

# VV Cep – Helligkeitsmessungen mit einer Digitalkamera und spektroskopisches H $\alpha$ - Monitoring

Béla Hassforther und Ernst Pollmann

## Teil 1: Helligkeitsmessungen (von B. Hassforther)

Bei hellen und lang beobachteten Veränderlichen unterstellt man oft, dass ihre Basisdaten bekannt sind und sie für Beobachtungsprogramme zu wenig Reiz haben. Das ist ein Trugschluß: Der Lichtwechsel überraschend vieler dieser Objekte ist komplex, seine Ursache oft unverstanden, und als Grundlage für weitere Analysen werden Langzeit-Beobachtungen in verschiedenen Farbbereichen und mit verschiedenen Techniken gebraucht. Das visuell etwa 4,9 mag helle System VV Cep ist mit dem bloßen Auge sichtbar und ein ideales Beispiel für die Möglichkeiten einer Zusammenarbeit von Photometrikern und Spektroskopikern.

Was sind VV-Cep-Sterne?

VV Cephei ist Namensgeber der VV-Cep-Sterne, bei denen es sich um Bedeckungsveränderliche handelt, die aus einem Roten Überriesen und einem kleineren aber heißeren Begleiter bestehen. Die enorme Größe eines Roten Überriesen führt dazu, dass die Bedeckungsdauern bei Hauptminima (wenn der Rote Überriese vor dem kleineren blauen Stern vorbeizieht) im Bereich von Wochen und Monaten liegen und teilweise sogar mehrere Jahre betragen können. Typisch sind die je nach Farbbereich stark unterschiedlichen Bedeckungs-Amplituden (Abbildung 1). Berühmte Vertreter sind neben dem Namensgeber VV Cep so helle Systeme wie TV Gem und 22 Vul. Der Lichtwechsel von VV-Cep-Sternen ist äußerst komplex, weil er die Summe aus der Variabilität mehrerer Komponenten darstellt.

Rote Überriesen sind im Allgemeinen intrinsisch veränderliche Objekte. Die Veränderlichkeit hat mehrere Ursachen:

- Mit Perioden von etwa 120 bis zu über 1000 Tagen tritt ein Pulsationslichtwechsel auf, dessen Amplitude sich von Zyklus zu Zyklus sehr stark unterscheiden kann. Die Untergrenze der Periode ist etwas strittig, man geht von 100 bis 150 Tagen aus [2].
- Da Rote Überriesen nur wenige aber dafür riesige Konvektionszellen haben, sorgt deren langsames Kommen und Gehen für eine stark stochastische Komponente und überlagert manchmal komplett den Lichtwechsel aus den Pulsationen [3].
- Diesen beiden Komponenten ist sowohl bei Roten Riesen als auch bei Roten Überriesen bei mindestens 30% aller untersuchten Fälle noch eine Schwingung mit einer sehr langen Periode überlagert (die berühmte "Long Secondary Period", kurz LSP). Typischerweise hat sie die 5- bis 15-fache Periode wie die Pulsationsperiode. Auch die scheinbar hellsten Roten Überriesen Beteigeuze und Antares zeigen dieses Phänomen [4].

Den Erwartungen entsprechend zeigen fast alle VV-Cep-Objekte einen Lichtwechsel des roten Sterns.

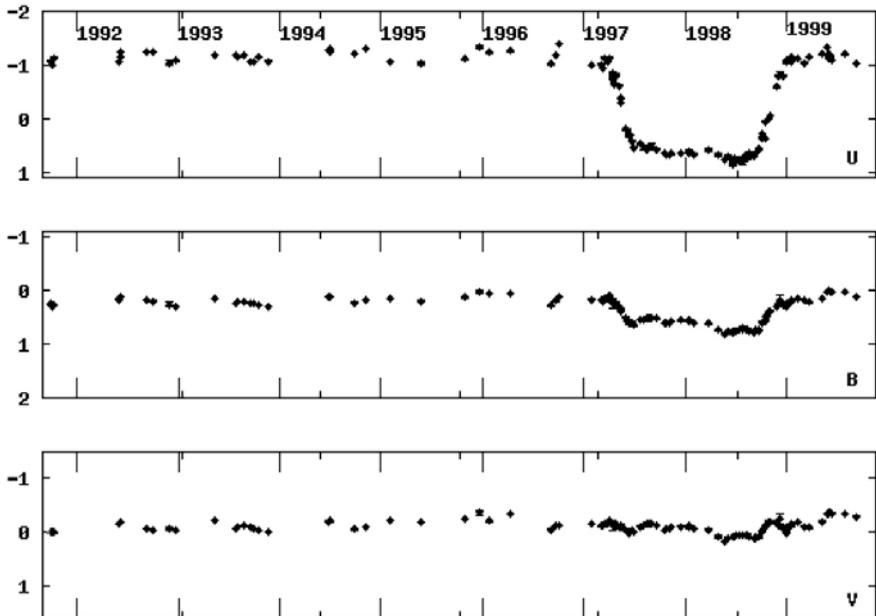


Abbildung 1) Lichtwechsel von VV Cep in verschiedenen Farben (Tartu Obs.) [1]

Die heiÙe Komponente der VV-Cep-Sterne ist im Allgemeinen im visuellen Farbband deutlich leuchtschwächer als die rote Komponente, oft um mehrere Größenklassen, weswegen der Spektraltyp oder die Helligkeit dieser Komponente in den verschiedenen Farbbereichen oft nur ungenau oder gar nicht bekannt ist. Im Allgemeinen handelt es sich um die masseärmere Komponente, die die Hauptreihe aufgrund ihrer geringeren Masse noch nicht oder vor noch nicht langer Zeit (in kosmischen Maßstäben) verlassen hat. Fast immer ist es ein B-Stern, der einen Lichtwechsel auf kurzen Zeitskalen zeigen kann, was allerdings nur im Blauen oder im UV nachweisbar ist (Abb 2).

