

# Stand der ARAS-BAV-Beobachtungskampagne am Bedeckungs-Doppelsternsystem VV Cephei

## 1. Periodische Variation der H $\alpha$ -Emission

E. Pollmann, P. Bennett, W. Vollmann, P. Somogyi

### **Abstrakt**

Mittelauflösende Spektroskopie des Bedeckungsveränderlichen Sterns VV Cephei, die ab Januar 2017 von der ARAS-Spectroscopy-Group mit einer fast nächtlichen Beobachtungsabfolge durchgeführt wurde, ermöglichte das Verhalten der Gesamtäquivalentbreite (EW) der markanten H $\alpha$ -Doppelpeak-Emissionslinie zu untersuchen. Die EWs der blauen Komponente (V) und der roten Komponente (R), sowie deren Fluss- (Peakhöhen)-verhältnis V/R wurden ebenfalls studiert. Eine Variabilität mit einer 43-Tage-Periode, die außerhalb wie auch während der Bedeckung vorliegt, wird während des Eintritts in die Totalbedeckung sowohl in der Gesamt-H $\alpha$ -EW als auch im Verhältnis der blauen zur roten Komponente (V/R) gesehen. Dies Ergebnis ist mit dem Modell der Quelle der H $\alpha$ -Emission von Wright (1977) in diesem entwickelten, massiven binären System nur noch schwer zu vereinbaren.

### **Einführung**

VV Cep ist ein System mit variabler visueller Helligkeit von 4.9-5.4 Größenklassen und besteht aus einem roten Überriesen von 15-20 Sonnenmassen und einem heißen Begleiter, einem frühen (vermutlich) Hauptreihenstern des Spektraltyps B mit vergleichbarer Masse. Der rote Überriese als Primärstern verfinstert alle 20,3 Jahre den (im Radius, nicht Masse) kleineren B-Stern. Die aktuelle Bedeckung ist bereits in vollem Gange, wobei sich das System seit Ende Oktober 2017 in der totalen Verfinsterung befindet. Zirkumstellares Gas aus dem massiven Wind des M-Superriesen akkumuliert auf dem heißen Begleiter und führt zu der ausgeprägten Balmer-Linienemission. Dabei ist die H $\alpha$ -Emission in VV Cep besonders stark ausgeprägt, wobei die Linienflüsse (Peakintensitäten) mehrfach größer sind als im Kontinuum des M-Sterns.

Mittelauflösende H $\alpha$ -Spektren (Abb.1) bieten die Möglichkeit, die Dynamik der heißen Sterne und ihrer assoziierten HII-Region, die für das Rekombinationsspektrum der Balmerlinien (und des Kontinuums) verantwortlich sind, zu untersuchen. Die Emissionsregion um den heißen B-Stern ist der Ort der Windanlagerung aus der zirkumstellaren Schale des masseverlierenden M-Überriesen und vermutlich auch der Ort einer Bug-Schockfront vor dem Stern aufgrund seiner Überschall-Orbitalbewegung (30-40 km/s) durch dieses zirkumstellare Gas (Abb. 3).

Nach Jahrzehnten des Studiums bleibt unklar, wo genau die starke H $\alpha$ -Emissionslinie in VV Cep relativ zum B-Stern, der Akkretionsregion und der Schockfront gebildet wird. Wright (1977) nahm an, dass der Schwerpunkt der prominenten H $\alpha$ -Emissionslinie der Geschwindigkeit des B-Typ-Begleiters auf seiner spektroskopischen Bahn folgte. Es ist jedoch möglich, dass ein gewisser Versatz die Geschwindigkeit der H $\alpha$ -Linie relativ

zur zugrundeliegenden Sternengeschwindigkeit des B-Sterns beeinflusst. Das gegenwärtige Forschungsprogramm zielt darauf ab, die Geometrie der H $\alpha$ -Emissionsregion zu klären, indem die hochdichten (fast nächtlichen) Beobachtungen von H $\alpha$  in VV Cep während der Finsternisperiode 2017-2018 und darüber hinaus analysiert werden. Es ist zu hoffen, dass diese Bemühungen zu einer verbesserten Umlaufbahn und Massen für VV Cep führen werden, von dem man weiß, dass es einer der massereichsten, hellsten und am meisten entwickelten Binaries am Himmel ist.

