationen und Symbole zum Status der Montierung sowie aktiver externer Verbindungen und Geräte. Alle Funktionen

[34] http://10micron.de/products/gm-4000-hps/gm-4000-hps-montierung-1454010/ *Zugriff: 27.05.17*
[35] http://10micron.de/products/gm-4000-hps/gm-4000-hps-montierung-1454010/ *Zugriff: 27.05.17*
[36] http://10micron.de/ *Zugriff: 27.05.17*

	der Montierung können über das Keypad gesteuert werden, ganz ohne PC.
PC Steuerung	Fernsteuerbar über RS-232, Ethernet, proprietären 10Micron ASCOM Treiber, LX200-kom-patibles Protokoll. Firmwareupdates und Bahn-daten von Kometen, Asteroiden und künstlichen Satelliten [...] Virtuelles PC-Keypad über RS-232 oder Ethernet. Eingebautes WiFi [...]

6.3 Kamera

Es werden im Prozess der Aufnahme zwei Kameras benutzt:

- Als Guiding Kamera wird die Celestron Skyris 274M verwendet. "M" ist die Abkürzung für Monochrom, es handelt sich also um ein Schwarz-Weiß Kamera.
- Die für die Aufnahmen benutzte CCD Kamera ist eine SBIG STF 8300 M (ebenfalls Monochrom) mit einem 2x2 Binning (Binning: versteht man ein Verfahren in dem, durch das gemeinsame Auslesen benachbarter Pixel (in diesem Fall 2x2 also 4 Pixel), das Signal-Rauschverhältnis (SNR) erhöht wird.[37]

Technische Daten der SBIG STF 8300 M: [38] [39]

Chip	Full Frame Transfer Kodak KAF 8300 Chip mit Anti Blooming Funktion und Mikrolinsentechnik
Chip Größe	17.96 x 13.52 mm
Anzahl der Pixel	3.326 x 2504 Pixel (8.3 M)
Größe	18 x 13.5 mm, diagonal 22.5 mm
Gewicht	0.8 kg

[37] https://de.wikipedia.org/wiki/Binning *Zugriff: 27.05.17*
[38] http://www.sbig.de/stf-8300/stf-8300.htm *Zugriff: 27.05.17*
[39] http://www.sbig.de/stf-8300/stf-8300-techdat.pdf *Zugriff: 27.05.17*

Pixelgröße	5.4 µ x 5.4. µm
Quanteneffektivität	bei 540nm - 54% (monochrome Version)
Dunkelstrom	0.002e-/Pixel/Sek. bei - 10 Grad Celsius
AD Konverter	16 Bit Auflösung
Spannungsversorgung	12V/3A max.
Kühlung	Maximal 40°C unter Umgebungstemperatur
Temperatur Regulierung	+/- 0.1°C
Mögliches Binning	2 x 2 (10.8 µm) über 3 x3 (16.2 µm) bis zu 15 x 15 ist möglich
Full Frame Download	< 1s

Die Kamera verfügt über einen mechanischen Verschluss zur Dunkelbildaufnahme.

6.4 CCD Chips

In unserem Experiment wurden Kameras mit CCD-Chip (Charge Coupled Device) verwendet. Diese Chips setzen bei einfallendem Licht Elektronen frei, deren Anzahl proportional zur Intensität des einfallenden Lichtes und messbar ist. Grundlage dafür ist der Fotoeffekt nach Einstein. Der CCD Chip besteht im Aufbau aus einer Elektrodenschicht und einer Silizium Trägerschicht. Fällt nun Licht auf die Silizium Trägerschicht, so lösen sich durch die Energie des Lichtes, welche nach Einstein und dem Fotoeffekt proportional zu Frequenz des eingestrahlten Lichtes ist, Elektronen, welche durch unter Spannung stehende, positiv geladenen Gates gesammelt und gezählt werden, wodurch sich die Intensität bestimmen lässt. Da auch durch Wärme diese Arbeit zum Auslösen der Elektronen geleistet werden kann, wird der CCD-Chip konstant gekühlt.

Im Falle unseres Experiments wird eine monochromatische Kamera verwendet, bei welcher vom CCD Sensor nur die Intensität ermittelt wird. Bei Kameras für Farbaufnahmen wird vor dem Sensor eine RGB Matrix verbaut. Durch diese werden in

jeder Fotozelle die Rot-, Grün- und Blauwerte gefiltert und daraus die Farbwerte berechnet.[40 41 42 43]

6.5 Der Baches Echelle Spektrograf

Bei dem verwendeten Spektrografen handelt es sich um den Baches (Basic Echelle Spectrograph) der Firma Baader Planetarium.

Der Name des Spektrografen leitet sich aus der Ähnlichkeit des zum Brechen des Lichtes verwendeten Gitters zu einer Leiter her (Echelle ist das französische Wort für Leiter).

Der Spektrograf wurde von Wissenschaftlern der ESO (Europäische Südsternwarte) und dem Baader Planetarium entwickelt.[44 45]

6.5.1 Funktionsweise

"Das Echelle-Gitter ist ein Reflexionsgitter, an dessen eingeritzten Furchen das Licht geometrisch reflektiert wird. Da die Furchenbreite vergleichbar mit der Wellenlänge ist, tritt Beugung ein. Jede Furche wirkt wie ein Einzelspalt, der die Spaltbeugung in die geometrische Reflexionsrichtung lenkt." [46]

Nachdem das Licht am Gitter gebrochen wurde (s. Abb. 15), überlagern sich die Ordnungen allerdings noch. Mithilfe eines dispersiven Elementes (optisches Gitter oder Prisma) werden die Ordnungen aufgeweitet (s. Abb. 16).[47]

---

[40] http://www.astro.uni-jena.de/Teaching/Praktikum/pra2002/node242.html *Zugriff: 27.05.17*
[41] https://www.halbleiter.org/grundlagen/dotieren/ *Zugriff: 27.05.17*
[42] https://www.youtube.com/watch?v=nE2uKDBIBiE *Zugriff: 27.05.17*
[43] https://www.youtube.com/watch?v=ZZFVsKobznU *Zugriff: 27.05.17*
[44] http://www.baader-planetarium.de/baches/ *Zugriff: 27.05.17*
[45] https://www.eso.org/public/germany/ *Zugriff: 27.05.17*
[46] Zitat: http://www.baader-planetarium.de/baches/#funktion *Zugriff: 27.05.17*
[47] https://de.wikipedia.org/wiki/Diffraktives_optisches_Element *Zugriff: 27.05.17*

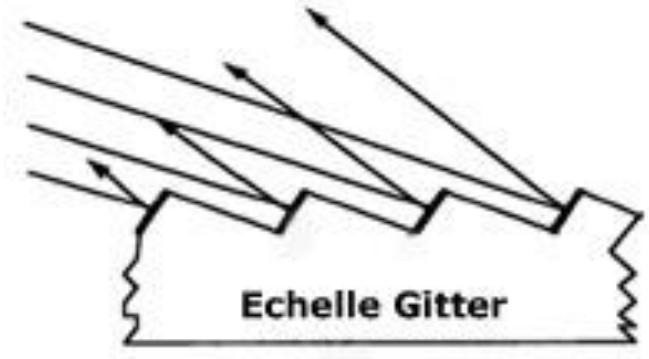


Abbildung 15 – Modell Gitterspektrograf

http://www.baader-planetarium.de/baches/bilder/echelle_gitter.jpg
Zugriff: 27.05.17

(c) Baader Planetarium GmbH

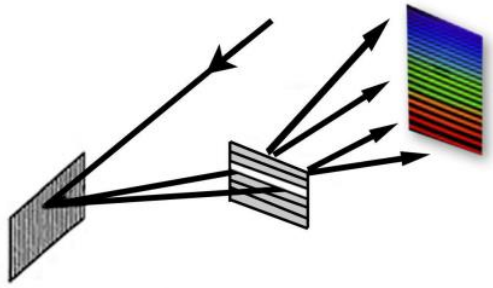


Abbildung 16 – Funktionsweise Echelle-Spektrograf

Bernd Koch

6.5.2 Technische Daten [48]

Mittleres spektrales Auflösungsvermögen	R=18000 Optimierter, durchgehender Spektralbereich: 392nm-800nm (abh. von der Sensorgröße)
Spaltgröße	einstellbar: 25 µm und 50 µm, jeweils 125 µm lang
Gewicht	1350g (ohne Kamera)
Optimale Sensorgröße	ca. 10x15mm, 9 µm Pixel
Öffnungsverhältnis des Kollimators	f/10

Mit RCU kombinierbar (magnetischer Klappspiegel [s. 9.1])

[48] http://www.baader-planetarium.de/baches/ *Zugriff: 27.05.17*

7 Der experimentelle Aufbau

Nachdem die einzelnen Elemente, die zur Aufnahme verwendet werden, bereits erklärt wurden, wird in diesem Abschnitt der gesamte Aufbau noch einmal mit Bildern dargestellt.

Für das Experiment wird das größte Teleskop an der Sternwarte des CFG verwendet. Das CDK 20 ist auf einer Montierung von *10Micron* (GM 4000 HPS II) fixiert, diese wiederum auf einem eigens zu diesem Zweck gegossenen Betonsockel, um auch minimales Wackeln durch Schritte oder Ähnlichem zu vermeiden.

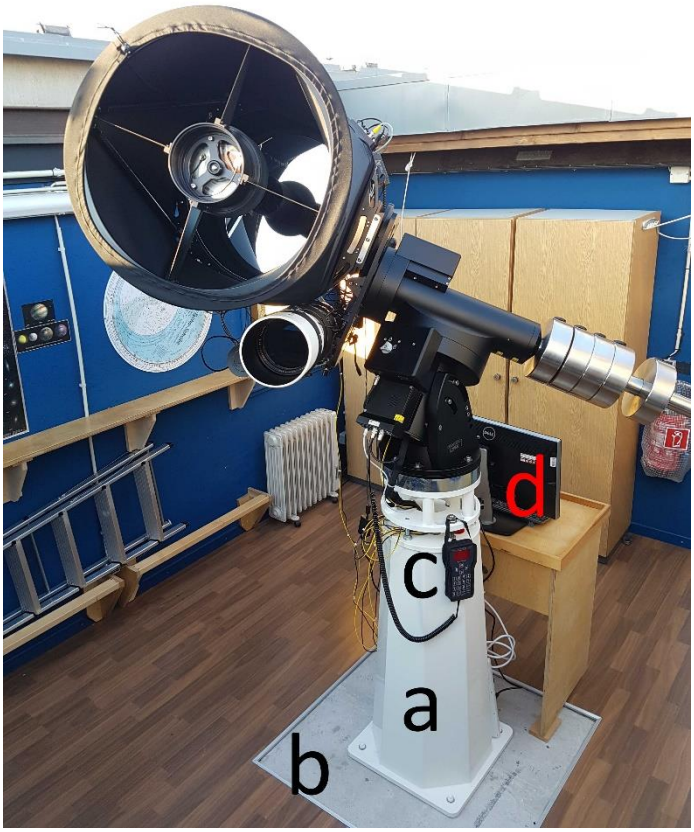


Abbildung 17 – Teleskop

Alle in 8 verwendeten Bilder sind durch die Autoren entstanden (Abb. 17-26)

In Abbildung 17 ist der gesamte Aufbau mit dem Teleskop bei geöffnetem Dach, der GM 4000 Montierung (a), der für das Teleskop angefertigten Betonplatte (b), sowie der *10Micron* Handsteuerung (c) und dem ebenfalls zur Steuerung verwendeten PC (d) zusehen.

Abbildung 18 – seitlicher Blick auf das 0,51m-Teleskop (CDK-20)

Abbildung 20 – Keypad zur Teleskopsteuerung

Abbildung 19 – Remote calibration Unit (RCU) mit Referenzlampen

Die RCU (Remote Calibration Unit) beinhaltet zwei Lampen (Thorium-Argon- und Halogenlampe), die über eine Glasfaserleitung mit dem Spektrografen verbunden werden. Sie wird zur Aufnahme von Referenzspektren benötigt.

Durch die Aktivierung des Lichtes wird dem Spektrografen ein magnetisch gesteuerter Klappspiegel vorgeschaltet, der nun statt des Lichtes des Sterns das über ein Faserkabel weitergeleitete, Licht aus der RCU an den Spektrografen weitergibt.

