

# BAV Rundbrief

2018 | Nr. 2 | 67. Jahrgang | ISSN 0405-5497



Bundesdeutsche Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne e.V. (BAV)

**Table of Contents**

N. Hauck	<i>Eclipsing binary V658 Carinae (HD 92406) containing a shell star and a hot low-mass star in the post-Algol stage</i>	41
N. Hauck	<i>An Algol-type solution for the binary V627 Puppis (HD 66475)</i>	49

**Inhaltsverzeichnis**

N. Hauck	Bedeckungssystem V658 Carinae (HD 92406) aus einem Hüllenstern und einem heißen massearmen Stern im post-Algolstadium	41
N. Hauck	Eine Lösung vom Algoltyp für den Doppelstern V627 Puppis (HD 66475)	49

**Beobachtungsberichte**

E. Pollmann / P. Bennett W. Vollmann / P. Somogyi / F. Walter	Stand der ARAS-BAV-Beobertungskampagne am Bedeckungs- Doppelsternsystem VV Cephei	52
K. Häußler	Elemente für V462 Cassiopeiae	63
K. Häußler	OQ Cassiopeiae - ein Beta-Lyrae-Stern	64
D. Böhme	V1215 Tau ist ein langperiodischer Mira-Stern	66
K. Wenzel	Lichtkurven einiger Blazare von 2015 - 2017	67
K. Wenzel	Lichtkurve von S5 0716+71 August 2017 bis April 2018	72
F. Walter	Wer beobachtet mit? U Oph ist wieder ein BAV-Programmstern	73
D. Bannuscher	SX und UU Herculis zur Beobachtung empfohlen	75
W. Braune	Monatsvorhersagen heller Veränderlicher 2. Halbjahr 2018	76

**Aus der Literatur**

P. Lehmann	Die Entwicklung der Supernova-Leuchtkrafffunktion Typ Ia	78
P. Lehmann	Infrarotspektroskopie des Überrestes von Nova Sco 2014	78
P. Lehmann	Spektroskopische und photometrische Beobachtungen der symbiotischen Nova PU Vul, ein kataklysmischer Variabler vom Typ Z And	79

**Aus der BAV**

BAV-Vorstand	Einladung zur BAV-Tagung 2018 in Altenburg	80
BAV-Vorstand	Einladung zur BAV-Mitgliederversammlung am Sonntag, den 21. Oktober 2018 in Altenburg	81
D. Bannuscher	BAV-Beobachtungs- und Urlaubswoche 2018	82
AG-Vorstand	Tagung der Astronomischen Gesellschaft 2018	82
T. Lange	Einzelbeobachtungsübersicht 2017	83
W. Braune	Wetterlagen früher und heute	84
E. Wischnewski	Achte Auflage in zwei Bänden	85

**Aus den Sektionen**

T. Lange	Kataklysmische: Aktivitäten zwischen Februar und April 2018	86
L. Pagel	Bearbeitung: BAV Mitteilungen und Beobachtungseingang	87
A. Barchfeld	Veröffentlichung unserer Mitglieder ohne BAV Mitteilungen Nummer	88

## Bedeckungssystem V658 Carinae (HD 92406) aus einem Hüllenstern und einem heißen massearmen Stern im post-Algolstadium

### Eclipsing binary V658 Carinae (HD 92406) containing a shell star and a hot low-mass star in the post-Algol stage

Norbert Hauck

**Abstract:** *Further studies of the binary V658 Car (HD 92406) have now confirmed its unique main features, i.e. a shell star primary component being eclipsed by a hot low-mass star. Obviously, this binary is in its post-Algol evolutionary stage, and containing a rapidly rotating primary star and a contracting hot companion star. The analysis of old radial-velocity data indicating a primary star of lower mass has now resulted in amended parameters for the binary. According to stellar models the primary star should have a mass of  $2.16 \pm 0.14 M_{\text{sun}}$  and a radius of  $1.64 \pm 0.04 R_{\text{sun}}$  for a  $T_{\text{eff}}$  of  $9700 \pm 500 \text{ K}$  based on known spectral type A0p. For the secondary star  $1.46 \pm 0.04 R_{\text{sun}}$  and  $12750 \pm 700 \text{ K}$   $T_{\text{eff}}$  have been derived and are fitting well to an existing evolutionary track for a contracting white dwarf precursor of  $0.28 M_{\text{sun}}$ . Our photometric results have confirmed the concave shape of the large decretion disk surrounding the primary star, as predicted by existing models. [English and German versions of this paper are available via [www.bav-astro.eu/rb/rb2018-2/41.html](http://www.bav-astro.eu/rb/rb2018-2/41.html) (or pdf)].*