Die H $\alpha$ -Emissionslinie in VV Cep ist optisch dick und bildet sich über ein ausgedehntes Raumbolumen. Da die H $\alpha$ -Emission während der totalen Finsternis schwächer wird, aber nicht vollständig verschwindet, muss der emittierende Bereich etwas größer sein (in Projektion) als der Durchmesser des M-Supergiganten. Um das Emissionsprofil zu verstehen, ist es nützlich, das Verhalten von schwächeren optisch dünnen Emissionslinien zu betrachten, wie sie im ultravioletten Bereich zu sehen sind. Das UV-Spektrum von VV Cep ist reich an Emissionslinien, insbesondere von Fe II sowie optisch dünnen Linien, in denen stets ein inverses P-Cygni-Profil mit Breiten von bis zu  $\pm 300$  km/s beobachtet wird, das auf sphärisch einfallendes Gas hindeutet (vgl. Bennett & Bauer, 2015). Die einzige Stelle im System mit derart großen Geschwindigkeiten liegt tief im Gravitationspotential des B-Sterns, so dass diese optisch dünnen Emissionslinien durch Gas gebildet werden müssen, das sich auf dem B-Stern ansammelt. Der Fluss (und die inversen P-Cygni-Linienprofile) entsprechen jedoch nicht einer Keplerschen Akkretionsscheibe, sondern eher dem eines kugelförmigen Einfalls auf den Stern.

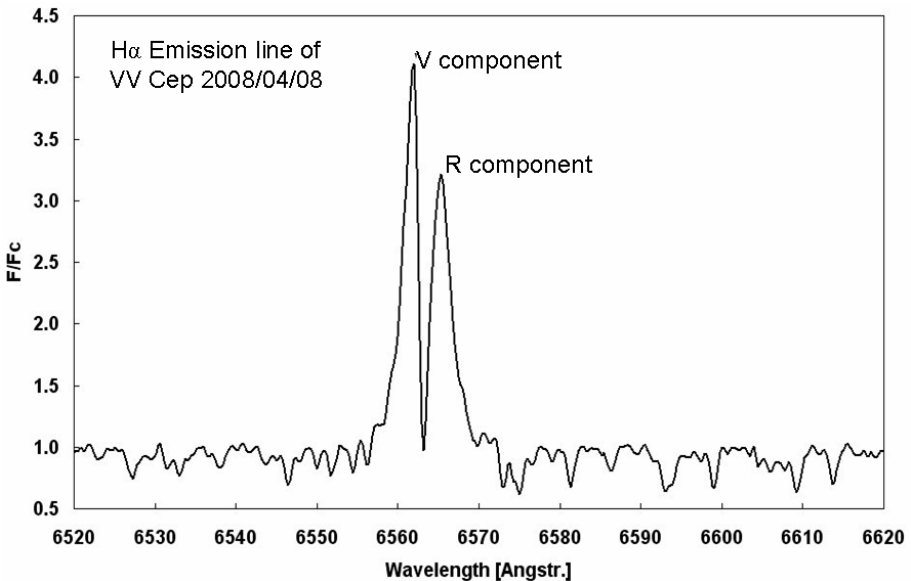


Abb. 1: Mittelauflösendes Spektrum der H $\alpha$ -Emissionslinie in VV Cep

Im Gegensatz dazu ist die H $\alpha$ -Linie optisch dick und wird über ein ausgedehntes Volumen gebildet. Diese Emissionslinie wird zunächst beobachtet in Form zweier auffälliger Peaks, die durch einen zentralen Absorptionskern nahe der Linienmitte getrennt sind. Wright (1977) nahm an, dass dieses Profil in Wirklichkeit auf ein einzelnes, intrinsisch symmetrisches Emissionsprofil zurückzuführen ist, das durch die überlagerte Absorption der zirkumstellaren Hülle neutralen Wasserstoffs des M-Überriesen in der Beobachtersichtlinie aufgespalten erscheint. Da sich nun der B-Stern auf dessen orbitaler Umlaufbahn bewegte, folgte der H $\alpha$ -Emissionsschwerpunkt der Geschwindigkeit des heißen Sterns und bewegte sich in Bezug auf die nahezu fixierte zentrale Absorption hin und her. Durch Schätzen der Position des (gewöhnlich fehlenden) intrinsischen Emissionspeaks und unter der Annahme, dass dieser dieselbe radiale Geschwindigkeit wie der heiße Begleiter hatte, war Wright (1977) in der Lage, eine Orbit-Lösung für den Begleiter abzuleiten. Da die Umlaufbahn um den gemeinsamen Schwerpunkt (Radialgeschwindigkeit) des M-Überriesen bereits bekannt war, konnte er Massen für beide Sterne dieses Bedeckungs-Doppelsternsystems ableiten. Die hier vorgestellten Beobachtungen implizieren das Wright-Modell der H $\alpha$ -Emission, wobei die aus dieser Analyse erhaltene Bahn möglicherweise überdacht werden muss.