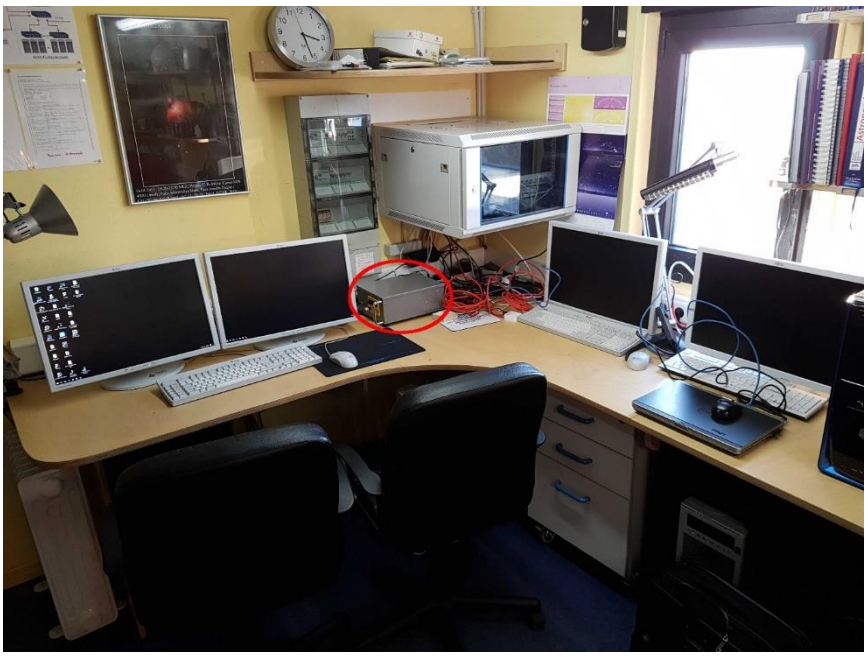


Abbildung 21 – Steuerungsraum mit RCU (rot umkreist)

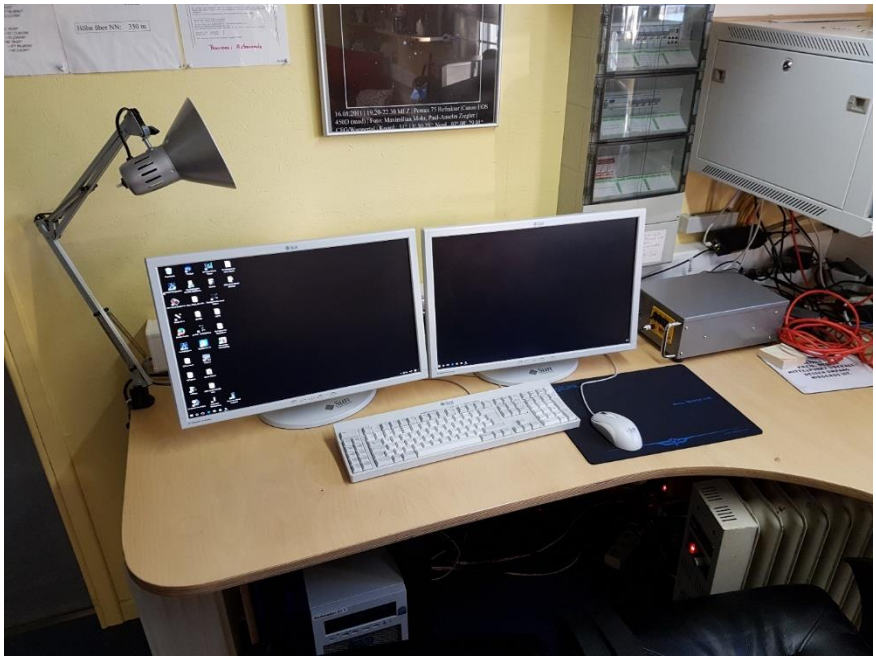
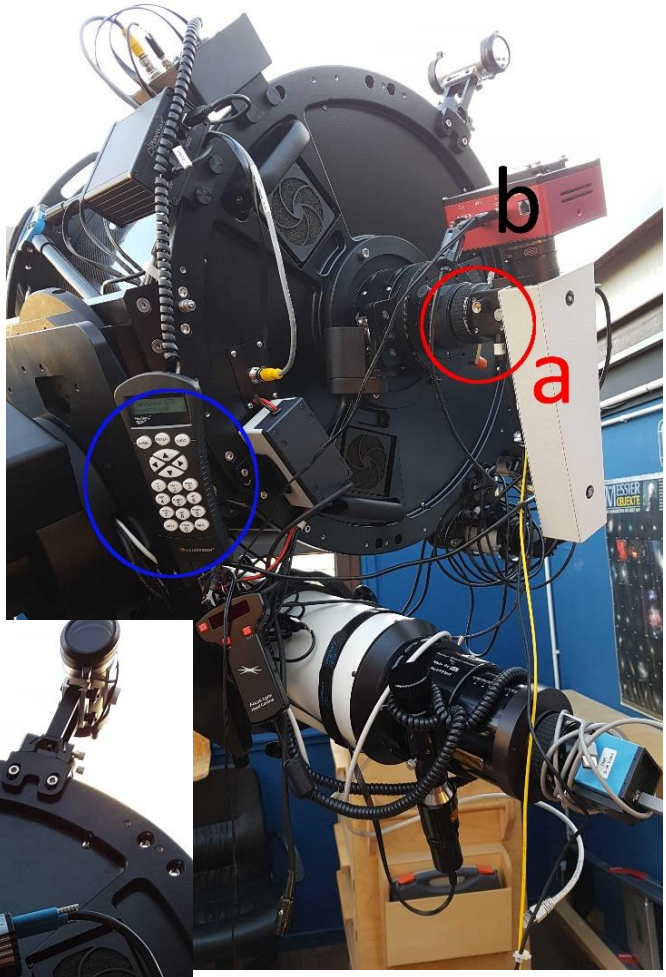


Abbildung 22 Steuerungsraum mit Steuercomputer und RCU

Die folgenden Bilder zeigen die am Teleskop angebrachten Geräte:



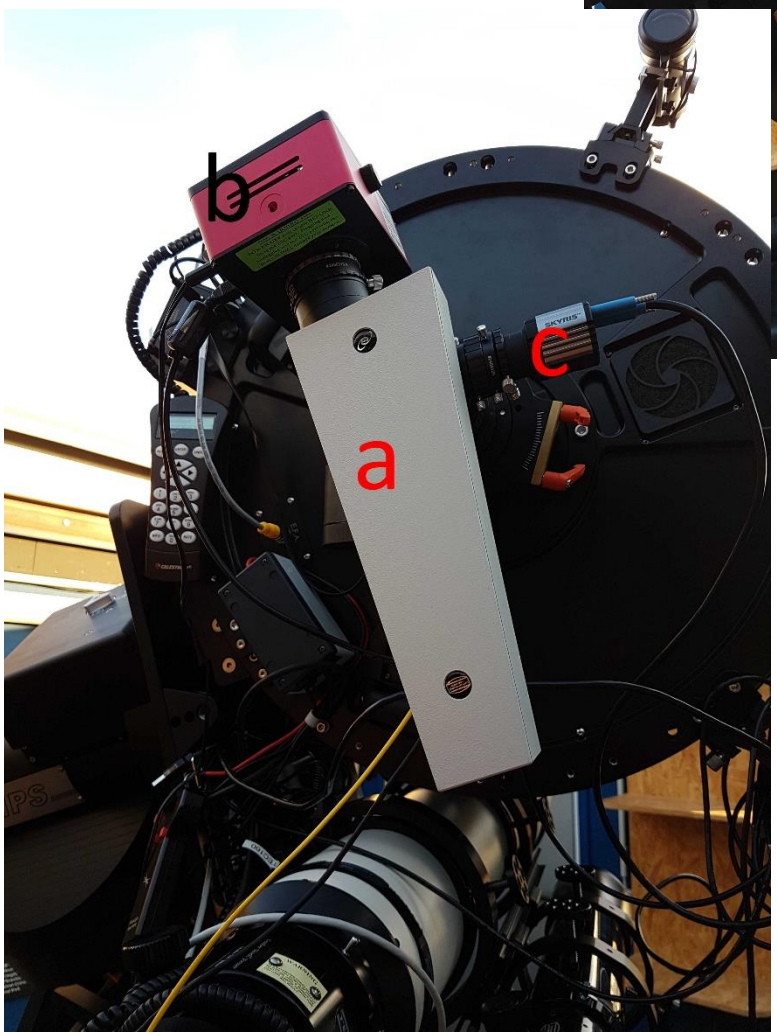


Abbildung 23 - technische Geräte hinter dem Teleskop; Kombination aus dem BACHES Spektrograf (a), der CCD Kamera SBIG STF-8300M (b), der Celestron Skyris 274M (c) und der Steuerung der Fokussierung des CDK 20 (blauer Kreis)

Abbildung 24 – s. Abb. 23

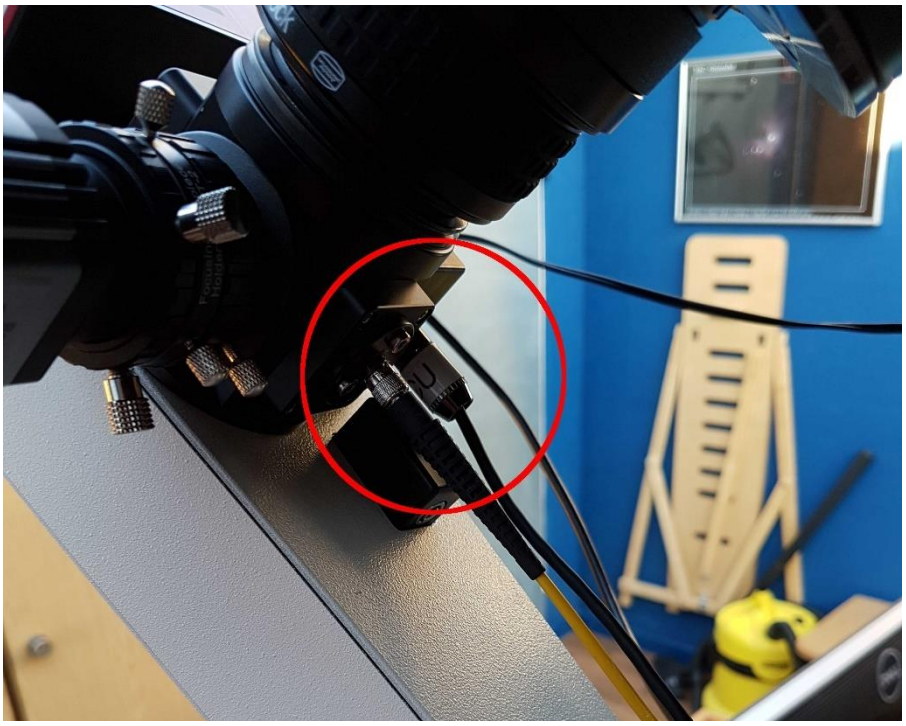


Abbildung 25 – Glasfaser- und Steuerkabel der RCU am Spektrografen (roter Kreis)

Abbildung 26 – CCD Kamera STF 8300M

8 Aufgabenstellung

Unsere Aufgabe in diesem Projekt ist nun erst einmal, natürlich nach dem Aufbau des technischen Setups, Bilder, bzw. Spektren von VV Cephei aufzunehmen.
Danach werden wir die sich bei ca. 6562,852Å befindliche Wellenlänge Hα untersuchen. Es sollen unter anderem das V/R-Verhältnis, die EW-Breite und die Lage der beiden Emissionspeaks vermessen werden. Danach werden die Daten auf ihre Brauchbarkeit in Bezug auf Referenzmessungen von anderen Astronomen getestet und Herrn Pollmann übermittelt, welcher diese Daten dann in ein Diagramm von international gesammelten Werten über VV Cephei eintragen wird.

9 Aufnahme der Spektren

9.1 Vorbereitung & Einstellungen

Wie auch schon in einigen Bildern zu vermuten war, ist das CDK 20 in einer Rolldachhütte untergebracht, um es vor äußerlichen Einflüssen zu schützen. Nach Entfernen des Daches und dem sicherstellen einer Stromversorgung, kann das Teleskop in Betrieb genommen werden und aus der Parkposition auf das Beobachtungsobjekt gerichtet werden. Um die besten Messergebnisse zu erreichen, muss das Teleskop sich zunächst einige Minuten an die Außentemperatur anpassen. Anschließend kann die genauere Einstellung über den Computer vorgenommen werden.

Zuerst wird die Zeit am Steuercomputer mit der Weltzeit synchronisiert. Dazu wird das Programm *Dimension 4* gestartet, welches sich mit einem Zeit-Server verbindet und somit die Computer Zeit in einem festgelegten Zeitintervall synchronisiert. Des Weiteren wird durch *10Micron ClockSync* (Version 3.4) die Montierung des Teleskops mit der Computer Zeit synchronisiert. Die exakte Zeitangabe ist wichtig für die punktgenaue Ausrichtung des Teleskops mithilfe der Winkelencoder. Ferner müssen alle Spektralaufnahmen die korrekte Uhrzeit enthalten. Danach werden die verschiedenen Programme eingerichtet.

Zunächst wird auf einem der beiden Bildschirme (s. Abb. 27) das *10Micron Keypad* (rot) geöffnet, um die Nachführgeschwindigkeit des Teleskops zu verändern. Die Montierung muss das CDK 20 so bewegen, dass es die Erddrehung ausgleicht und der Stern im Fokus bleibt. Deshalb wird eine siderische (auf Sterne bezogene) Nachführgeschwindigkeit ausgewählt.

Als Nächstes wird *SpecTrack* (grün) in Betrieb genommen. Dieses Programm muss mit dem Teleskop, der Guiding Cam (Skyris 274M) und der RCU (Remote Calibration Unit) verbunden werden.