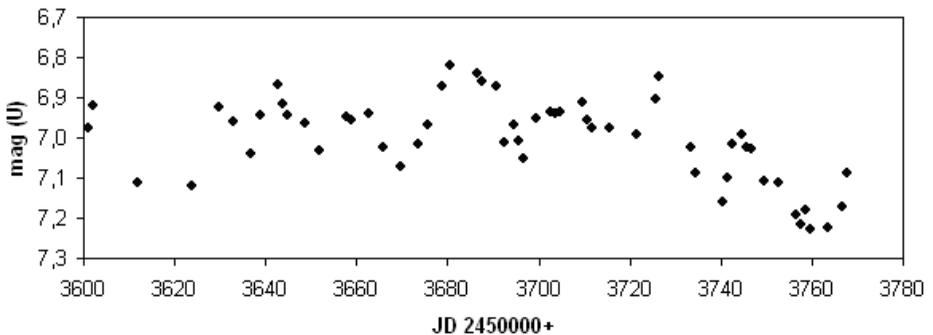
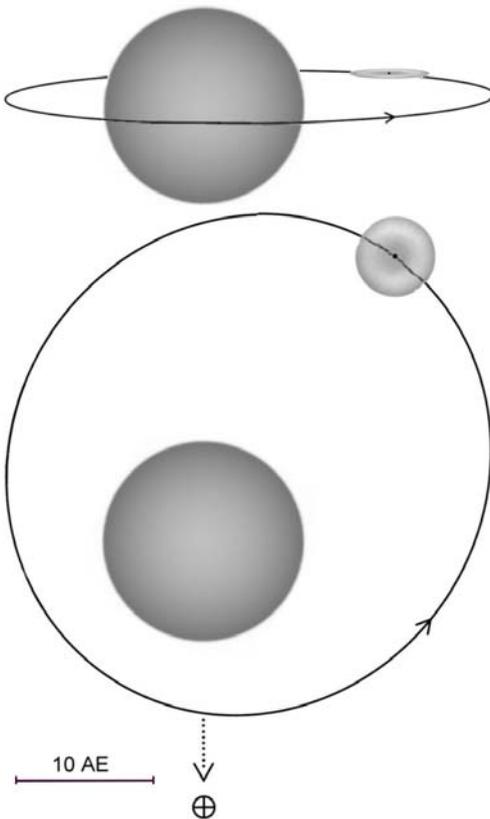


Abbildung 2) Lichtwechsel von VV Cep im U-Band, Daten aus [5]

Da B-Sterne nicht selten - gerade in einem fortgeschrittenen Stadium - als Be-Stern auftreten, was auf das Vorhandensein einer äquatorialen Scheibe hinweist, kann auch noch ein Lichtwechsel hinzukommen, der auf Prozesse mit dieser Scheibe zurückgeht.

Die Trennung der verschiedenen Komponenten des Lichtwechsels bei VV-Cep-Sternen und das Verständnis ihres Zusammenspiels setzt Untersuchungen in verschiedenen Farbbereichen und mit verschiedensten Techniken voraus. Die erforderlichen Langzeit-Beobachtungen sind im professionellen Bereich schwerlich von einer Person oder einem Team zu leisten. Sogar so etwas Grundlegendes wie langjährige photometrische Beobachtungsreihen an interessanten Vertretern sind eher selten. Gerade das aber macht diese Objekte für Amateurastronomen und Amateur-Arbeitsgemeinschaften interessant. Während der Lichtwechsel zumindest der roten Komponente sich auch mit sehr einfachen Instrumenten verfolgen lässt, wie weiter unten gezeigt wird, setzt das Studium der Prozesse in der Scheibe spektroskopische Studien voraus: Eine lange Beobachtungsreihe seit Juli 1996 wird im zweiten Teil des Aufsatzes vorgestellt.



Es gibt kein kanonisches Systemmodell von VV Cep, selbst grundlegende Systemparameter wie die Masse und die Leuchtkraft der Komponenten sind nicht sicher bekannt. Die beiden Hauptursachen dieser Unsicherheit sind zum einen die letztlich unbekannte Entfernung des Systems und zum anderen die schwierige Ermittlung der Geschwindigkeitskurve für den heißen Stern. Aktuelle Detailuntersuchungen haben nicht primär die Absicht, die Systemparameter neu zu ermitteln, sondern beschäftigen sich in der Hauptsache mit Detailfragen wie zum Beispiel der Ursache des Sternwinds bei Roten Überriesen. Dafür werden Ergebnisse der älteren Literatur meist mit einigen Modifikationen übernommen, ohne grundlegend Neues zu bringen. Für die folgende Systembeschreibung wird daher in der Hauptsache die immer noch maßgebliche Studie von Wright [6] zugrunde gelegt. Einen Eindruck vom System soll auch das nebenstehende Diagramm (Abb. 3) vermitteln. Die obere Abbildung zeigt den Anblick von unserer Sonne aus, die untere Abbildung von oben.