### **Beobachtungen**

Die vorliegende Arbeit der ARAS-Spektroskopie-Gruppe (Pollmann, 2018) besteht zum einen aus einer langfristigen EW-Überwachung der (blauen) H $\alpha$ -Emissionskomponente V und der (roten) Emissionskomponente R seit April 2015 (JD 2457132) in Abb. 2, und zweitens aus einer hochdichten Überwachung des H $\alpha$  V/R-Flussverhältnisses von VV Cep seit April 2017 (JD 2457850), die in Abb. 4 gezeigt ist und die sich bis zur Gegenwart fortsetzt. Für diese Studie wurde die H $\alpha$ -Emissionslinie durch die Einzel-EWs der V- und R-Komponenten, ihren Summen (gesamte EW der H $\alpha$ -Linie) sowie durch das Flussverhältnis V/R der Komponenten erfasst.

Diese Beobachtungen haben zur Entdeckung einer beständigen, periodischen Variation von 43,7 Tagen in der individuellen EW von V und R in Abb. 2, der Gesamt-EW (V und R) in Abb. 4 (oben) und des V/R-Flussverhältnisses in Abb. 4 (Mitte) geführt. Das letztgenannte Ergebnis bedeutet, dass nicht nur der Gesamtemissionsfluss mit einer 43,7-Tage-Periode variiert, sondern die Emissionslinien-Radialgeschwindigkeit ebenfalls synchron mit derselben Periode in dem Sinne variiert, dass V/R groß ist, wenn die Gesamt-EW klein ist. Was überrascht ist die Tatsache, dass diese Periodizität bis zur totalen Finsternis erhalten blieb, als der heiße B-Stern und seine assoziierte Akkretionsregion längst verdeckt wurden. Der gesamte H $\alpha$ -Fluss ist zwar wesentlich verringert, aber nicht gänzlich verschwunden. Man könnte sich aber auch ein Szenario vorstellen, in dem eine periodische Variation des Gesamtflusses in die Bedeckung eingeht, die in einer Periodizität im Anregungsfluss des heißen B-Sterns und der zugehörigen Akkretionsregion begründet ist. Wenngleich viel schwieriger ist, sich eine Situation vorzustellen, in der die in der Bedeckung beobachtete Emission, die weit vom verfinsterten B-Stern stammen muss, weiterhin eine periodische Variation der Radialgeschwindigkeit zeigt. Doch genau das wird beobachtet.

Aus Abb. 2 ist ersichtlich, dass die für die rote (R) Emissionskomponente verantwortliche Region in einem viel größeren Ausmaß als die für die blaue (V) - Komponente verantwortliche Region verdunkelt wurde. Daher muss die rote Emissionskomponente von einem ausgedehnteren Volumen als die blaue Komponente stammen. Es ist gut möglich, dass ein wesentlicher Teil der roten Emission von einer Akkretionsspur im Strömungsbereich hinter der Bugchockfront des heißen Sterns stammt und unverdeckt in Erscheinung bleibt. Zukünftige Beobachtungen werden die Situation klären. Das Fortbestehen der periodischen Variationen im V/R-Verhältnis während der totalen Bedeckung ist jedoch rätselhaft und unerwartet. Das Wright (1977)-Modell (Abb. 3) impliziert, dass die Bildung der H $\alpha$ -Emissionslinie in einer Akkretionsregion nahe dem B-Stern gebildet wird. In diesem Modell ist es jedoch schwierig, die Beständigkeit der beobachteten periodischen Radialgeschwindigkeitsvariation bis in die totale Bedeckung hinein zu erklären, wenn die Region, die für den größten Teil der H $\alpha$ -Emission außerhalb der Bedeckung (nahe dem heißen B-Stern) verantwortlich ist, nicht mehr sichtbar ist.