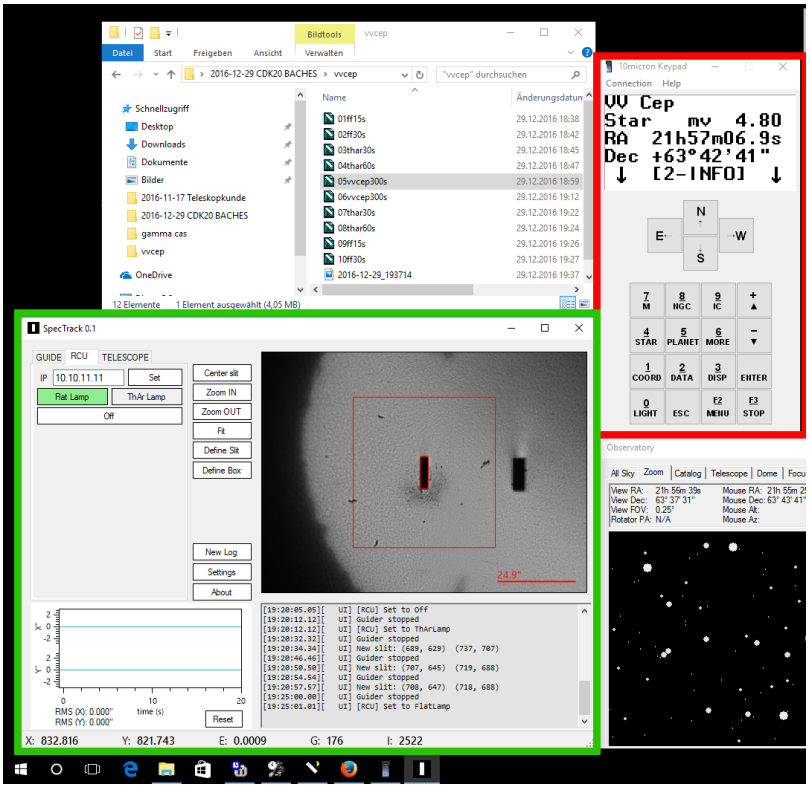


Abbildung 27 – Screenshot mit Keypad (rot), SpecTrack (grün)

Alle in 9 verwendeten Screenshots, wurden durch die Autoren erstellt (Abb. 27-32)

Durch die Guiding Software *SpecTrack* kann das Teleskop nachgeführt und die Referenzlampen gesteuert werden. Nachdem alle Geräte angemeldet sind, wird das Programm auf die Spaltposition eingestellt. Dafür wird im Fenster RCU die Flatfield (Halogen) Lampe angeschaltet und das Livebild aktiviert. Auf der rechten Seite ist das von der Guiding Kamera aufgenommene Bild zu sehen. Auf diesem sieht man das Licht der Flatfield Lampe und die zwei Spalte (25 µm und 50 µm) des Baches, wobei ausschließlich mit dem 25 µm - Spalt gearbeitet wurde.

Zusätzlich werden noch zwei weitere Programme geöffnet:

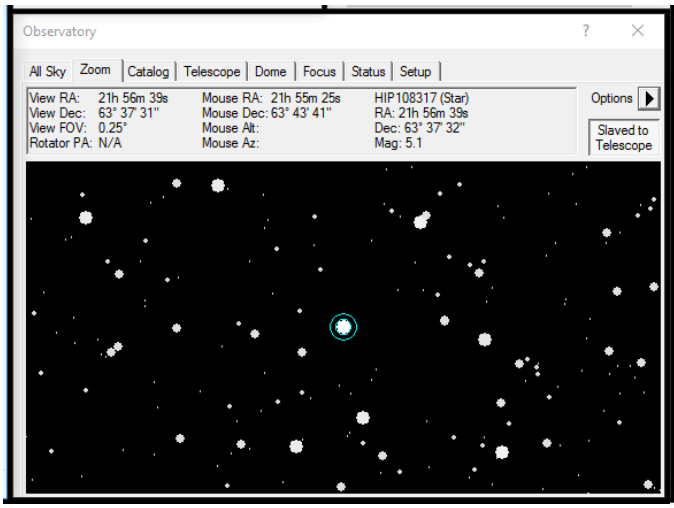


Abbildung 28 – Screenshot Obervatory von Maxim Dl

Abbildung 29 – Screenshot Infarot Überwachungskamera

Abbildung 28 zeigt ist das *Observatory* von *Maxim Dl*, eine an das Teleskop gekoppelte Sternkarte. Die Karte errechnet aus der Position der Montierung den theoretisch anvisierten Teil des Himmels. In Abbildung 29 ist das Bild einer Überwachungskamera zu sehen, welche auf das Teleskop gerichtet ist, um es auch ohne Sichtkontakt sicher steuern zu können.

9.2 Anfahren des Zielsterns VV Cephei

Nun muss das Teleskop auf den Zielstern VV Cephei ausgerichtet werden. Dafür wird das *10Micron Keypad* verwendet. Da es sich um einen veränderlichen Stern handelt, muss er aus dem GCVS (General Catalouge of Variable Stars) ausgewählt werden. Unter diesem Menüpunkt lässt sich „VV Cep“ auswählen. Nach Bestätigung der Eingabe schwenkt das CDK 20 Teleskop automatisch zum Zielstern.

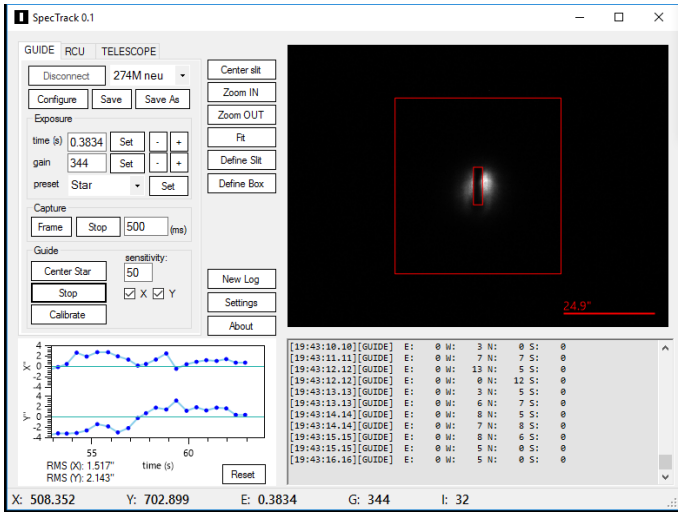


Abbildung 30 – Screenshot SpecTrack beim Nachführen des Objekts

Wenn das Teleskop den Stern anvisiert hat, ist er in *SpecTrack* (s. Abb. 30) unter dem Reiter „Guide“ zu sehen. Nun muss der Lichtfleck (sofern das noch nötig ist), mit dem *10Micron Keypad*, in das rote Quadrat manövriert werden, wobei die Schwenkgeschwindigkeit zu beachten ist (diese muss äußerst gering sein ca. 15”/s). Für die Belichtungszeit (Exposure → Time) sollte ungefähr eine halbe Sekunde ausgewählt werden. Danach kann man über die Funktion „calibrate“ das Programm kalibrieren. Falls sich der Stern durch die Probebewegungen des Programms, während des Kalibriervorgangs, außerhalb des roten Quadrates befinden sollte, muss er wieder manuell in dieses gesteuert werden. Dann kann durch anwählen der Schaltfläche „Guide“ die Nachführung aktiviert werden. Das Programm führt das Objekt daraufhin automatisch auf den Spektrografenspalt. Der Wert für „Sensitivity“ sollte ungefähr 50 betragen. Bei zu hohen Werten reagiert *SpecTrack* zu empfindlich auf jede durch Seeing bedingte Schwankung des Sterns. Die Kurven in dem Grafikfenster sollten jetzt um 0 schwanken.

9.3 Aufnahme der Spektren

Zuerst wird *Maxim DL 5 Pro* (s. Abb. 31) geöffnet, hier erscheint später das Bild des Spektrums (Grün) (in diesem Fall mit einem Sternspektrum). Über ein Histogramm (Blau) kann man sich die Helligkeitswerte anzeigen lassen, um zu kontrollieren, ob eine Überbelichtung auftritt.

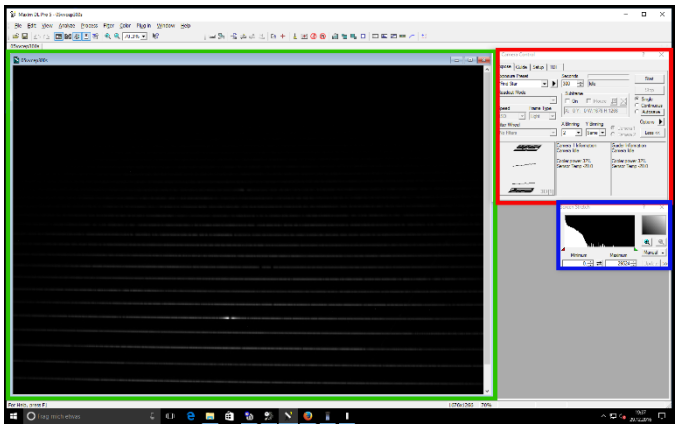


Abbildung 31 – Screenshot Maxim DL 5 Pro

Außerdem wird die „Camera Control“ (Rot) geöffnet. In diesem Programm können die Einstellungen bezüglich der Belichtungszeit festgelegt und das Spektrum aufgenommen werden. Nachdem alle Parameter angepasst wurden wird das Spektrum aufgenommen.

Danach werden Dark-Frames und Flatfield-Spektren als Referenzspektren erzeugt. In *SpecTrack* gelangt man über den Reiter „RCU“ in das Fenster, in dem, als erste Referenzlichtquelle, die Flatfield Lampe ausgewählt wird. Je nach Bedarf sind verschiedene Einstellungen in der „Camera Control“ möglich. Diese betreffen Einzel- sowie Serienaufnahmen, Belichtungszeit, Anzahl der Bilder (bei Serien), das Binning, aber

auch wann die Kamera Dark-Frames (Dunkelbilder) aufnehmen soll, welche von den darauffolgenden Bildern subtrahiert werden, um kamerabedingte Fehler zu vermeiden. Für Serienaufnahmen von einem Objekt (oder einer Referenzlampe) wird ein gemitteltes Dunkelbild erstellt, welches von der Kamera für die folgenden Aufnahmen benutzt wird. Bei Einzelaufnahmen wird vor jeder Aufnahme ein Darkframe erstellt. Einzelaufnahmen werden in *Maxim DL* angezeigt und müssen manuell benannt und gespeichert werden; bei Serienaufnahmen geschieht dies nach Einstellung automatisch.

Die eben erwähnten Flatfield Spektren werden aus zwei verschiedenen Gründen aufgenommen. Erstens damit die für die Auswertung benutzte Software die Ordnungen des Spektrums erkennen kann und zweitens um zum Beispiel Staub in oder auf der Kamera zu erkennen. Wenn letzteres überprüft wird, muss beachtet werden, dass die Sättigung von 2^{16} also 65536 ADU nicht überschritten wird.

Mithilfe des Thorium-Argon Spektrums können später bekannte Spektrallinien zur Kalibrierung benutzt werden.

Der Ablauf für die Erstellung der Spektren ist wie folgt:

Es werden erst Flatfield Spektren, dann Thorium-Argon Spektren und zuletzt Sternspektren aufgenommen (für VV Cep mit einer Belichtungszeit von 300 oder 120 Sekunden). Zuletzt werden noch einmal Referenzspektren aufgenommen, allerdings zuerst ein Thorium-Argon und danach ein Flatfield Spektrum.

Protokoll der aufgenommenen Spektren:

Name	Datum	Beginn der Aufnahme [UT]	Belichtungszeit
2016-12-29_1	2016-12-29	17:53:14	300s
2016-12-29_2	2016-12-29	18:06:27	300s
2016-12-31_1	2016-12-31	17:06:44	300s
2016-12-31_2	2016-12-31	17:13:39	300s
2016-12-31_3	2016-12-31	19:09:44	300s
2016-12-31_4	2016-12-31	19:15:27	300s
2017-01-05_1	2017-01-05	18:54:16	300s
2017-01-05_2	2017-01-05	19:32:08	300s
2017-01-05_3	2017-01-05	19:37:13	300s
2017-01-18_1	2017-01-18	20:21:45	120s
2017-01-18_2	2017-01-18	20:23:46	120s
2017-01-18_3	2017-01-18	20:25:48	120s
2017-01-18_4	2017-01-18	20:27:49	120s
2017-01-18_5	2017-01-18	20:29:51	120s

Abbildung 32 – Screenshot Spektrum vom 29.12.2016 im roten Kasten Hα

10 Kalibrierung der Spektren von VV Cephei

10.1 Vorgehensweise

Die Bearbeitung der im experimentellen Abschnitt entstandenen Spektren erfolgt in mehreren Schritten unter Verwendung von zwei Betriebssystemen (Windows, Linux). Der Hauptteil der Kalibrierung wird in dem Linux-Programm MIDAS durchgeführt, dieses Programm wurde von der ESO entwickelt.

10.2 Referenzspektren

Die ersten Schritte erfolgen im Betriebssystem Windows, genauer gesagt in *Maxim Dl*. Zunächst werden die Referenzspektren zu einem einzigen Bild zusammengerechnet. Dafür wird ein Median-Filter (Median ist ein Zentralwert, also der Wert, der bei einer Auflistung aller Werte nach Größe in der Mitte steht) verwendet. Alle aufgenommen Flatfield Spektren werden in das Programm kopiert und dann gefiltert.

Das Programm erstellt nun ein neues Spektrum. Dieses wird abgespeichert und der Vorgang mit den Thorium-Argon Spektren wiederholt.