V658 Car (HD 92406) ist der erste Doppelstern, der Bedeckungen eines Hüllensterns und seiner ihn umgebenden Gasscheibe durch den Begleitstern zeigt. Dieser heisse massearme Begleiter ist offenbar ein ehemaliger Massespender in der Mitte seiner post-Algol-Kontraktionsphase, was zuvor ebenfalls noch nie gesehen wurde. Beide Entdeckungen wurden bereits zuvor vom Autor veröffentlicht [1]. Die Analyse neuer photometrischer und spektroskopischer sowie alter Radialgeschwindigkeitsdaten hat diese Funde nun bestätigt. Dennoch mussten die Systemparameter korrigiert werden.

Die Photometrie in UBVIcHalpa mit einem ferngesteuerten 0.5m-Spiegelteleskop in Siding Spring (SSO), Australien, wurde fortgesetzt. Vom ROAD-Observatorium, Chile, wurden die zentralen Minima zusätzlich mit einem 0.4m-Reflektor in BIC photometriert.

Die Abb. 1-4 zeigen die über die Bahnperiode gefalteten Lichtkurven in UBVIcHalpa. Der erste bzw. letzte Kontakt des äusseren Hauptminimums, wenn der heissere Sekundärstern 2 von der grossen Gasscheibe des Primärsterns 1 bedeckt wird, liegt in Phase 0.905 bzw. 0.115 (s. Abb. 7). Eine als kreisförmig angenommene Scheibe käme somit in eine leicht exzentrische Position zu Stern 1. Erstmalig entdeckt wurden zusätzliche Minima in den Phasen 0.965 und 0.035, d.h. kurz vor und nach der zentralen Sternbedeckung (s. z.B. Abb. 1). Dies wird als überzeugendes Indiz für die konkave Form der Gasscheibe angesehen, wie sie das Standardmodell vorsieht (s. Rivinius et al. [2]). In unserer Kantensicht der Doppelsternbahn wird das Licht von Stern 2 mit zunehmender Weglänge durch den dickeren, äusseren Teil der Gasscheibe stärker gedimmt, wenn er sich zur Phase 0 hin bewegt. Wird jedoch die innere Scheibe dünner als Stern 2, verliert die in unserer Sichtlinie vorgelagerte Gassäule an Absorptionskraft, und Stern 2 hellt wieder auf. Somit haben wir hier einen neuen und direkten optischen Beweis für die Korrektheit des konkaven Modells für

Dekretionsscheiben. Natürlich endet die sichtbare Aufhellung bei der zentralen Sternbedeckung zwischen Phase 0.992 und 0.008.

Das ausgedehnte äussere Nebenminimum etwa ab Phase 0.35 bis 0.65 ist in allen beobachteten Farben flacher als das äussere Hauptminimum (s. Abb. 1-4) und nicht einfach erklärbar. Eine quantitative Studie von V658 Car zeigt, dass die Bedeckung der grossen leuchtenden Scheibe durch den viel kleineren Stern 2 allein nicht zur Dauer und Tiefe dieses Minimums passt. Die Hinzufügung einer grossen Akkretionsscheibe zu Stern 2 scheint nun nicht mehr akzeptabel, da hierfür in den UV<sub>l</sub>c-Lichtkurven kein ausreichender Lichtverlust kurz vor und nach dem zentralen Nebenminimum (Phase 0.492-0.508) gefunden wurde. Der geringfügige Lichtverlust von Phase 0.48-0.49 (etwa 0.025 mag im U bis etwa 0.04 mag im Ic) wird Stern 2 zugeschrieben, der die helle sogenannte „Pseudo-Photosphäre“ teilweise bedeckt, welche sich normalerweise bis auf den doppelten Sternradius des Gas verlierenden Primärsterns ausdehnt (s. Rivinius et al. [2]). Literaturquelle [2] enthält auch Hinweise, die unser äusseres Nebenminimum durch lokale Verdichtungen in der Gasscheibe durch Gezeitenkräfte von Stern 2 erklären könnten.

Die Lichtkurve im H alpha ist auch abgebildet (Abb. 4), jedoch schwieriger zu verstehen. Offensichtlich ist das Gesamtlicht im H alpha ebenfalls phasengebunden und das Resultat variabler Emission und Absorption. Für ein besseres Verständnis müssen wir die H alpha - Spektren auswerten, die von B. Heathcote [3] aufgenommen wurden und online in der BESS-Datenbank zugänglich sind. Sie zeigen die für Hüllensterne typischen H alpha - Emissionslinienprofile sowie eine zu den Phasen 0 und 0.5 hin zunehmende zentrale Absorption.