Abbildung 3) Systemmodell von VV Cep

Das System ist ein mögliches Mitglied der Assoziation Cepheus OB2 und wäre demnach etwa 2400 Lichtjahre entfernt [7]. Der Rote Überriese hat den Spektraltyp M2 Iab und gilt spektroskopisch als enger Verwandter von Beteigeuze. Seine Masse wird von Wright mit rund 20 Sonnenmassen angegeben, was plausibel ist [8]. Die Durchmesserangaben in der Literatur schwanken heftig, nach Wright beträgt er etwa das 1600fache der Sonne [9]. Ein Vergleich mit Beteigeuze bietet sich an: Aus dem aktuellsten Wert für die Entfernung von Beteigeuze (643 Lichtjahre)[10] und dem bekannten Winkeldurchmesser [11] resultiert ein Durchmesser von immerhin 1180 Sonnendurchmessern. Der Wert für VV Cep A klingt dann gar nicht mehr so phantastisch groß.

Der blaue Begleiter trägt im visuellen Farbbereich wenig zur Helligkeit bei (was an der geringen Amplitude im Visuellen schön zu sehen ist), dominiert aber bei kurzen Wellenlängen. Leider ist der Spektraltyp nicht sicher bekannt, vermutlich ist es ein früher B-Stern mit 20 Sonnenmassen und einem Durchmesser von etwa 13 Sonnendurchmessern. Im blauen und im ultravioletten Licht sind kurzzeitige Helligkeitsänderungen des Systems zu sehen – die Ursache ist unklar, auch sind die Beobachtungen zu sporadisch [12].

Der blaue Begleitstern ist von einer Gasscheibe umgeben, deren Material vom Roten Überriesen stammt. Für den Durchmesser dieser Scheibe findet Wright 6 AE [13]. Sie ist auch die Quelle für die relativ starke Ha-Emission.

Die Bahn hat folgende Dimensionen: Mittlerer Abstand der Sternzentren: 19 AE (Abstand der Sternzentren im Periastron 12 AE, im Apastron 25,4 AE), bei einer Exzentrizität von ca 0,36.

Was kann bei VV Cep mit einer einfachen Digicam beobachtet werden?

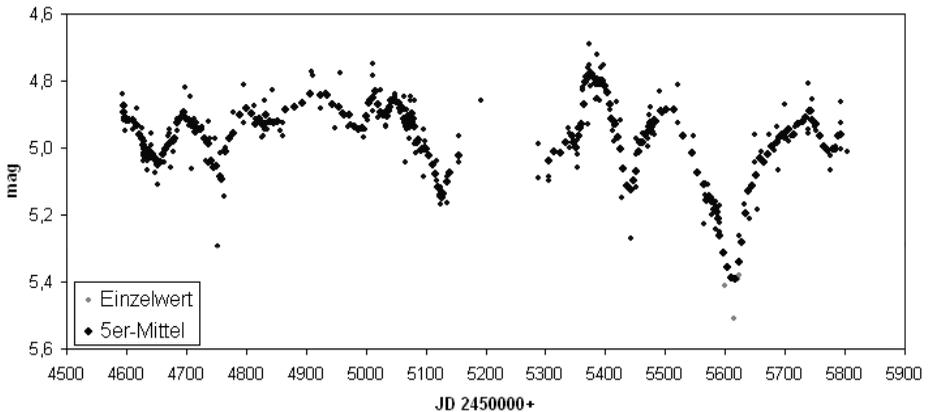


Abbildung 4) Digicam-Beobachtungen von VV Cep und gleitende 5er-Mittel

Seit Mai 2008 wird VV Cep mit einer kleinen Digitalkamera beobachtet. Die verwendete Brennweite von 5,8 mm entspricht einem leichten Weitwinkel. Je nach Wetter und Höhe über dem Horizont wird eine stellare Grenzgröße von 6,5 bis 7,5 mag erreicht, vorausgesetzt es werden 5 bis 10 Aufnahmen à 15 Sekunden Belichtungszeit addiert. Der Grünkanal der Summenaufnahme wird mit der Software MIRA AP gegen vier Vergleichssterne gemessen. Die Lichtkurve (Abb. 4) ist aus 229 solcher Summenaufnahmen gebildet. Einen interessanten Lichtkurvenabschnitt zeigt die Abbildung 5.