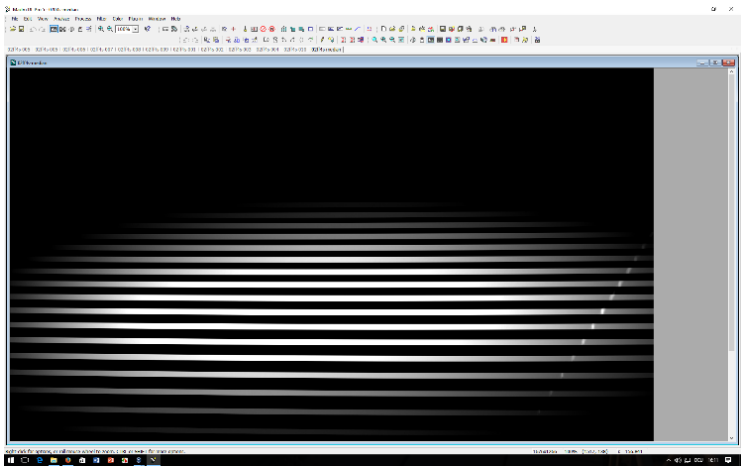


Abbildung 33 – Screenshot Mediangefiltertes Flatfield Spektrum

Alle in 11 verwendeten Screenshots, sind durch die Autoren entstanden (Abb. 33-45)

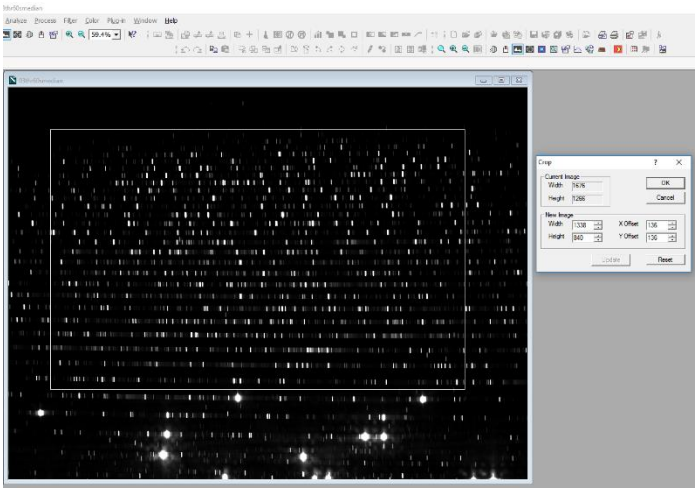


Abbildung 34 – Screenshot Thorium-Argon-Spektrum

Nachdem die beiden Referenzspektren verarbeitet wurden, müssen alle Spektren zugeschnitten werden. Zur Orientierung wird zuerst das Thorium-Argon Spektrum bearbeitet. Dabei müssen die, für die spätere Kalibrierung notwendigen Bereiche, ausgewählt werden. Die 33. Ordnung muss im Thorium-Argon Spektrum erkannt werden und bildet die unterste Ordnung des Spektrenausschnitts. Dabei ist zu beachten, dass der Ausschnitt so breit ist, dass die Überschneidungen in den Ordnungen am Rand zu erkennen sind (genauer in 10.3). Die Auswahl enthält in der Höhe, wie auf dem Bild zu erkennen, alle noch sichtbaren Ordnungen. Das Thorium-Argon Spektrum wird nach diesen Kriterien ausgeschnitten und abgespeichert. Danach werden die anderen Spektren angewählt. *Maxim Dl* verwendet automatisch die gleichen Maße und positioniert den ausgewählten Bereich an der gleichen Stelle des Bildes, sodass alle Spektren im exakt gleichen Bereich zugeschnitten werden.

10.3 Kalibrierung mit MIDAS

Für die Kalibrierung wird das Betriebssystem Linux benutzt. Da der Schulcomputer nicht über ein Multiboot-System verfügt, muss in Windows das Programm *Oracle VirtualBox* geöffnet werden. Dieses ermöglicht es in einem laufenden Betriebssystem (hier: Windows) ein weiteres Betriebssystem (hier: Linux Fedora 20) zu emulieren.

Zuerst müssen die bearbeiteten Spektren in das Linux System übertragen werden. Dafür wird ein in beiden Systemen verknüpfter Ordner verwendet, in den die Spektren hineinkopiert werden. Auf Dateien die sich in diesem Ordner befinden kann von beiden Systemen aus zugegriffen werden.

Das MIDAS Terminal wird befehlszeilenorientiert bedient. In der Tabelle werden die Befehle und ihre Bedeutung aufgeführt:

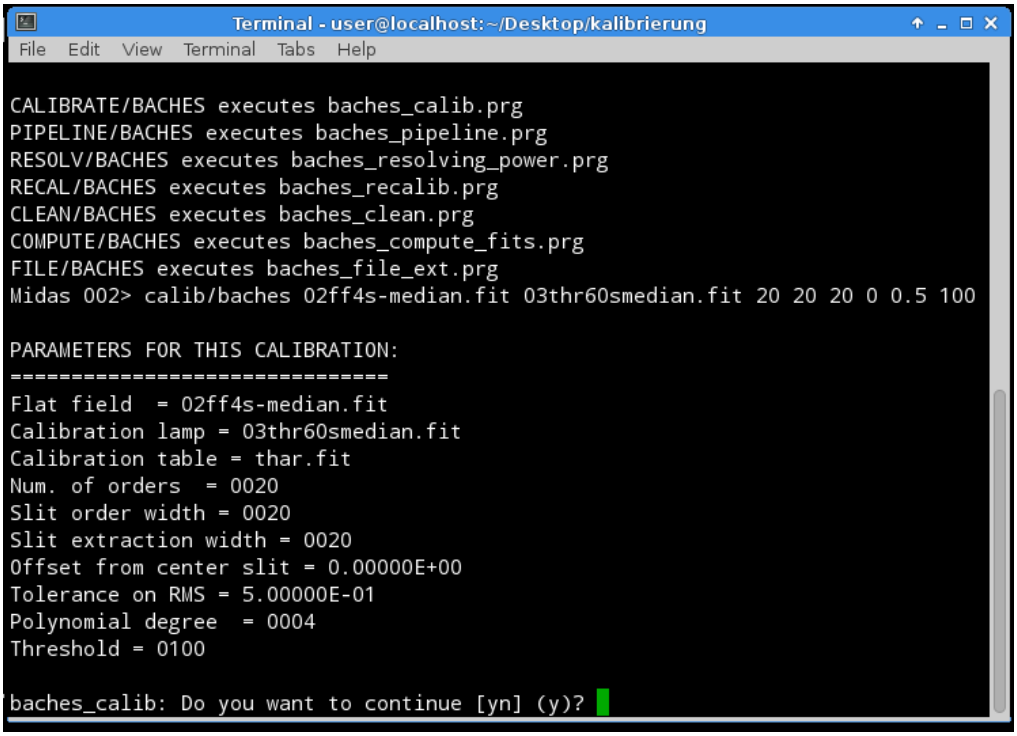


Abbildung 35 – Screenshot LINUX Konsole

Befehl	Bedeutung
Inmidas	Das Programm Midas wird geöffnet
Y	Bestätigung
set/cont baches	Befehl zum Laden der Scripte
calib/baches [1] [2] 20 20 20 0 0.5 100	1: Dateiname des ff Spektrums 2: Dateiname des thar Spektrums 20 Ordnungen 20 Pixel breite Ordnungserkennung 20 Pixel breite Extraktion des Spektrums 0 Start in der Mitte des Spektrums 0.5 Genauigkeit der Wellenlängenkalibrierung in Å (RMS) 100 Treshhold Wert Nun sind die Parameter für die Spektrenerkennung richtig eingestellt (mit y bestätigen)

Der nächste Schritt dient der Erkennung der Ordnungen anhand des Flatfield Spektrums.

Es öffnet sich ein Graph, der die Intensität des Spektrums anzeigt (s. Abb. 36). Er geht aus einem Intensitätsscan hervor. Es müssen nun per Mausklick zwei Grenzen

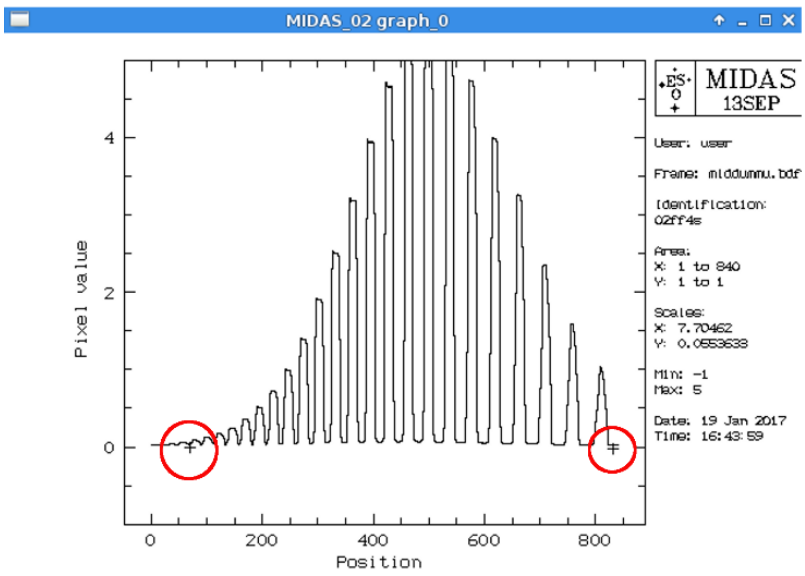


Abbildung 36 – Screenshot Intensitätsverteilung des Spektrums

festgelegt werden, deren Position ist dem Bild zu entnehmen (Rot umkreist). Die Kreuze stellen die Begrenzung des zu scannenden Bereichs im UV- und Infrarotbereich dar. Daraufhin öffnet sich ein Fenster, welches die von MIDAS im Flatfield Spektrum erkannten Ordnungen anzeigt (s. Abb. 37). Zu beachten ist, dass keines der sich öffnenden Fester geschlossen werden darf, da dies zu Fehlermeldungen führt. Wenn die grünen Linien mittig entlang der Ordnungen laufen, kann die Kalibrierung fortgesetzt werden. Die Ordnungserkennung muss nur noch per Befehl bestätigt werden. Daraufhin wird das Thorium-Argon Spektrum unter Berücksichtigung der aus dem Flatfield Spektrum gesammelten Informationen gescannt (s. Abb. 37).

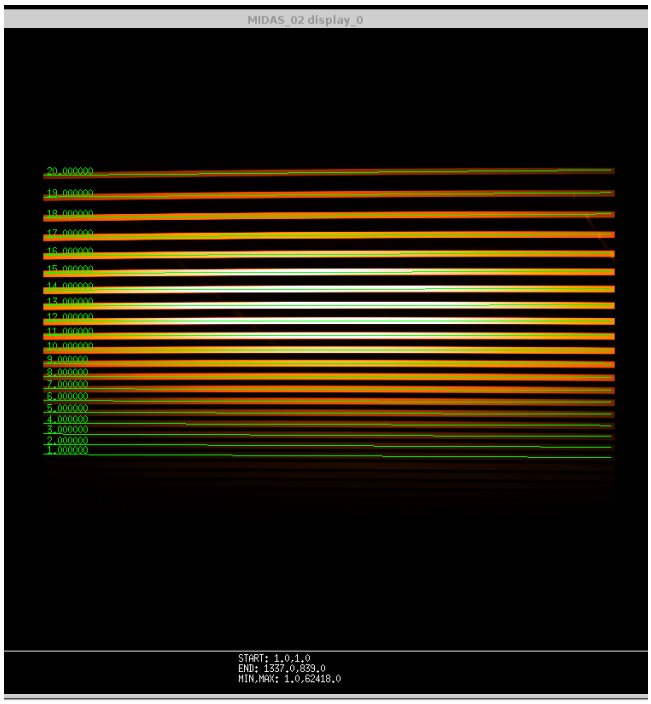


Abbildung 37 – Screenshot Nummerierung der Ordnungen im Flatfield-Spektrum

Ist auch die Anzahl der vom Programm in den Ordnungen gefundenen Linien adäquat, kann fortgefahren werden.

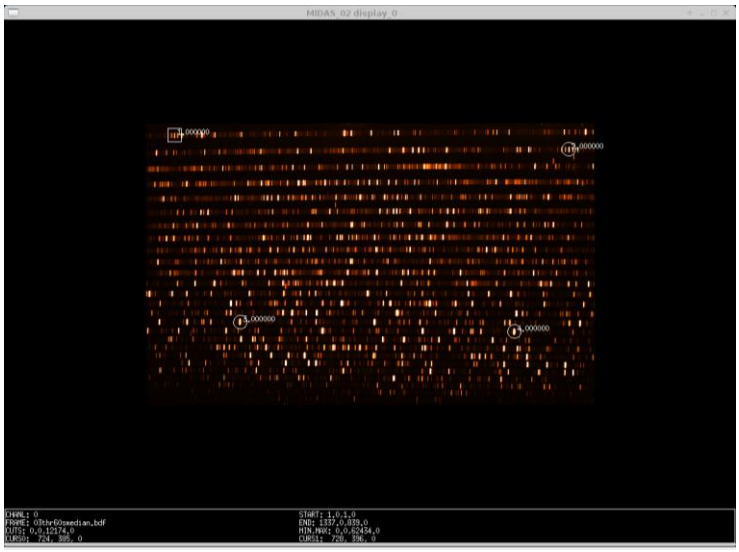


Abbildung 38 – Screenshot Thorion-Argon-Referenzspektrum

Es öffnet sich das Thorium-Argon Spektrum in einem Fenster, allerdings horizontal gespiegelt. Das Programm fordert nun, dass vier Linien des Spektrums angewählt werden. Für die Kalibrierung wird genutzt, dass die Linien sich an den Rändern der Ordnungen wiederholen (s. Abb. 38). Nach einem Rechtsklick kann weitergearbeitet werden.