Abb. 2 zeigt das EW-Verhalten der blauen (V) und roten (R) Emissionskomponenten von H $\alpha$  vor und während des Austritts in die Sonnenfinsternis. Der erste Kontakt fand statt etwa um den 24. Mai 2017 (JD 2457898). Zum Zeitpunkt des Verfassens des vorliegenden Berichtes war die Bedeckung des B-Sternkontinuums vollständig. Während sich die EW der V-Komponente in Abb. 2 von Beginn der Bedeckung an stetig um den Faktor 5 verringert hat, zeigte die EW der R-Komponente bis zur Bedeckung nur eine geringe Abnahme und ist bis jetzt nur etwa um den Faktor 2 zurückgegangen (bezogen auf den Wert außerhalb der Bedeckung). Beide Komponenten V&R zeigen ungefähr die gleiche Periodizität mit ähnlichen Amplituden, die sich durch die gesamte Bedeckung bis zur Gegenwart hin (März 2018) fortsetzen.

Das Verhalten der höheren Balmer-Linien H7-H11 und des UV-Kontinuums wurde ebenfalls untersucht, wobei Beobachtungen von P. Somogyi im nahen Ultraviolett während des Eintritts in die Bedeckung verwendet wurden. Die höheren Balmer-Linien scheinen die gleiche periodische Variation wie H $\alpha$  aufzuweisen, wobei jedoch diese Linien gegen Ende Oktober 2017 (JD 2458057) verschwinden. Weitere Informationen finden sich im ARAS-Forum vom 28.11.17 (Pollmann 2018).

Der UV-Kontinuumsfluss scheint, obwohl er durch die vorliegenden Beobachtungen nur sehr grob erfasst worden ist, auch während der Bedeckung ungefähr konstant zu bleiben wobei hier die periodische 43-Tage-Variation nicht festgestellt wird. Dies legt nahe, dass der B-Stern nicht die Ursache der H $\alpha$ -Flussvariation in Abb. 4 ist. Abb. 5 zeigt, dass, (obwohl Vmag vom M-Stern dominiert), dies mit einer sehr viel längeren, etwa 400-Tage-Periode nicht synchron mit der 43-Tage-H $\alpha$ -Flussvariation variiert.

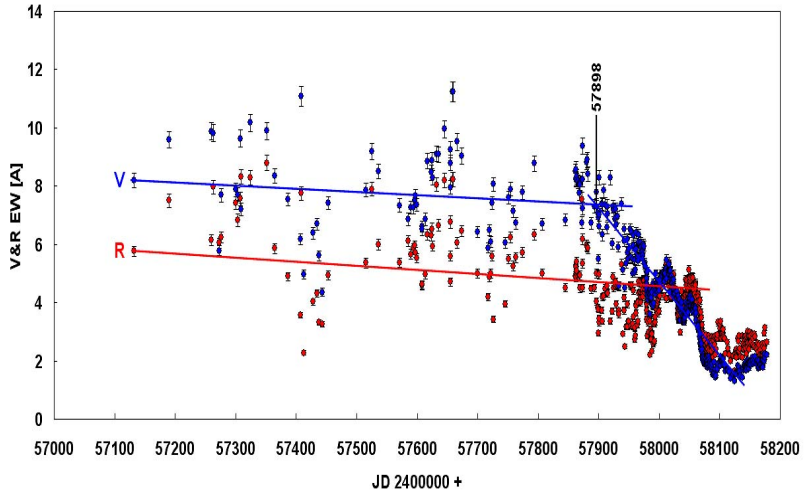


Abb. 2: Langzeitüberwachung der H $\alpha$ -Blau (V) - und Rot (R) -Emissionskomponenten

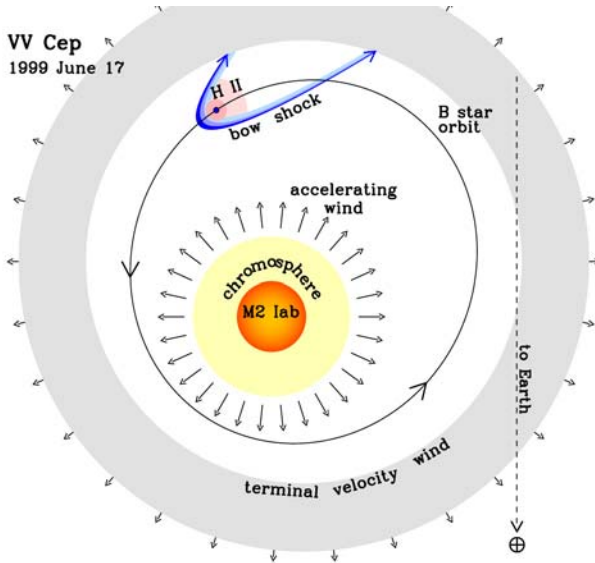


Abb. 3: Die maßstabsgetreue Orbitalkonfiguration von VV Cephei vom 17. Juni 1999. Die Bugschokfront und die H II -Region um den B-Stern (dargestellt als kleiner, blauer Kreis) sind schematisch in Übereinstimmung mit Wrights (1977)-Modell der H $\alpha$ -Emission dargestellt. Übernommen aus Bennett & Bauer (2015).