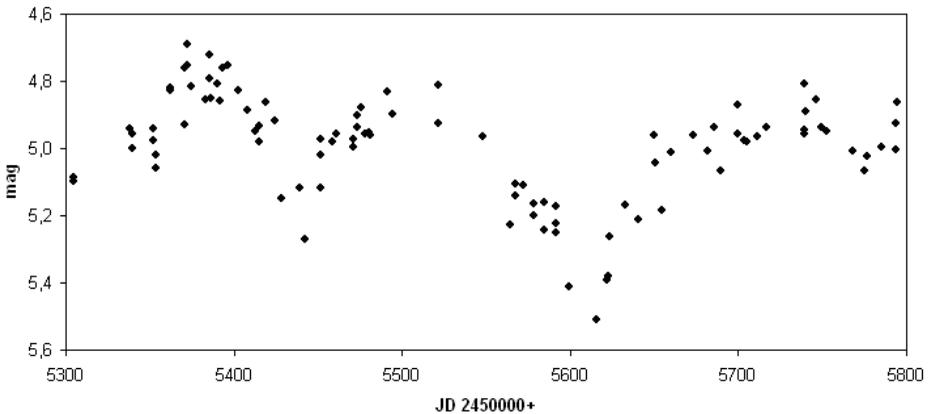


Abbildung 5) Digicam-Beobachtungen von VV Cep (Einzelwerte, Ausschnitt)

Der Charakter des Lichtwechsels erscheint sehr uneinheitlich: Während zu Beginn der Beobachtungen eine Variabilität mit etwa 110 – 120 Tagen Periode und einer Amplitude von 0,1 mag bis 0,2 mag angedeutet ist (und damit die Leistungsfähigkeit der Digicam fast überstrapaziert wird), beginnt bei JD 2455050 ein ausgeprägter Lichtwechsel mit wechselnder Amplitude von 0,3 mag bis 0,5 mag und wechselnden Abständen von Minimum zu Minimum von etwa 150 bis 180 Tagen. Aktuell scheint sich die Amplitude allerdings wieder abzuflachen. Mit der Digicam kann man also in brauchbarer Qualität den typischen halbregelmäßigen Lichtwechsel eines Roten Überriesen verfolgen.

Es ist unübersehbar, dass der vorliegende Beobachtungszeitraum bei weitem noch zu kurz ist, um den Charakter des Lichtwechsels angemessen beschreiben zu können. Geplant ist daher, die Beobachtungen mindestens bis zum nächsten Bedeckungsminimum von VV Cep, welches im Jahr 2017 beginnt, fortzusetzen. Da die kleine Digicam inzwischen weit über 13000 Aufnahmen gemacht hat und jederzeit mit einem Defekt zu rechnen ist, werden parallel auch Aufnahmen mit einer DSLR gewonnen, allerdings bei weitem nicht in der Häufigkeit, die mit der Digicam möglich ist.

Bedauerlich ist das Fehlen einer langfristigen Photometrie der heißen Komponente, vorzugsweise im Ultravioletten. Da es schon einige DSLRs gibt, die auch ohne teure Umbauten im UV empfindlich sind [14], kann man aber die Hoffnung haben, dass sich das in näherer Zukunft ändert und dann vielleicht auch die Korrelation von photometrischen und spektroskopischen Messungen möglich ist.

## Nachweise:

- [1] Die Internet-Quelle für diese Lichtkurve ist nicht mehr auffindbar.
- [2] Kiss, L.L., Szabó, G.M., Bedding, T.R., 2006, MNRAS, 372, 1721-1734
- [3] ebd.
- [4] ebd., vgl. für beide Sterne auch die Beobachtungen von Sebastián Otero [http://varsao.com.ar/Curva\\_Alp\\_Ori.htm](http://varsao.com.ar/Curva_Alp_Ori.htm) und [http://varsao.com.ar/Curva\\_alp\\_Sco.htm](http://varsao.com.ar/Curva_alp_Sco.htm)
- [5] Hopkins, J.L., Bennett, P.D., 2006, SASS, 25, 105
- [6] Wright, K.O., 1977, JRASC 71, 152
- [7] Kaler, J., <http://stars.astro.illinois.edu/sow/vvcep.html>
- [8] Wright, K.O., a.a.O
- [9] ebd.
- [10] Harper, G.M. et al, 2008, AJ 135, 1430
- [11] <http://en.wikipedia.org/wiki/Betelgeuse>
- [12] vgl. Anm. [5]
- [13] Wright, K.O., a.a.O
- [14] z.B. Fujifilm IS Pro, nutzbarer Bereich 380-1000nm

Béla Hassforther, Pleikartsförster Straße 104, 69124 Heidelberg, bh@bela1996.de

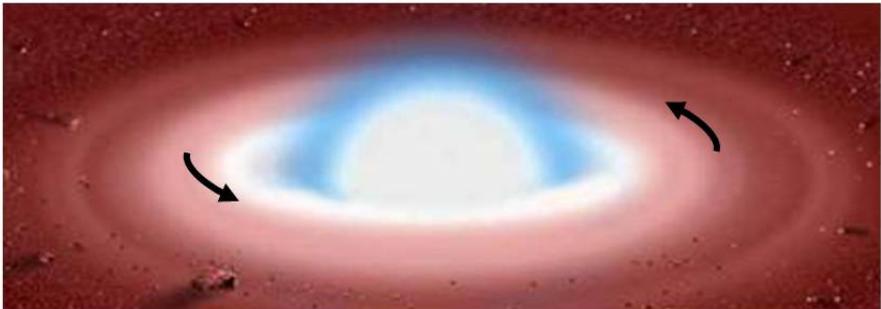
## Teil 2: Spektroskopisches H $\alpha$ -Monitoring (von E. Pollmann)

Spektroskopische Untersuchungen haben ergeben, dass die Entstehung der Wasserstoff-Gasscheibe mit ihrem Radius von etwa 650 Sonnenradien (3 AE) um den heißen Begleiter, trotz ihres großen mittleren Abstandes von etwa 20 AE vom Roten Überriesen durch Massenausstoß des M-Sterns erklärt werden kann.