Nach der Auswahl benötigt das Programm die Ordnungen und Wellenlängen der ausgewählten Linien (s. Abb. 38). Aufgrund der Überlagerung reichen zwei Angaben. Die erste Angabe liegt in der 33. Ordnung bei einer Wellenlänge von 6662.268 Å und die zweite in der 48. Ordnung bei 4609.6 Å (s. Abb. 39):

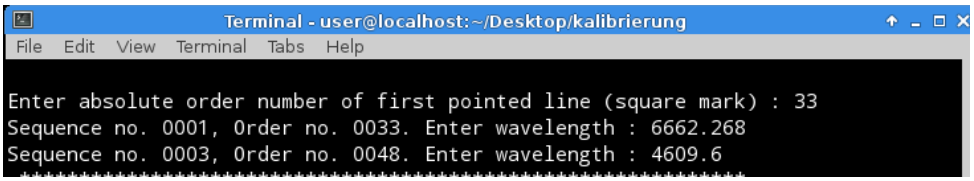


Abbildung 39 – Screenshot Eingabe der Wellenlängen der Markierten

Aus diesen Daten errechnet das Programm die Kalibrierung.

Nun zeigt das Programm eine Auswertung der gefundenen Ordnungen (s. Abb. 40) und die Anzahl der in ihnen gefundenen Linien. Aus dieser Tabelle ist zu entnehmen, dass pro Ordnung zwischen 40 und 57 Linien erkannt wurden. Dies entspricht 81% der verfügbaren Thorium-Argon Linien. Der RMS-Wert (roter Pfeil) zeigt an, dass eine mittlere Kalibriergenauigkeit von 0,02Å erreicht wurde, die für unsere Messungen an VV Cep ausreichend ist. Die Auswertung ist der Beweis für die gelungene Kalibrierung.

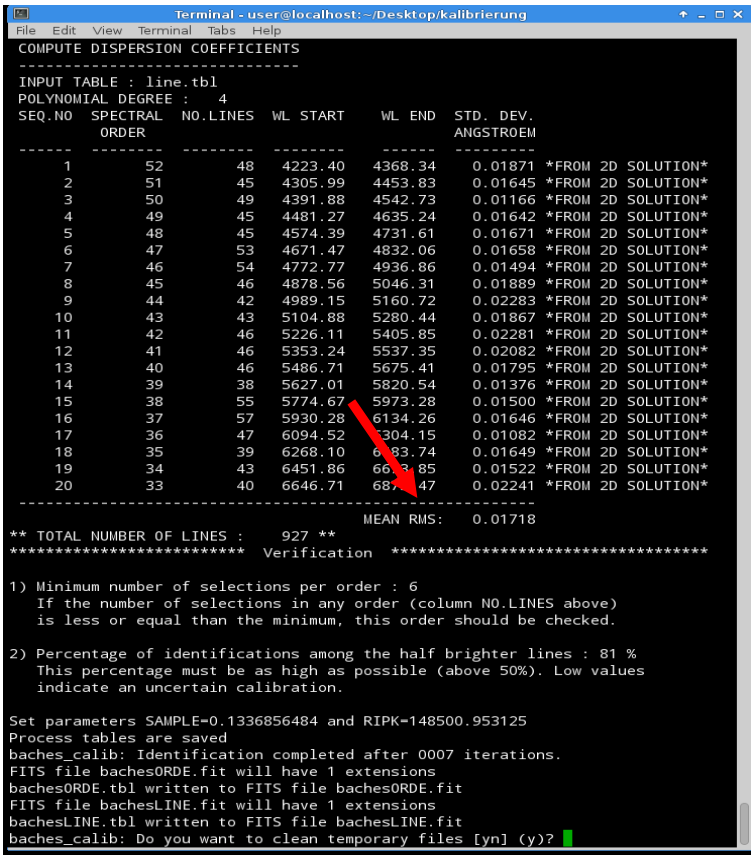


Abbildung 40 – Screenshot Abbildung der Konsole vor Kalibration

Danach bleibt nur noch der letzte Schritt: die Kalibrierung des eigentlichen Sternspektrums.

Dafür wird es in das Programm geladen und die Daten des Thorium-Argon Spektrums auf das Sternspektrum angewandt.

10.4 Normierung der Spektren

Nach der Kalibrierung erhält man Dateien (Plots), welche die Intensitätsverteilung der Ordnungen in Form eines Graphen darstellen. Für uns relevant ist die Intensität und Position der Hα-Linie in der 34. Ordnung.

Bei Betrachtung des Plots der 34. Ordnung ist das eben erklärte Doppelpeak-Profil zu erkennen.

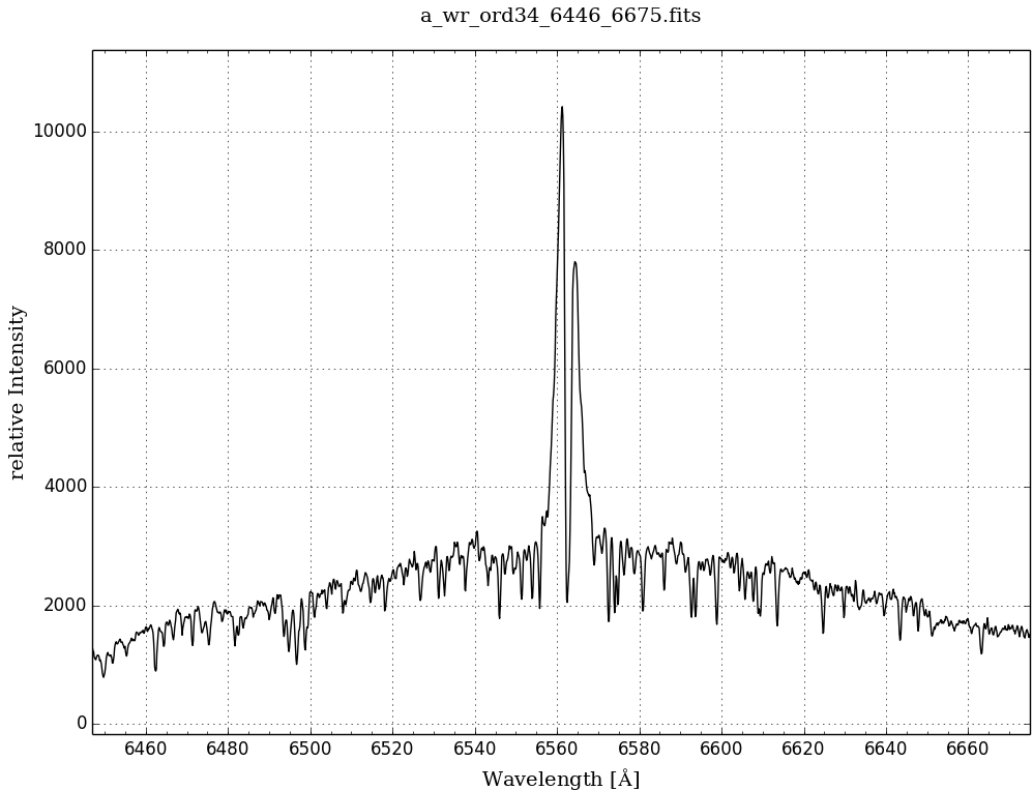


Abbildung 41 – Screenshot Plot der 34 Ordnung

Um die Werte international vergleichbar zu machen, muss der Plot „normiert" werden. Bei der Normierung wird das Pseudokontinuum eliminiert. Standard ist für alle Astronomen die Normierung auf 1, um der Intensität (Y-Achse) ein vergleichbares „Startniveau" zu geben.

Dafür wird mit dem Programm *Vspec* per Mausklicken der Verlauf des Kontinuums abgeschätzt, wodurch das Pseudokontinuum geglättet wird und man einen geraden Verlauf erhält. An den normierten Spektren werden schließlich die Werte gemessen.

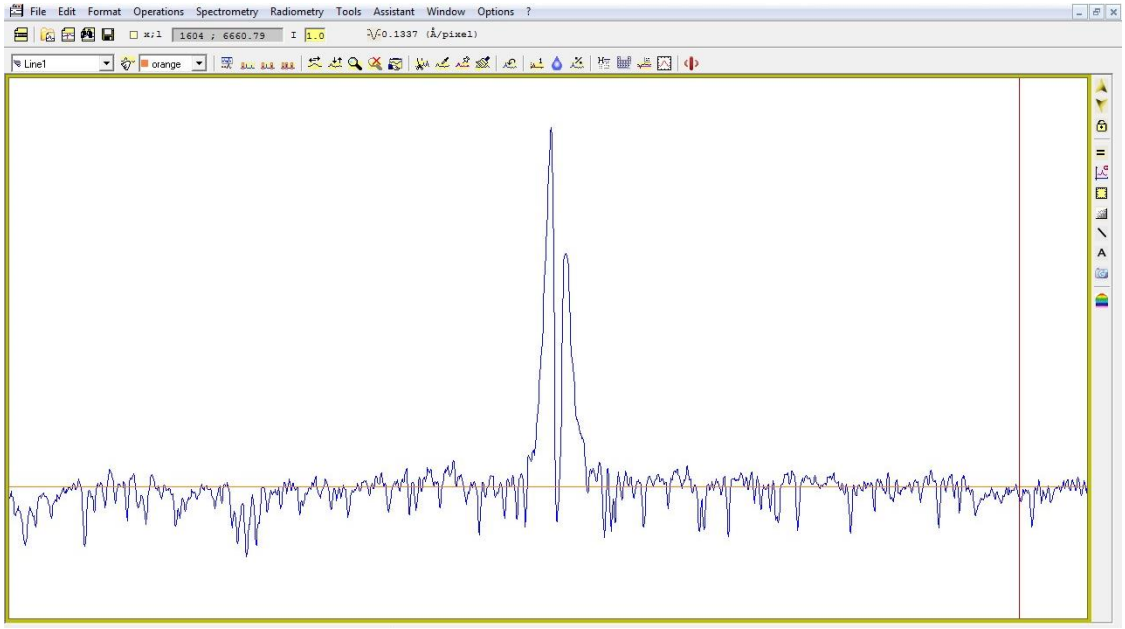


Abbildung 42 – Screenshot Normiertes Spektrum der 34. Ordnung bei der H-α-Linie

Der Verlauf des Graphen ist geglättet und die Absorptionslinien abseits der Hα-Linie klar unter der roten Linie, welche bei Y=1 verläuft.

Die Normierung muss jedoch per Hand vorgenommen werden und ist somit nicht unbedingt genau. Mehr dazu in 10.4.1.

10.4.1 Normierung als potentielle Fehlerquelle

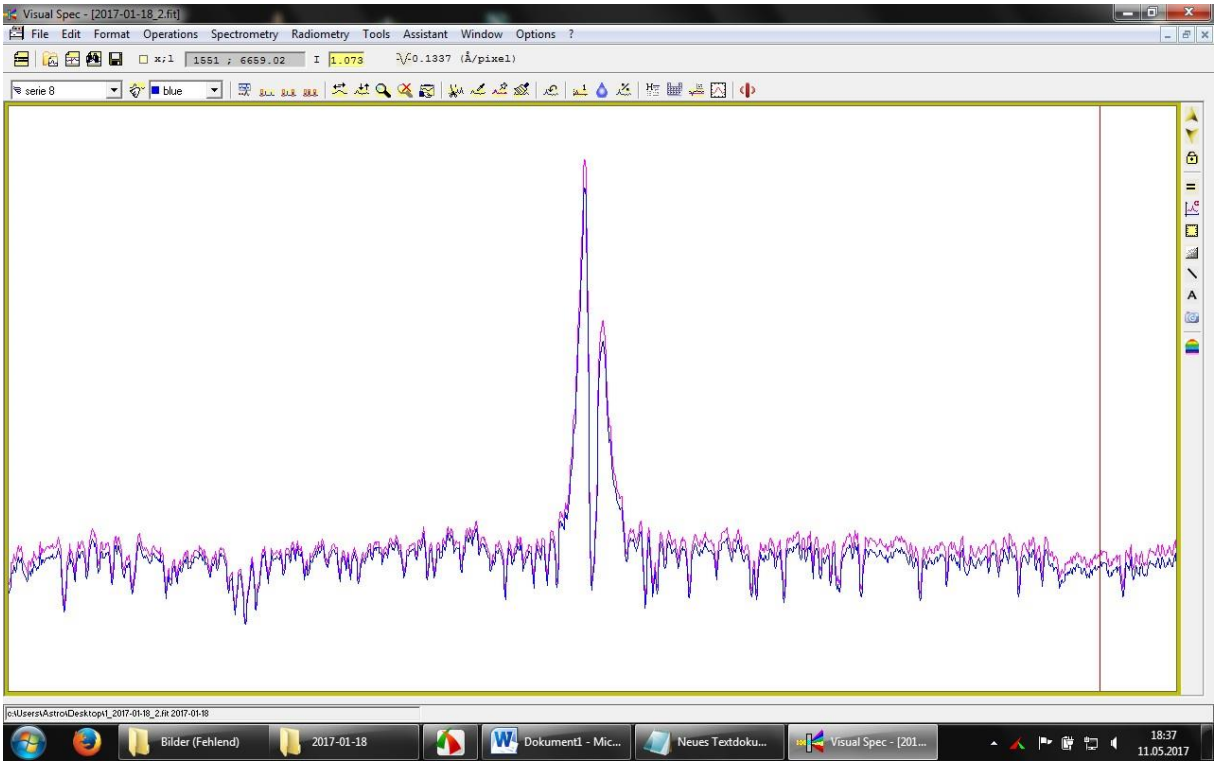


Abbildung 43 – Screenshot zwei verschiedene Normierungen übereinandergelegt

Nachdem das gleiche Spektrum zweimal normiert wurde, wurden in (s. Abb. 43) die Graphen übereinandergelegt dargestellt. Hier ist ein klarer Unterschied sichtbar.