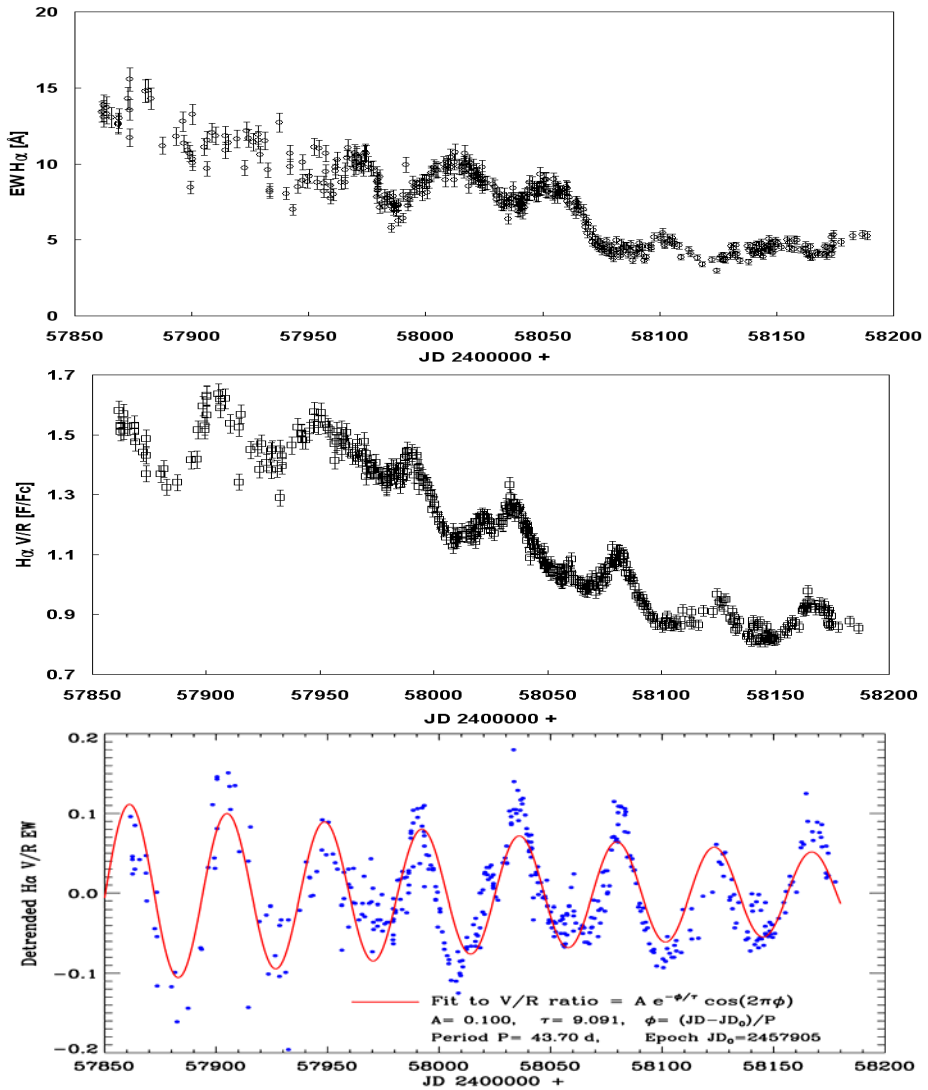


Abb. 4: [Oben] Das Verhalten des gesamten H $\alpha$ -Emissionsflusses (EW) in 2017/18, das die periodische Variation von 43 Tagen zeigt. [Mitte] Das Flussverhältnis der H $\alpha$ -Blau-Komponente (V) zur Rot-Komponente (R), die die gleiche 43-Tage-Periodizität zeigt, und eine Variation der Radialgeschwindigkeit der H $\alpha$ -Emission synchron mit der des Gesamtflusses impliziert. [Unten] H $\alpha$  V/R-Fluss-Residuen (blaue Punkte) nach Subtraktion des Langzeittrends aufgrund des Bedeckungseintritts. Eine exponentiell abklingende periodische Variation (rote Kurve) wurde angefitet, wie in der Legende angegeben.