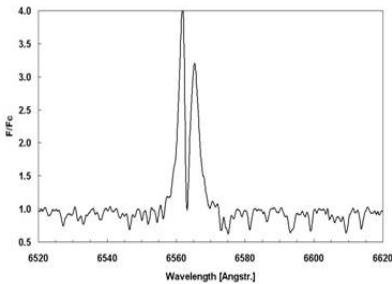
Nach Untersuchungen von Wright [1] betragen die Massen für den M- und den Be-Stern jeweils 20 Sonnenmassen, wobei der M-Überriese seine Roche-Oberfläche ausfüllt und nahe der Periastron-Passage einen Gasstrom entwickelt, der sich zu einer Akkretionsscheibe um den Be-Stern ausbildet [2]. Der variable Massentransfer zwischen den beiden Komponenten kann somit zu erheblichen Störungen in der Scheibe des Be-Sterns führen. Die Natur des heißen Begleiters hat zwar in den vergangenen Jahrzehnten ein starkes Interesse auf viele Forscher ausgeübt, dennoch bleiben bis heute im Besonderen sein Spektraltyp und seine Temperatur sehr unsicher. Schätzungen reichen von einem frühen O- oder B- [2], [3], bis zu einem A0-Stern [4].

Eine Massenverlustrate in der Größenordnung von mehreren  $10^{-6}$  Sonnemassen/Jahr [5], [2], welche möglicherweise auch die Entwicklung des Be-Begleiters beeinflusst, ist vermutlich auch der Hauptgrund für die beobachteten Änderungen der orbitalen Periode [6], [7]. Man nimmt heute an, dass der M-Überriese sich wahrscheinlich in einer Entwicklungsphase befindet, in der in seinem tieferen inneren Kern Helium zu Kohlenstoff verbrannt wird und er sich „bald“ zu einer Supernova aufbläht. Trotz der langen orbitalen Periode von 20,4 Jahren bilden die beiden Komponenten ein „enges“ Doppelsternpaar mit Gezeitenstörungen im Periastron und den Gasströmen zwischen den Komponenten. Die Dimension der Wasserstoffgasscheibe um den Be-Stern im

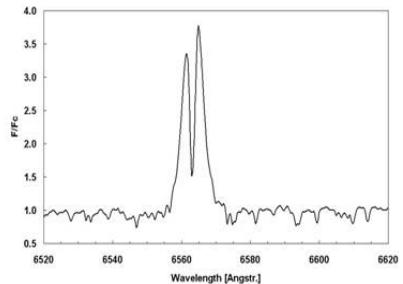
System VV Cephei wurde von Peery [8] mit kleiner als 1/18 des Durchmessers der Photosphäre des M-Überriesen angegeben und ist nach Untersuchungen von Wright & Hutchings [3] nicht sphärisch symmetrisch, sondern in Richtung des Sternäquators eher verdichtet, wie im Fall eines ganz normalen Be-Sterns. Die in eine V- (violette) und in eine R- (rote) Komponente aufgespaltene H $\alpha$ -Emissionslinie im Spektrum von VV Cep kann Strahlungsanteilen der Gasscheibe um den Be-Stern zugewiesen werden, die sich aufgrund ihrer Rotation um den Be-Stern entgegen des Uhrzeigersinns bezogen auf die Sichtlinie des Beobachters, entweder auf ihn zu bewegen und damit blau-verschoben erscheinen (V-Komponente), oder sich vom Beobachter entfernen und damit rot-verschoben (R-Komponente) erscheinen ( Abb.1).



**blauverschoben**



**rotverschoben**



**Beobachter**

Abb. 1: Die rotierende Wasserstoffgasscheibe und der heiße Be-Stern im System VV Cep (künstlerische Darstellung).

Die Langzeitmonitorings der Intensitätsvariationen beider Komponenten der H $\alpha$ -Emissionslinie (das sog. V/R-Verhältnis) liefert wichtige Informationen über:

- die Emissionsintensität als Maß für die Masse bzw. Dichte des Gases in der Hülle, ausgedrückt als Äquivalentbreite EW [Å] der Emission
- die Bewegungsrichtung des entsprechenden Gashüllenbereiches