Solche Positionsunterschiede können die Ergebnisse beeinflussen; jedoch lässt sich diese Unsicherheit, mangels einer Alternative zur Normierung und ungewissem Kontinuumsverlauf durch Linien des M-Sterns, nicht vermeiden.

10.5 Erhebung der Ergebnisse

Nach der Normierung können die gesuchten Daten aus den bearbeiteten Spektren erhoben werden. Sie werden in einer Tabelle zusammengefasst, die unter 11.1 zu finden ist.

Die Aufnahmedaten werden mit *Maxim DL* aus den Originalspektren ausgelesen.

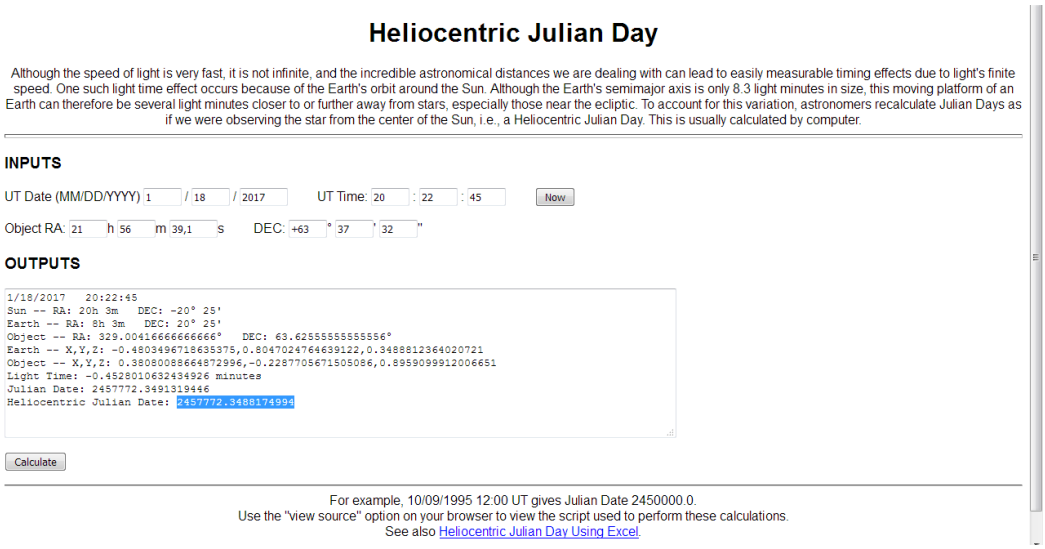


Abbildung 44 – Screenshot Bestimmung des HJD

Anschließend wird das HJD, das heliozentrische Julianische Datum der Aufnahmezeitpunkte berechnet. Dieses macht den Zeitpunkt der Aufnahme vergleichbar, da sowohl Rotation der Erde und Zeitzone herausgerechnet werden. Berechnet wird das HJD mithilfe eines JavaScript Tools.

Die anderen Werte können in *Vspec* (s. Abb. 45) berechnet und betrachtet werden.

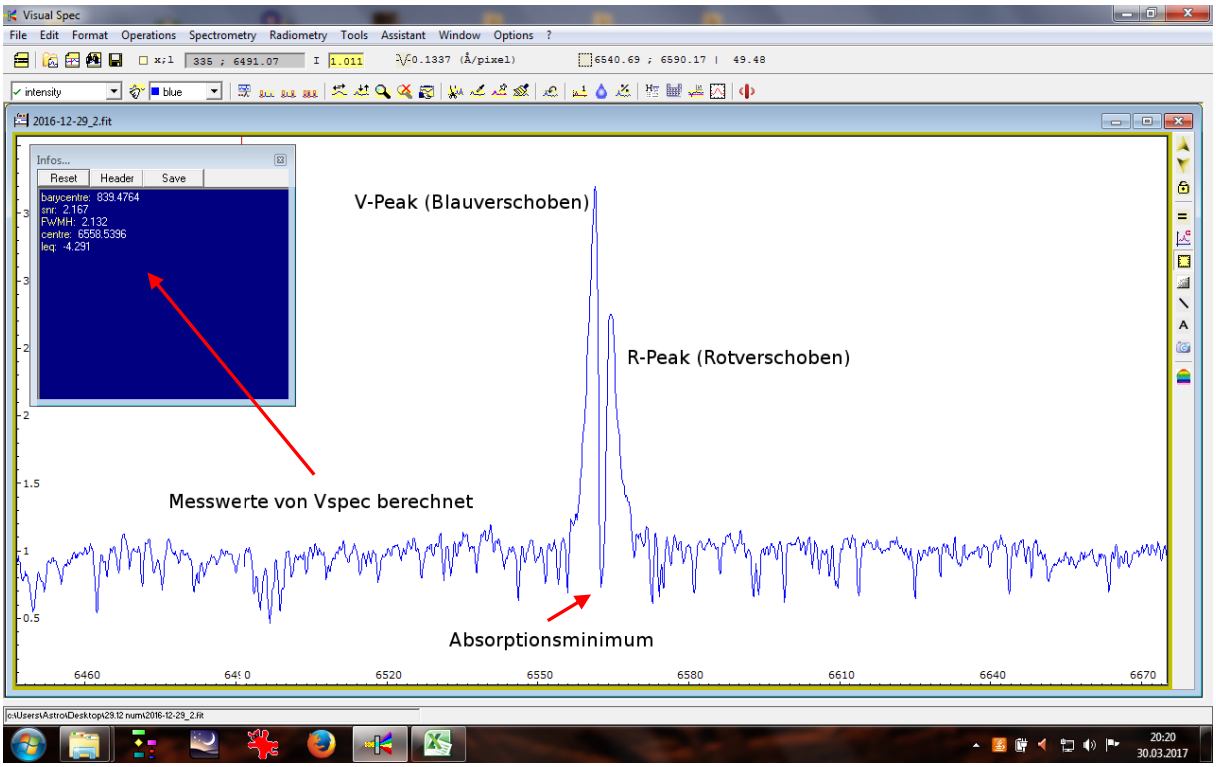


Abbildung 45 – Screenshot Bestimmung der Werte in Vspec

11 Ergebnis der Messungen

11.1 Datentabelle und Erklärung

Im Folgenden ist die Wertetabelle eingefügt, welche zwecks Fehlerminimierung von beiden Autoren unabhängig voneinander ermittelt wurden, aufgeführt sind nur die gemittelten Werte:

	A	B	C	D	E	F	G	H	I	J
1	Datum	HJD	Aufn. Beginn	Belichtungszeit	Aufnahmemitte [UT]	EW	V/R	Minimum [A]	RV [km/s]	HRV [km/s]
2	2016-12-29	2457752,24756	17:53:14	300s	17:55:44	-9,81	1,338	6562,490	-16,54	-24,110
3	2016-12-29	2457752,25674	18:06:27	300s	18:08:57	-10,44	1,344	6562,490	-16,54	-24,540
4	2016-12-31	2457754,21519	17:06:44	300s	17:09:14	-4,83	1,191	6562,790	-2,83	-12,420
5	2016-12-31	2457754,21999	17:13:39	300s	17:16:09	-4,76	1,212	6562,900	2,19	-10,090
6	2016-12-31	2457754,30060	19:09:44	300s	19:12:14	-5,85	1,221	6562,840	-0,55	-11,940
7	2016-12-31	2457754,30457	19:15:27	300s	19:17:57	-6,00	1,227	6562,840	-0,55	-11,830
8	2017-01-05	2457393,28968	18:54:16	300s	18:56:46	-10,80	1,297	6562,390	-21,10	-27,750
9	2017-01-05	2457393,31598	19:32:08	300s	19:34:38	-11,26	1,310	6562,390	-21,10	-26,160
10	2017-01-05	2457393,31951	19:37:13	300s	19:39:43	-10,96	1,310	6562,520	-15,17	-25,700
11	2017-01-18	2457772,34882	20:21:45	120s	20:22:45	-9,17	1,413	6562,360	-22,47	-26,300
12	2017-01-18	2457772,35022	20:23:46	120s	20:24:46	-9,20	1,434	6562,360	-22,84	-30,460
13	2017-01-18	2457772,35163	20:25:48	120s	20:26:48	-9,24	1,426	6562,360	-22,47	-27,930
14	2017-01-18	2457772,35303	20:27:49	120s	20:28:49	-9,15	1,422	6562,360	-22,47	-28,140
15	2017-01-18	2457772,35444	20:29:51	120s	20:30:51	-9,34	1,423	6562,360	-22,47	-28,330
16										
17										
18										
19										

Abbildung 46 – Daten Tabelle

Erklärung der einzelnen Werte: [49] [50] [51] [52]

EW	Bedeutet „equivalent width“ oder Äquivalentbreite. Dabei wird die Fläche des Absorptionspeaks in ein Rechteck zwischen Y=0 und Y=1 umgewandelt.
V/R	Beschreibt das Verhältnis der Intensität des durch den Doppler Effekt Blau (Violett) verschobenen Peaks zum Rot verschobenen Peak.
Absorptionsminimum	Die Position der Spitze des Absorptionspeaks in [Å].

[49] https://de.wikipedia.org/wiki/Radialgeschwindigkeit *Zugriff: 27.05.17*
[50] https://de.wikipedia.org/wiki/Baryzentrum *Zugriff: 27.05.17*
[51] https://de.wikipedia.org/wiki/%C3%84quivalentbreite *Zugriff: 27.05.17*
[52] https://de.wikipedia.org/wiki/Halbwertsbreite *Zugriff: 27.05.17*

RV [km/s] Radialgeschwindigkeit radial velocity	Die Radialgeschwindigkeit gibt die Bewegung eines Sterns auf einen Beobachter hin oder von ihm weg an. Der RV Wert ergibt sich aus der Formel: $\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \cdot c_0$ //Wobei $\Delta\lambda = \lambda_1 - \lambda_0$ λ_1 ist die gemessene Hα Wellenlänge am Minimum λ_0 ist der theoretische Wert der Hα Wellenlänge (6562,852 Å) c_0 ist die Lichtgeschwindigkeit im Vakuum
HRV [km/s] heliozentrische Radialgeschwindigkeit heliocentric radial velocity	Im Gegensatz zur Radialgeschwindigkeit ist die heliozentrische Radialgeschwindigkeit nicht auf die, sich ebenfalls bewegende, Erde bezogen, sondern auf die Sonne und ermöglicht somit eine genauere Aussage über die Bewegung des Himmelsobjektes.

11.2 Die Ergebnisse im Langzeitmonitoring von Ernst Pollmann

Die Daten wurden an Ernst Pollmann weitergegeben. Er und die ASPA (Active Spectroscopy in Astronomy) Forschungsgruppe beobachten VV Cephei seit über 20 Jahren. Da Herr Pollmann die Langzeitbeobachtung graphisch darstellt, ließ sich die Qualität unserer Werte gut überprüfen und wir konnten der Forschungskampagne VV Cephei einen kleinen Beitrag leisten.

Binnen kürzester Zeit bekamen wir eine positive Rückmeldung mit den folgenden Grafiken des Langzeitmonitorings.