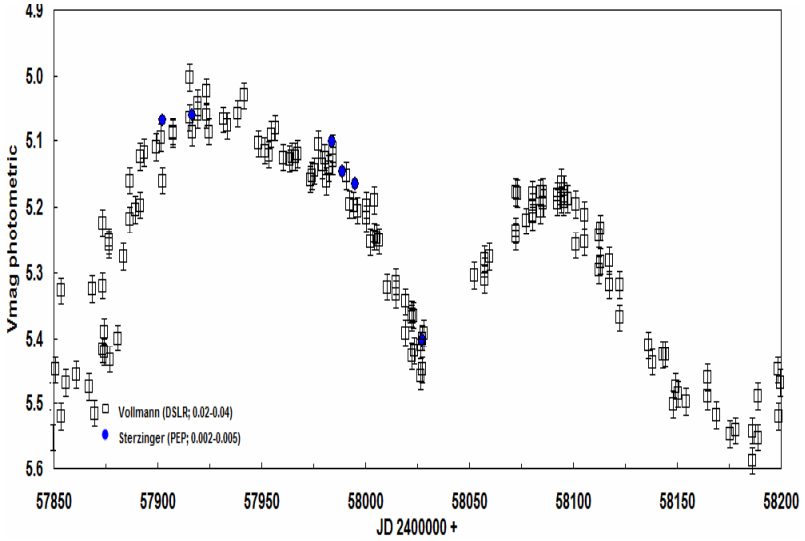


Abb. 5: V-Photometrie von VV Cep erhalten über die gleiche Zeitperiode. In dieser Lichtkurve (dominiert vom M-Überriesen) gibt es keinen Hinweis auf die 43-Tage-Periode.

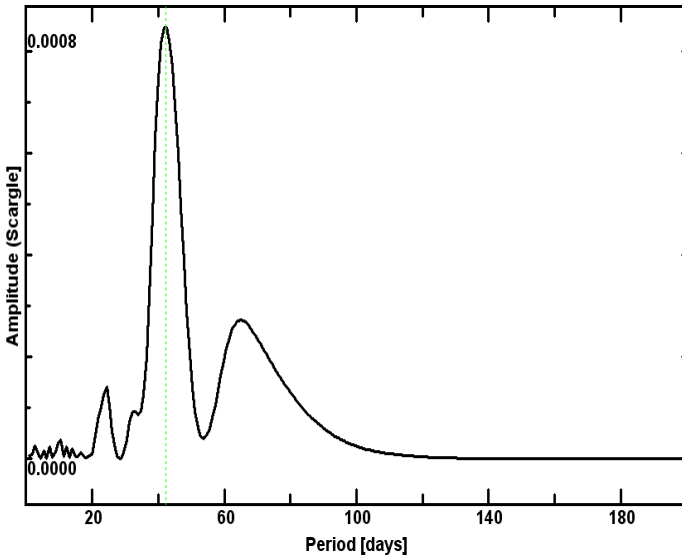


Abb. 6: Scargle-Periodogramm der V/R-Fluss-Residuen in Abb. 4 (unten), das mit dem Programm AVE (Barbera 1998) erstellt wurde und die dominante  $43,7 \pm 0,6$  Tage-Periode zeigt