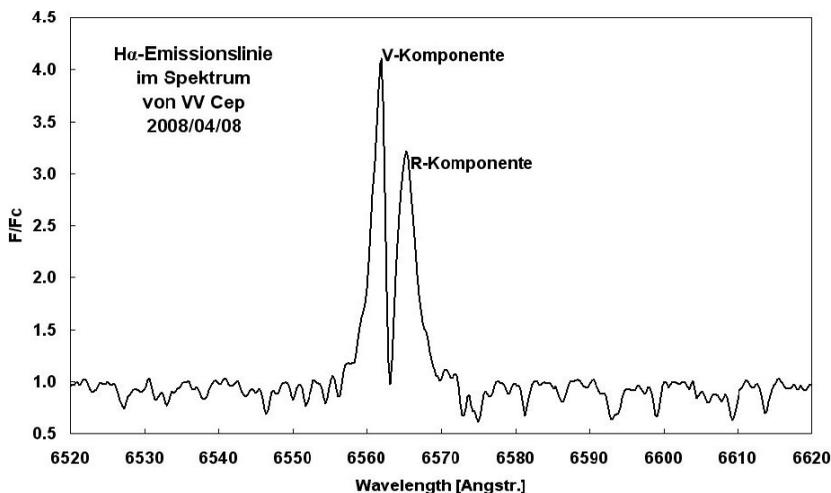


Abb. 2: Das Doppelpeakprofil der H $\alpha$ -Emissionslinie

Die Quelle der zentralen Absorptionseinsenkung im Profil der H $\alpha$ -Emissionslinie (Abb.2) ist nach Untersuchungen von Wright [1] auf das einströmende und absorbierende Material zwischen dem Beobachter einerseits und der Hülle des Be-Sterns andererseits zurückzuführen. Aufgrund des Massentransfers vom M-Stern hin zum Be-Begleiter im VV-Cep-System, kann die Anwesenheit der starken H $\alpha$ -Emission somit gut als in der äußeren Hülle des Begleiters produzierte Emission erklärt werden.

Der vom M-Stern abgestoßene Gasstrom schwingt umkreisend um den Be-Stern herum und muss wegen der Bahnneigung von ca.  $77^\circ$  sehr ausgedehnt und viel mehr sein als nur ein Ring um den Be-Stern und darüber hinaus an dessen Polen weniger dicht sein als im Äquatorbereich. V/R-Messungen durch Kawabata [5] während der Bedeckung 1976-1978 konnten zeigen, dass die Massen- und Dichteverteilung in der Scheibe nicht homogen ist und dass der stärker ausgeprägte violette (V)-Emissionspeak durch eine größere Dichte bzw. Masse in der linken Scheibenseite in ihrer Bewegungsrichtung entgegen dem Uhrzeigersinn gebildet wird.

Seit Juli 1996, also seit mehr als 15 Jahren wird von mir das Monitoring von VV Cep mit Spalt-Gitter-Spektrographen am SC-Teleskop C14 in der Sternwarte der Vereinigung der Sternfreunde Köln durchgeführt. Der bisherige Beobachtungszeitraum umfasst somit auch das Ereignis der Bedeckung des Be-Sternes und seiner Scheibe von 1997 bis 1999. Wie bereits erwähnt ist die H $\alpha$ -Emissionslinie der einzige Indikator für das Vorhandensein der Scheibe. Abb. 3 zeigt das Monitoring der Äquivalentbeite der H $\alpha$ -Emission seit Juli 1996 bis heute.

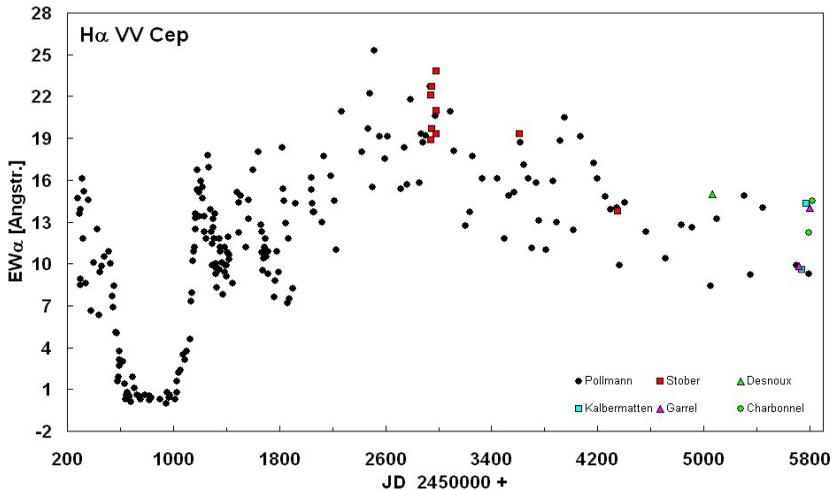


Abb. 3: Das EW-Langzeitmonitoring an VV Cep

Die Bedeckung der emittierenden Be-Sternscheibe durch den M-Überriesen begann im März 1997 und endete 673 Tage später, wobei der Eintritt und der Austritt 128 bzw. 171 Tage dauerte. Die Gesamtdauer des Bedeckungsprozesses betrug insgesamt 373 Tage. Möglicherweise sind jedoch die interessantesten Eigenschaften in Abb. 3 die stochastischen Veränderungen der EW mit einer Variationsbreite von etwa 10 Å und mit Extremwerten von bis zu etwa 25Å (die Messgenauigkeit einer Einzelbeobachtung einer Nacht liegt bei ca. 2-3%). Die seit Ende des Bedeckungsprozesses bis heute beobachteten großen EW-Fluktuationen erklären sich möglicherweise durch

- variablen Massentransfer vom M-Stern zur Be-Sternscheibe [1], [2]
- und wahrscheinlichen Dichteveriationen in der Be-Sternscheibe

Damit in Verbindung stehende Schwankungen in der Be-Sternscheibentemperatur aber auch in der Scheibendichte sind gewissermaßen zu erwarten. Außerdem kann man annehmen, dass der M-Überriesen mit seiner semiregulären Pulsationsperiode von 116 Tagen [9] die Rate dieses Massentransfers (zumindest in Periastronnähe) noch zusätzlich beeinflussen wird. Da die Be-Sternscheibe die Hauptquelle der H $\alpha$ -Emission ist, scheinen die vorgenannten Punkte auch die beste Erklärung der fortwährenden Änderungen ihrer Intensität zu sein.