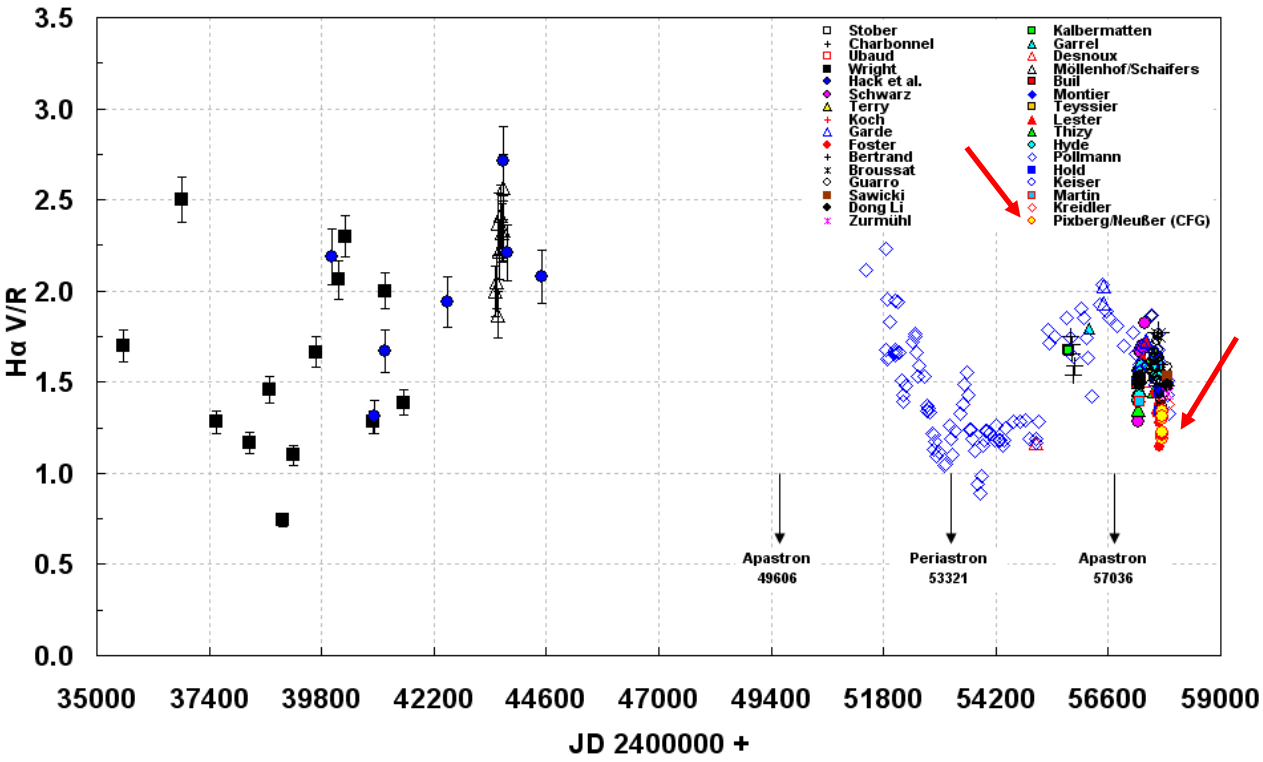


Abbildung 47 – Verhältnis der Intensitäten des V und R Peaks bei H-α (unsere Messungen rote Pfeile)

Die folgenden Grafiken (47-49) wurden von Ernst Pollmann erstellt (http://www.astrospectroscopy.de/)

Wie im Autorenverzeichnis zu erkennen sind unsere Werte [Pixberg/Neußer (CFG)] als gelbe Punkte gekennzeichnet. Die aktuellen V/R Werte liegen zwischen 1 und 2. Unsere Werte fügen sich außerdem in einen Abwärtstrend ein, der seit JD 56600 zu erkennen ist.

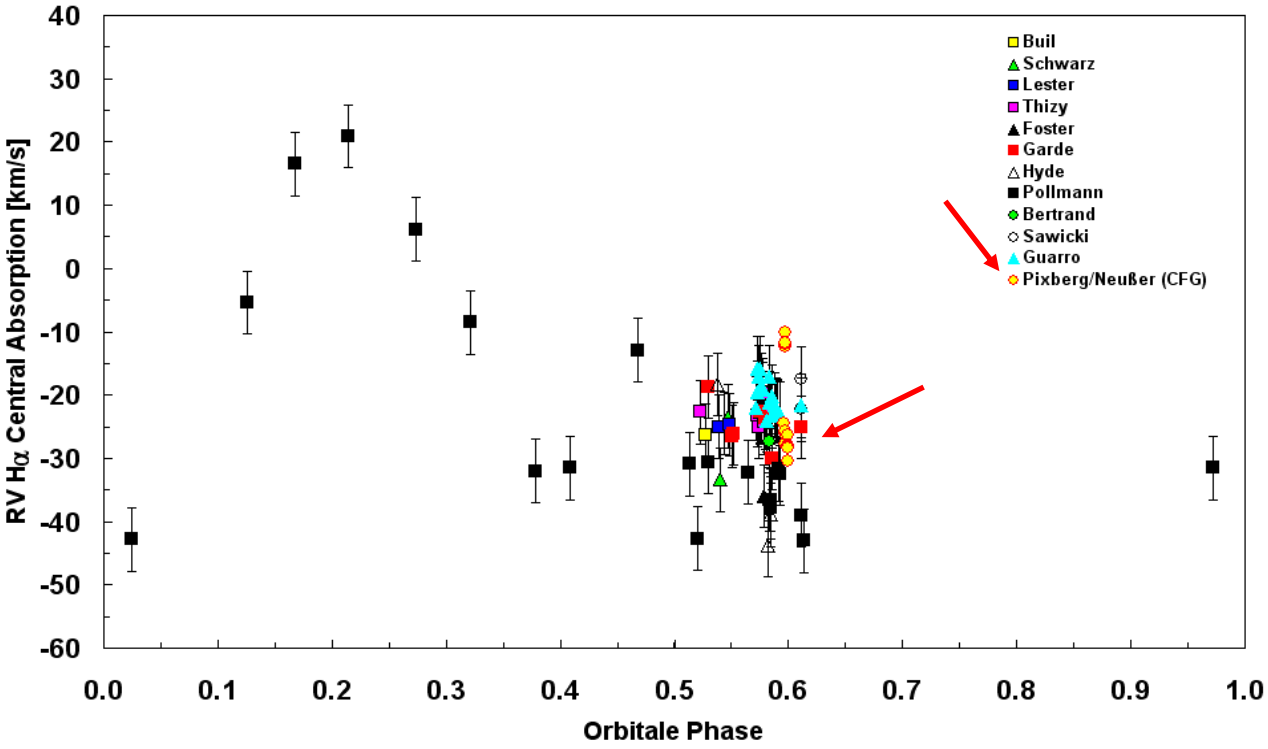


Abbildung 48 – Radialgeschwindigkeit am Zentralen Absorptionsminimum der H-α-Linie (unsere Messungen rote Pfeile)

Auch hier fügen sich unsere Werte gut in die von anderen Beobachtern ermittelten Werte ein, jedoch fallen auch ein paar Werte heraus (ca. bei RV=-10). Die potentielle Herkunft dieses Unterschieds wird im nächsten Abschnitt 12 diskutiert. Die auffälligen Werte entstammen alle einer Messung und Kalibrierung.

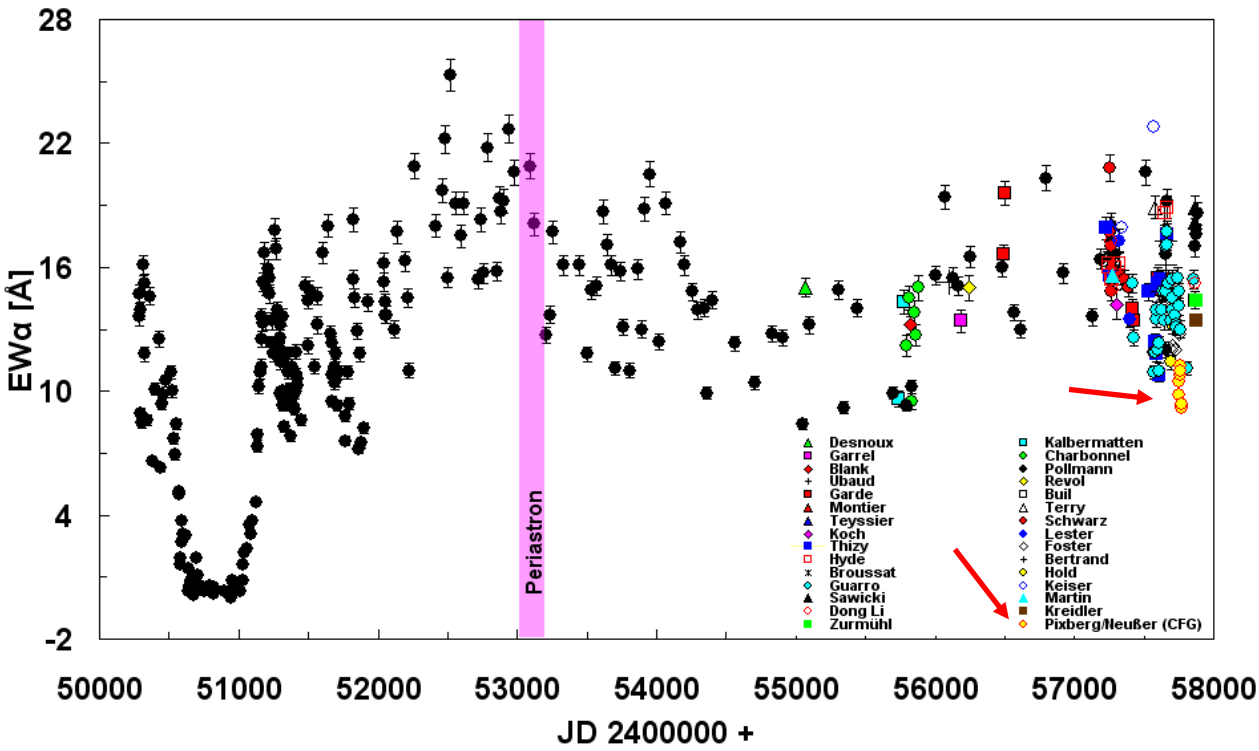


Abbildung 49 – Äquivalentbreite des Absorptionspeaks der H-α-Linie (unsere Messungen rote Pfeile)

Auch bei den EW Werten waren die Daten, der eben erwähnten Messung auffällig und wurden deshalb nicht in das Monitoring integriert. Die restlichen 10 Werte fügen sich jedoch wieder zufriedenstellend in die Ergebnisse der anderen Forscher ein.

12 Fehlerdiskussion

Für Ungenauigkeiten und Fehler im Spektrum oder dem Ergebnis gibt es einige Gründe. Sie sollen hier der Reihe nach aufgelistet werden.

1. Störungen des Lichtes vom Stern zur Erde

   Das Licht ist von VV Cephei zu uns fast 5000 Jahre unterwegs. Deshalb ist es nicht unwahrscheinlich, dass das Licht auf dieser Strecke durch Staubwolken oder ähnliches beeinflusst oder aufgehalten wird (Interstellare Extinktion).

2. Störung des Lichts durch die Atmosphäre

   Da das Licht durch die Atmosphäre muss, findet auch hier wieder ein leichte Beeinflussung statt, bzw. Beeinflussung statt.

3. Unterschiedliches technisches Setup

   Die meisten Beobachter benutzen verschiedene Teleskope oder Spektrografen, welche nicht alle zu 100% gleich funktionieren und selbst wenn baugleiche Geräte verwendet werden, so unterscheidet sich doch jedes Gerät minimal von jedem anderen.

4. Witterungseinflüsse auf die Technik

   Zwar ist der CCD Chip der Kamera konstant gekühlt, allerdings sind das Teleskop und der Spektrograf den Wetterbedingungen ohne Korrektur ausgesetzt. Dies kann im Mikrometerbereich zu Veränderungen des Materials führen. Dies hat natürlich dann, wenn auch nicht starke, Auswirkungen auf das Spektrum.

5. Fehler bei der Auswertung

   Es gibt viele Schritte bei der Auswertung, beispielsweise das Normieren (s. 10.4), welche Individuell durchgeführt werden. Da man besonders in diesem Schritt bei VV Cephei nicht genau weiß, was die Ideallösung ist, kann es hier zu größeren Unterschieden kommen. Auch die anfängliche Kalibrierung kann mit jedem Durchlauf und bei kleinster Veränderung eines Parameters ein leichte Veränderung bewirken. Da wir das Pseudokontinuum beseitigt haben und nur bei H-alpha messen, sind instrumentelle Einflüsse aber bereits berücksichtigt.

13 Ausblick

Wir planen nach Abschluss dieser Arbeit an VV Cephei weiterzuforschen. Am 4. August 2017 beginnt die streifende Bedeckung, wenn der B Stern hinter die Photosphäre des M Sterns tritt. Während dieser Bedeckung hoffen wir neue Erkenntnisse über den Stern zu erlangen. VV Cephei lässt immer noch einige Fragen offen, welche wir mit neuen Ergebnissen und der Hilfe von Bernd Koch, Ernst Pollmann und Michael Winkhaus weiter erarbeiten wollen. Besonders fokussieren wollen wir uns dabei auf neue Daten bezüglich der Veränderung des V/R Verhältnisses, der Berechnung des Scheibenradius und der Rotationsgeschwindigkeit.