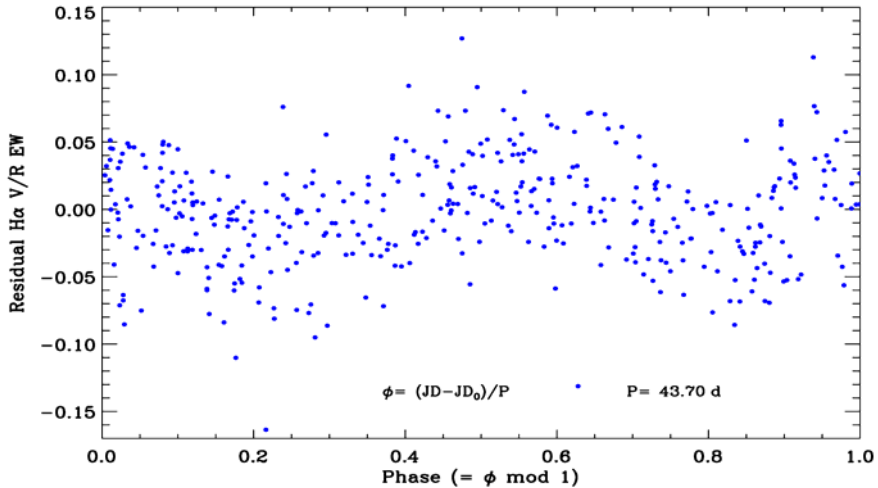


Abb. 7: Darstellung der Variation in Abb. 4 (unten) mit der analytischen periodischen Anpassung (rote Kurve in dieser Abbildung) subtrahiert. Die resultierenden Residuen sind als Funktion der Phase für eine Dauer von 43,7 Tagen und der Zeit  $T_0 = \text{JD } 2457905$  aufgetragen, wie in 4 (unten) gezeigt.

### Zusammenfassung

Die 43-Tage-Periode wird sowohl in der gesamten  $H\alpha$ -EW (Abb. 4, oben) als auch in dem V/R-Flussverhältnis (Abb. 4, Mitte) gesehen. Die letztere Variation impliziert eine Periodenvariation der Radialgeschwindigkeit. Diese periodische Variabilität hat sich bis zur Gegenwart (März 2018) bis in die Totalität erhalten. Der viel langsamere Abfall der roten  $H\alpha$ -Emissionskomponente in die Bedeckung impliziert eine ausgedehntere Entstehungsregion im Vergleich zur blauen Komponente. Der Kontinuumsfluss des heißen B-Sterns scheint nicht zu variieren, was den Stern selbst als Quelle der Variabilität auszuschließen scheint. Schließlich hat der M-Überriese, der den Fluss im V-Band dominiert und etwas variabel ist, eine viel längere Periode von  $\sim 400$  Tagen (Abb. 5) und ist nicht die Quelle der 43-Tage-Periodizität.

Zu diesem Zeitpunkt scheint es ratsam, die Ergebnisse vorab zu veröffentlichen und auf das Ende der Totalbedeckung und des Austritts daraus zu warten. Es ist zu hoffen, dass die vollständige Zeitreihe der  $H\alpha$ -Emissionsflussdaten über die gesamte Bedeckungsperiode dazu beitragen wird, die Ursache dieser rätselhaften periodischen Variation aufzuklären. Es wäre am nützlichsten, wenn Beobachtungen des ultravioletten Kontinuums des B-Sterns mit hohen Beobachtungsdichten erhalten werden könnten, insbesondere wenn der Stern aus der Bedeckung hervortritt. Zu diesem Zweck wäre die Strömgren  $u$ -Photometrie ideal, obwohl die Johnson  $U$ -Photometrie weiterhin nützlich wäre. Wir werden die Modellierung der Ergebnisse auf ein künftiges Papier verschieben, das dann einen vollständigeren Datensatz enthalten wird.



## **Danksagung**

Die hier präsentierten Ergebnisse waren nur mit den inzwischen mehr als 600 H $\alpha$ -Spektren der ARAS-Beobachter möglich, weshalb wir uns sehr für diese Unterstützung bedanken. Wenn dies weiterhin so bleibt, werden wir wahrscheinlich noch weitere interessante Ergebnisse in der Zukunft erhalten.

## **Beobachter der ARAS Spektroskopie Gruppe**

O. Garde, J. Foster, E. Bertrand, O. Thizy, M. Keiser, J. Guarro, E. Pollmann, C. Sawicki, P. Fosanelli, Dong Li, J. Martin, Ch. Kreider, U. Zurmühl, M. Trypsteen, P. Somogyi, V. Desnoux, J. Broussat, Th. Lemoult, Th. Griga, B. Koch, F. Neußer, K. Pixberg, M. Schwarz, T. Lester, J. Schirmer, E. Bryssinck

ARAS Forum 28.11.17

<http://www.spectro-aras.com/forum/viewtopic.php?f=19&t=1798&p=9863#p9863>)

## **References**

Barbera, R. 1999, AVE code, version 2.51, <http://astrogea.org/soft/ave/aveint.htm>  
Bennett, P. D., Hagen-Bauer, W. 2015, "Giants of Eclipse: The zeta Aur Stars and other Binary Systems", Springer  
Pollmann, E. 2018, Moderator, VV Cep Campaign, ARAS Spectroscopy Forum, <http://www.spectro-aras.com/forum/viewforum.php?f=19>  
Wright, K.O. 1977, JRASC, 71, 152W