Aus dem Befund dieses Beobachtungsmaterials allein ist es noch nicht möglich, zu beurteilen, inwieweit diese Schwankungen ausschließlich auf variierende Beiträge durch Massentransfer zwischen den beiden Komponenten oder aus der Be-Sternscheibe selbst, oder beides zusammen herrühren. Doch konnte mit dem vorhandenen Datenmaterial der Frage nachgegangen werden, ob zur Zeit der Periastronpassage tatsächlich eine Zunahme der Emissionsstärke als Folge des Massentransfers vom M-Überriesen in die Be-Sternscheibe nachgewiesen werden

kann. Wie Abb. 4 zeigt, steigt außerhalb der Bedeckung die EW mit einer gewissen Streuung von bis zu 10 Å bis zu einem Maximalwert an, um danach in ähnlicher Weise wieder abzunehmen. Ein Polynomfit (2.Grad) führt zu dem gestrichelt gezeichneten Kurvenverlauf mit dem einge-tragenen rechnerischen Zeitfenster für die Periastronpassage. Die näherungsweise Übereinstimmung des Maximums im Polynomfit mit diesem Zeitfenster bestätigt im Wesentlichen, dass die EW der H $\alpha$ -Emission als Indikator für die Be-Sternscheibe mit zunehmender Annäherung an das Periastron durch den Massenübertrag vom M-Stern im Sinne einer zusätzlichen Scheibenfütterung mit bestimmt wird.

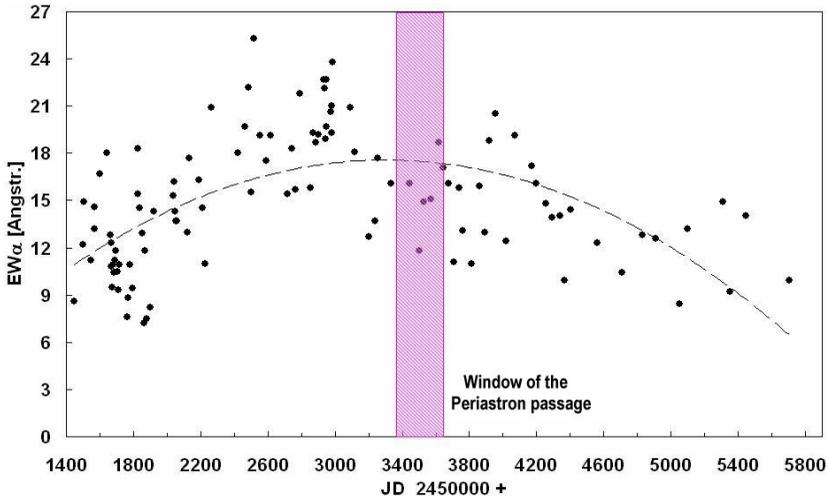


Abb. 4: Das EW-Maximum z. Zt. der Periastronpassage

Spektroskopische Langzeitbeobachtungen deutlich außerhalb der Bedeckung sind bisher lediglich von Wright [1] nach dem Bedeckungsereignis 1977-78 bekannt geworden. In diesen Untersuchungen gibt das V/R-Verhältnis der H $\alpha$ -Emission zum ersten Mal grob Auskunft über ein mögliches quasi-zyklisches Verhalten der Dichtestruktur der Be-Sternscheibe. In Wright's Untersuchungen ist zwar nahezu der gesamte Phasenbereich mit Messungen abgedeckt, die Beobachtungsdichte ist jedoch für eine zuverlässige Analyse diesbezüglich viel zu gering.

So konnten ab Nov. 2000 eigene Messungen zusammen mit denen anderer Beobachter bei verbesserter Beobachtungsdichte denen von Wright hinzugefügt werden, wobei deutlich wurde, in welcher drastischer Weise sich das V/R-Verhältnis verändert (Abb. 5).

Dieses V/R-Zeitverhalten gibt Anlass darüber nachzudenken, welches die Ursachen dafür sein könnten. Dass der Überriese an der H $\alpha$ -V/R-Variation nicht beteiligt sein kann, geht allein schon aus seinem Spektraltyp hervor. Und so kann außerdem wegen

der geringen Helligkeit und der deshalb im visuellen Spektralbereich nicht detektierbaren spektralen Signatur des Begleiters vermutet werden, dass Dichteveränderungen in der Gasscheibe die eigentlichen Ursachen sind.