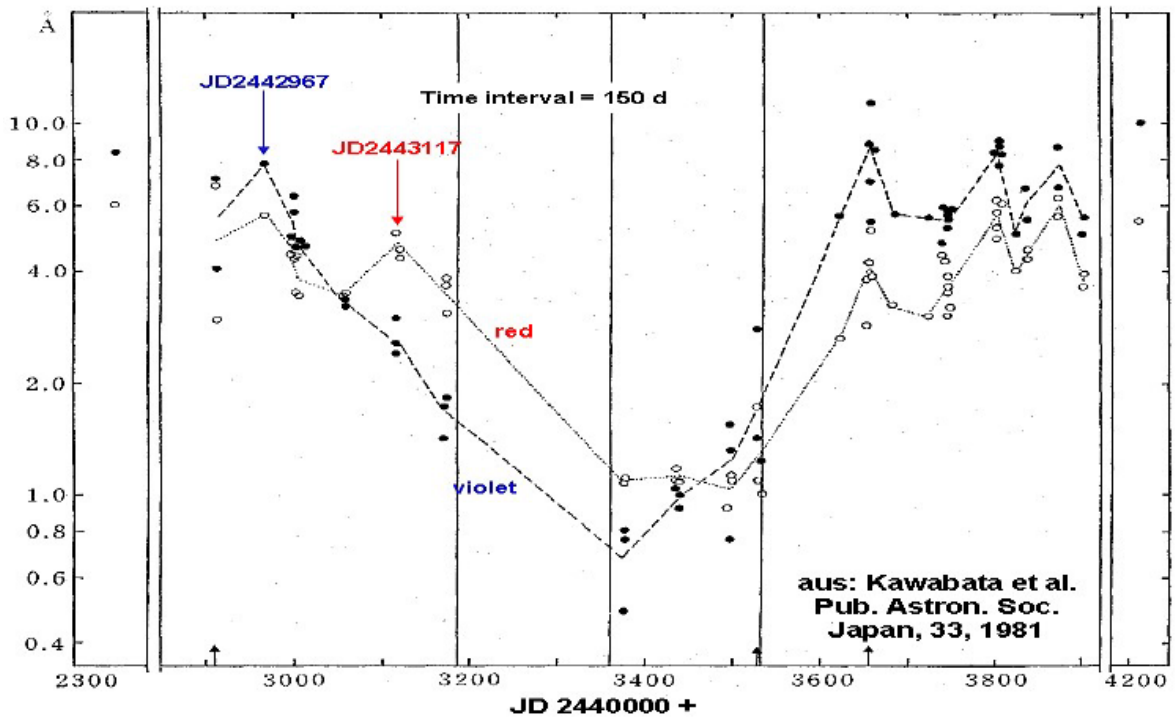


Abbildung 50 – Intensitätsverlauf der Komponenten V&R im Verlauf der Bedeckung 1976-78

Kawabata et al. Pub. Astron. Soc. Japan, 33, 1981

Da anzunehmen ist, dass die Akkretionsscheibe gegen den Uhrzeigersinn rotiert, erwarten wir zunächst eine starke Abnahme der Intensität des V-Peaks (s. Abb. 50). Ebenfalls hoffen wir die Scheibengröße und Geschwindigkeit abschätzen zu können, um den Aufbau des Doppelsternsystems besser nachvollziehen zu können.

Dafür werden wir mit gleichem Setup weitere Spektren aufnehmen, um eine möglichst große Anzahl an Messwerten sammeln zu können und anschließend möglichst genaue

Berechnungen tätigen zu können. In Zukunft ist neben einem öffentlichen Vortrag an der Schule auch eine Teilnahme an dem Projekt Jugend Forscht geplant. Dort hoffen wir mit neuen Daten, die hoffentlich unsere jetzigen Annahmen über die Beschaffenheit VV Cepheis bestätigen, erfolgreich teilzunehmen. Ebenfalls streben eine besondere Lernleistung im Abi an, welche die Fortführung dieser Projektarbeit enthält. Wir freuen uns auf zukünftige Beobachtungsabende und die weitere Zusammenarbeit!

14 Danksagung

Zuerst wollen wir uns für die Möglichkeit bedanken, diese Arbeit zu schreiben. Wir danken allen, die mithalfen, den Projektkurs zustande kommen zu lassen, die Sternwarte mit Geld und dem großartigen Equipment versorgten oder sich auf andere Weise für diese engagierten.

Unser größter Dank gilt aber unserem Kursleiter Bernd Koch, der uns alle notwendigen Grundlagen beigebracht hat und mit uns die vielen offenen Fragen in stundenlangen Gesprächen geklärt hat. Ebenfalls Michael Winkhaus, welcher uns genauso unterstützte und besonders bei physikalischen Fragestellungen half.

Auch Ernst Pollmann (http://astrospectroscopy.de/projects.html [Zusammenfassung der Beiträge zur Kampagne VV Cephei]) gilt ein besonderer Dank. Er gab uns in einem Vortrag eine Einführung zu VV Cephei und beantwortete per Email jederzeit unsere zahlreichen Fragen zum Modell des Doppelsternsystems. Darüber hinaus danken wir ihm für die Aufnahme unserer Werte in seinen Grafiken für das Langzeitmonitoring zur Kampagne VV Cephei.

Abbildung 51- Die Autoren (vl. Kevin Pixberg, Fabian Neußer)

15 Anhang

15.1 Anhang

Privatkorrespondenz zwischen Ernst Pollmann und Bernd Koch

Bernd Koch:

Kann man aus dem Profil der H-alpha-Emissionslinie, die von der zentralen Absorption überlagert wird, ein Geschwindigkeitsprofil der "Scheibe" erstellen. Wenn es denn schon keine Keplerbewegung ist mit "v proportional zu eins durch Wurzel r", wie ist die breite Emission dann zu verstehen? Ein Druckprofil? Mit ohne/Rotation um den B-Stern?

Ernst Pollmann:

der vom M-Stern abströmende Massenstrom enthält im Allgemeinen einen Drehimpuls, weshalb das Material nicht direkt auf den B-Stern fällt, sondern sich in einer ringähnlichen Hülle um den Stern sammelt, wobei dieser Ring (oder auch abgeflachte Hülle) durch den B-Stern aufgeheizt wird (HII-Region) und die Balmer-Rekombinationsstrahlung in Gang setzt (Hutchings & Wight, Mon. Not. R. astr. Soc.,1971, 155). Und man nimmt heute an (Möllenhoff & Schaifers, A&A, 64), dass bestenfalls in der Hbeta-Entstehungsregion dieser Ring mit Kepler-Geschwindigkeiten rotiert.

Bernd Koch:

Des Weiteren schriebst du, dass eine neutrale Wasserstoffülle zur zentralen Absorption beiträgt. Woher weiß man das? Der Hauptbeitrag ist dann die Selbstabsorption beim Blick auf den B-Stern durch die geneigte Scheibe? Kann man die atomaren Massenanteile Scheibe/Hülle einzeln abschätzen?

Ernst Pollmann:

… diese Aussage basiert auf Untersuchungen aus 1956 bis 1968 von Wright & Larson (Springer
Netherland, Reidel Publishing Company, Dordrecht). Darin fand man, dass die Geschwindigkeiten der zentralen Absorption übereinstimmt mit der Geschwindigkeit neutralen Wasserstoffs, der in den äußeren Atmosphärenschichten des M-Sterns und zwischen den Sternen gebildet wird, wobei die Absorptionstiefe offensichtlich konstant ist.

Von einer Selbstabsorption in der Scheibe ist in keiner der mir bisher bekannten Untersuchungen die Rede. Die letzte Frage im oberen Abschnitt kann ich leider nichts sagen. Über Massenanteile der Scheibe ist in der mir zugänglichen Literatur nichts zu lesen, lediglich die jährliche Massenverlustrate mit M = 1.5 * ^10-6 Sonnenmassen wird bei Bennet (ASPConference Series, 2009) erwähnt.

Bernd Koch:

Wenn VV Cep als spektr. Doppelstern eine Bahnneigung von 76°-77° aufweist, muss dann die Scheibe des B-Sterns dieselbe Neigung haben? Die beiden Sterne müssen doch nicht exakt parallele Rotationsachsen aufweisen, oder?

Ernst Pollmann:

… von einem Neigungswinkel der Scheibe ist in den mir bisher bekannten Untersuchungen nicht explizit die Rede. Doch soweit ich es verstehe, wird die Scheiben- oder Ringrotationsachse aufgrund des vom M-Stern abströmende Massenstroms und dessen Drehimpuls die gleiche Orientierung bzw. Bahnneigung aufweisen (müssen) wie der B-Stern in seiner Äquatorebene.

Bernd Koch:

Die Ableitung der Bahngeschwindigkeit auf der Radialgeschwindigkeit der zentr. Absorption nahe der
Bedeckung (tangentiale Geschwindigkeit) ist mir immer noch unklar. Ich hätte vermutet, dass man aus der Bewegung der beiden Sternkomponenten umeinander spektroskopisch die RV-Kurven während eines Umlaufs gemessen hat und damit Sternmassen, Bahnradien bestimmt hat. So, wie man es üblicherweise mit einem SB2-System macht, ggf. zusätzlich mit Photometrie. Doch hierzu muss ich wohl
selbst noch intensiver recherchieren.

Ernst Pollmann:

… die Radialgeschwindigkeit der zentralen Halpha-Absorption stimmt nach Wright (1977) überein mit der berechneten Radialgeschwindigkeit der orbitalen Bewegung sowie mit den Metalllinien des M-Sterns. Kawabata et al. (1981) bestätigen die Untersuchungen von Hutchings & Wright (1971), dass die emittierenden Regionen der rotierenden

Akkretionsscheibe in gleicher Richtung rotieren wie die orbitale Bewegung des B-Sterns. So erlaubt der Bedeckungszeitunterschied zwischen der roten und der blauen Komponente die Abschätzung des Scheibenradius. Im Wesentlichen habe ich hier das wiedergegeben, was in ausführlicher Form v.a. bei Kawabata et al. (1981) zu lesen ist, weshalb ich diese Veröffentlichung dieser E-Mail zum ausführlichen Studium beifüge.

15.2 Anhang

Kommentar von Ernst Pollmann zu VV Cephei:

„VV Cephei ist ja kein Be-Stern, bezieht also seine Gasscheibe keineswegs aus Materie, die wegen der starken Rotation des Sterns aus seiner Äquatorregion herausgeschleudert wird. VV Cephei bezieht die Materie seiner Akkretionsscheibe aus Materie, die er dem Riesenstern in der Nähe herausgezogen hat. Insofern liegen die dynamischen Verhältnisse wohlmöglich ganz anders und gar nicht so wie bei den Be-Sternen. Die zentrale Einsenkung ist wohlmöglich eine Absorption, die gar nichts mit dem Dopplerprofil in einer zirkumstellaren Gasscheibe zu tun hat.“

Entsprechend den Untersuchungen von Wright (1977), wird als Ursache für die zentrale Absorption im Profil der Halpha-Emissionslinie das übertragene und absorbierende Material zwischen dem Beobachter und der Hülle des B-Sterns verantwortlich gemacht. Darüber hinaus wird in professionellen Kreisen angenommen, dass beide Komponenten (M- & B-Stern) zusätzlich noch von einer großräumigen Wolke neutralen absorbierenden Wasserstoffs umgeben sind. Wegen des Stoffübergangs vom M-Überriesen in Richtung des B-Sterns, kann das Vorhandensein der starken Halpha-Emission gut erklärt werden mit ihrer Entstehung in den äußeren Hüllenregionen des Begleiters. Der Gasstrom vom M-Stern bewegt sich dabei spiralförmig um den Begleiter und ist in den Polregionen weniger dicht als in den Äquatorregionen.

Der Scheibenentstehungsprozess ist somit ein völlig anderer als bei Be-Sternen, bei denen hohe Rotationsgeschwindigkeiten in den Äquatorzonen, verbunden mit den entsprechenden Zentrifugalkräften einerseits, sowie nicht-radiale Pulsationen (vermutlich als Initiatorprozeß) die Ursachen für die Ausbildung der Be-Sternscheibe verantwortlich sind. So werden wir davon ausgehen können, dass die VV Cep-Akkretionsscheibe nur bedingt ein Kepler-Geschwindigkeitsprofil gemäß $\mathbf{v}_k(r) = \mathbf{v}_0 (r/r^*)^{-0.5}$ aufweist. Und wenn, dann bestenfalls nur in den inneren Scheibenregionen, keinesfalls jedenfalls in den äußeren Randbereichen.

Im beigefügten IBVS-paper No. 6156 findet ihr eine Untersuchung, die ich zusammen mit dem VV Cep-Forscher schlechthin, Phillip Bennet, durchgeführt habe. Wir konnten erstmals neben der

orbitalen V/R-Variation von 3916 Tagen (= etwa ½ orbitale Periode von 20.4 Jahren) eine dominante „V/R-Scheiben-Rotationsperiode“ von 988 Tagen nachweisen.
Im beigefügten pdf-Dokument „Scheibenradius“ ist eine Methode beschrieben, die es erlaubt, den Scheibendurchmesser am zeitlich verzögerten Verschwinden der blauen und der roten Halpha-Emissionskomponente während der Bedeckung ab dem 4. August zu ermitteln. Der auf diese Weise erhaltene Scheibendurchmesser bzw. Scheibenumfang, zusammen mit der o. g. Scheibenrotationsperiode, würde eine Aschätzung der Scheibenrotationsgeschwindigkeit erlauben. […]

16 Abschlusserklärung

Hiermit versichern wir, dass wir diese Arbeit selbstständig angefertigt, keine Anderen als die, von uns angegebenen, Quellen und Hilfsmittel benutzt und die Stellen der Projektarbeit, die im Wortlaut oder dem Inhalt nach aus anderen Werken entnommen wurden, in jedem Fall mit genauer Quellenangabe kenntlich gemacht haben.

Wir sind damit einverstanden, dass die, von uns verfasste, Verschriftlichung der Öffentlichkeit zugänglich gemacht wird.

Kevin Pixberg 01.06.2017 Fabian Neußer 01.06.2017