## **2) Fortsetzung der BAV-Helligkeitsbeobachtungen**

Frank Walter

Bereits im Jahre 2015 haben wir zur Beobachtung einer der seltenen Bedeckungen des Sterns VV Cep aufgerufen. Zahlreiche Beobachter aus Deutschland und Österreich sind diesem Aufruf gefolgt, so dass wir über eine nahezu lückenlose Gemeinschaftslichtkurve über einen Zeitraum von 2011 bis heute verfügen (Helligkeiten in verschiedenen Farbbereichen). Über beide Aktivitäten berichten wir laufend auf unserer Webpage zur Kampagne ([www.bav-astro.eu](http://www.bav-astro.eu)). Dort und im Rundbrief 4/2017 sind alle Daten zum Stern und zu der laufenden Bedeckung dargestellt, so dass wir uns hier auf eine Aktualisierung der fotometrischen Ergebnisse beschränken. Zusammen mit den spektroskopischen Untersuchungen lassen sich daraus neue Interpretationen zur Natur des Bedeckungssystems ableiten.

Die folgende Abb. 1 der Lichtkurve zeigt alle vom 01.01.2017 bis zum 30.04.2018 erfassten Daten von oben nach unten in den Farbbereichen R, V, B, U. Für die Datenpunkte der einzelnen Beobachter wurden nach Form und Farbe unterschiedliche Symbole verwendet.



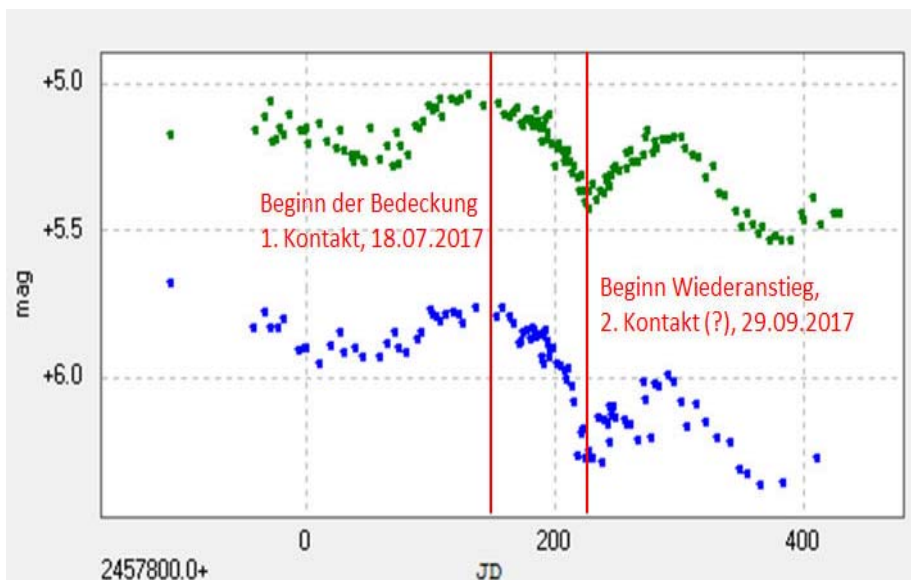


Abb. 2: BAV-Gemeinschaftslichtkurve 01.01.2017 – 30.04.2018 Farbbereiche V und B (Details)

Die Helligkeit stieg in beiden Farbbereichen etwa 75 Tage nach dem Beginn der Bedeckung bei JD = 2458026 ziemlich abrupt wieder an. Angesichts des spektroskopischen Befundes im ersten Teil dieses Gesamtberichtes, in dem das Scheibenmodell (berechtigterweise) nicht mehr diskutiert und durch das Bug-Schockfront-Modell ersetzt wird, wird man wohl weiterhin nicht mehr von einem 2. Kontakt sprechen können/wollen.

Der schwankende Verlauf der Lichtkurve auch während der Bedeckung ist weiter zu verfolgen. Er wird uns sicher Erkenntnisse liefern über die Natur des Bedeckungssystem und seiner Komponenten.

#### Referenzen:

- [1] F. Walter: Ein Projekt für mehrere Jahre: Beobertungskampagne VV Cep
- [2] Hopkins, Bennett, Pollman: VV Cep Eclipsing Campaign 2017 / 2019  
[http://astro spectroscopy.de/media/files/SAS\\_2015.pdf](http://astro spectroscopy.de/media/files/SAS_2015.pdf)
- [3] D. Graczyk, M. Mikolajewski, J.L. Janowski  
 The Sudden Period Change of VV Cephei  
 IBVS 4679