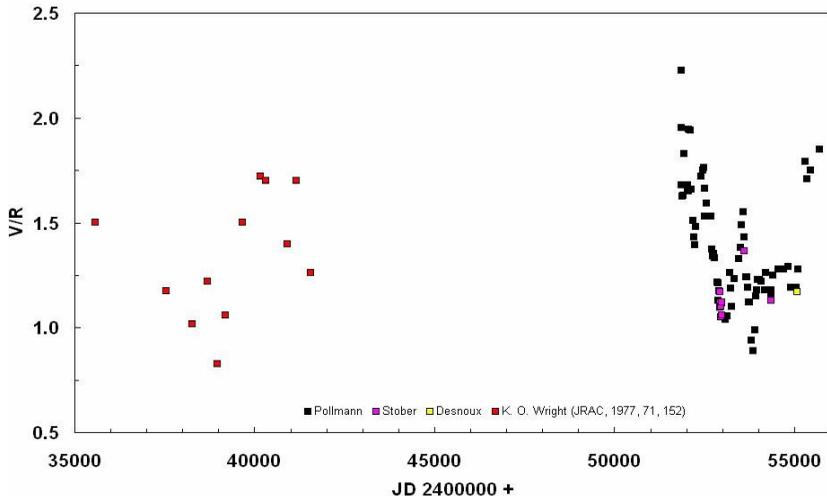


Abb. 5: Die H $\alpha$ -V/R-Variationen seit 1977/78 bis heute

Die in allen Phasen des 7450 Tage dauernden Orbits stets deutlich getrennten Emissionskomponenten der rotierenden Gasscheibe (vergl. Abb.2) weisen mit ihrer Wellenlängendifferenz in ihren Peakmaxima orbitale Rotationsgeschwindigkeiten von ca.  $\pm 100$  km/s aus, was zusammen mit den ständigen V/R-Änderungen in Abb. 5 besagt, dass Variationen in der Scheibendichte vorhanden sein müssen.

Durch Entfernen des Langzeittrends (der 7450 Tage-Orbitalperiode?) mittels Polynom 3. Grades in Abb. 6 führt eine anschließende Periodenanalyse der Residuen zu einer deutlich dominanten Periode von 1100d (Abb. 7).

Hieraus leite ich die Notwendigkeit ab, dass im künftigen Monitoring des Sterns schwerpunktmäßig die Analyse des V/R-Verhaltens bei deutlich höherer Beobachtungshäufigkeit als bisher im Vordergrund stehen muss, um so zu gesicherteren Informationen über eine Periodizität der V- und R- Scheibendichtezonen zu gelangen.

Diese angestrebte höhere Beobachtungsdichte ist naturgemäß sehr viel leichter in einer größeren Beobachtungsgemeinschaft zu realisieren, weshalb ich an dieser Stelle interessierte Spektroskopiker im Sinne einer Projektbeteiligung zur Mitarbeit einladen möchte.

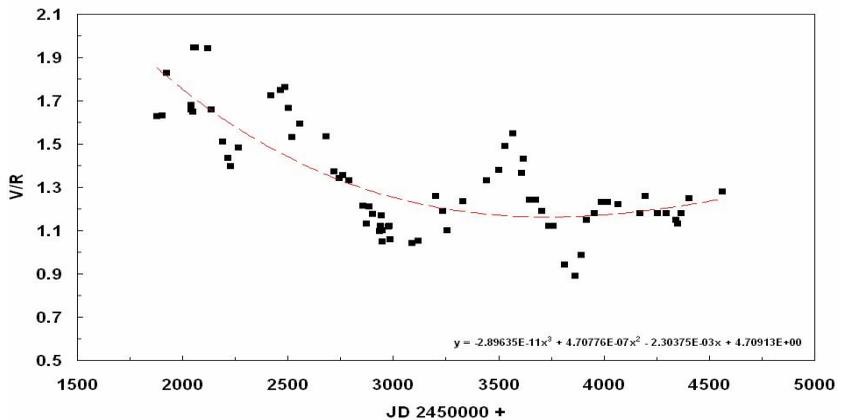


Abb. 6: Bestimmung des Langzeittrends mit Polynom 3. Grad von JD 2451877 bis JD 2454564

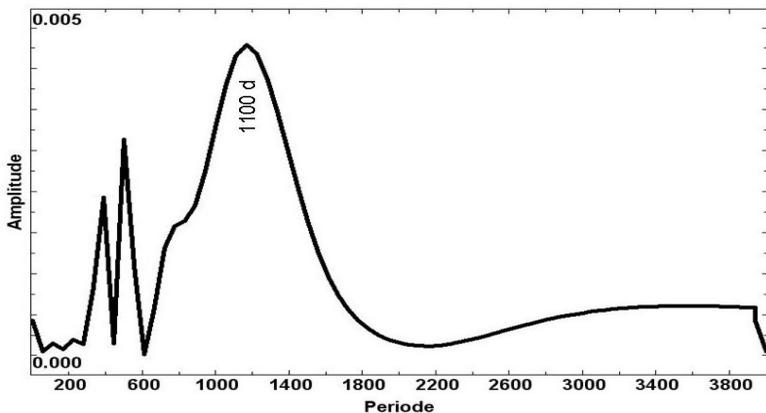


Abb. 7: Periodenanalyse der Residuen nach Abzug des Langzeittrends in Abb. 8

#### Literatur

- [1] Wright, K. O., 1977, JRASC, 71, 152
- [2] Stencel, R. E., Potter, D. E., Bauer, W. H., 1993, PASP, 105, 45
- [3] J. B. Hutchings, Wright, K. O., 1971, Mon. R. astr. Soc., 155, 203-214
- [4] M. Hack, S. Engin, N. Yilmaz, Astron. Astrophys. 225, 143-155, 1989
- [5] Kawabata, S., Saito, M., PASJ, 49, 101-107, 1997
- [6] Graczyk et al. IBVS 4679
- [7] Leedj rv et al. A&A 349, 511-514, 1999
- [8] Peery, B. F., 1965 ApJ, 144, 672P
- [9] Saito, M., Sato, H., Saijo, K., Hayasaka, T., 1980, PASJ, 32, 163