Die in einer früheren Arbeit von F. Giesecking [4] angegebenen Radialgeschwindigkeiten wurden nun unter Berücksichtigung der Resultate unserer ersten Studie [1] neu überprüft. Nach Eliminierung der ersten drei Daten der zweiten Messreihe (Datenpunkte Nr. 1 und 3 waren bereits in [4] verworfen worden) wurde mit Hilfe der *Binary maker 3* - Software ein deutlich besseres  $\sigma_{FIT}$  von 6.5 km/s (anstelle 10.0 km/s) erreicht. Dies unter der logischen Annahme, dass 4 der verbleibenden 14 Datenpunkte der hellen und massearmen Sekundärkomponente des Doppelsterns zugeordnet werden sollten (s. Abb. 6). Überraschenderweise zeigte unsere Modellierung eine deutlich niedrigere Primärsternmasse an, als die in unserer ersten Arbeit [1] geschätzte. Bald wurde klar, dass dies einfach durch eine falsche Relation zwischen den Doppelsternkomponenten und den bekannten, aber irreführenden Spektralklassen verursacht worden war. Offensichtlich sollte das Hüllensternmerkmal und Stern 1 eher dem Spektraltyp A, und Spektraltyp B unserem Stern 2 zugeordnet werden. Obwohl Hüllensterne normalerweise als Be-Hüllensterne bekannt sind, erscheinen sie eben manchmal auch in der Spektralklasse A (oder sogar F) (siehe Rivinius et al. [2]). Daher wurde Stern 1 nun von B5Vp shell (von [11]) zum Spektraltyp A0p (von F. Giesecking [5]) verschoben, d.h. zu einer  $T_{eff}$  von etwa  $9700 \pm 500$  K. Die Datenfreigabe 5 von RAVE [6] nennt für V658 Car eine  $T_{off}$  von  $6144 \pm 106$  K, die die mittlere Temperatur der Gasscheibe sein sollte, und die gemäss dem Review von T. Rivinius et al. [2] normalerweise etwa 60% der  $T_{off}$  ihres Zentralsterns beträgt.

Unseren neuen photometrischen UBVlc-Daten der zentralen Sternbedeckungen wurden mit dem *Binary maker 3* berechnete Lichtkurven angepasst, und zwar auf ähnliche Weise wie in unserer früheren Arbeit [1] beschrieben. Dabei wurde ein  $\sigma_{FIT}$  von 4 bzw. 5 mmag im U-Band erreicht (s. Abb. 5). Die im U-Band optimierten Parameter wurden im BVlc bestätigt. Allerdings ergab sich im Ic eine  $T_{eff}$  von 15300 K für Stern 2, die deutlich höher ist als der gewichtete Mittelwert von 12750 K im UBv. Diese Abweichung wird auf Besonderheiten im Absorptions- bzw. Emissionsverhalten der Dekretionsscheibe zurückgeführt, die hier offenbar die normale  $T_{eff}$  – Leuchtkraft – Beziehung verzerren. Der Effekt ist durch Anpassung des Scheibenlichts  $I_3$  im Ic-Modell kompensierbar.

Das Verhältnis  $F_1$  der Rotations-/Bahnperiode von Stern 1 ist nicht leicht zu ermitteln. Die in photometrischen Daten von ASAS-3 im Maximum gefundenen Schwingungen scheinen alle eher auf Aliases als auf echten Signalen von Pulsationen oder Rotation des Sterns zu beruhen. Deshalb wurden die bei der MOST –Mission gut bestimmten Rotationsfrequenzen langsam pulsierender Be-Sterne (SPBe), wie in Abb. 15 von C. Cameron et al. [7] dargestellt, als Ausgangspunkt der Modellierung von  $F_1$  genommen. Nach Extrapolation auf unsere  $T_{eff}$  und Optimierung im Fit ergab sich ein  $F_1$  von 87.7 ( $F_2 = 1$  fixiert). Das Verhältnis  $w$  der äquatorialen / kritischen Rotationsgeschwindigkeit von Stern 1 ist dann 237 km/s / 490 km/s, d.h. etwa 0.48. Dies ist deutlich unterhalb des erwarteten Wertes von  $w = 0.77 \pm 0.08$  (s. Rivinius et al. [2]), und lässt differentielle, schnellere Rotation in der Äquatorzone vermuten.

Das Sternmodell mit Rotation von Ekström et al. [8] ergibt für solare Metallizität  $Z=0.014$ ,  $T_{eff}$  9700 K und unserem  $R_1/a$  (Radius/Separation) von 0.0287 den besten Fit von Stern 1 auf der ZAMS (Alter Null Hauptreihe) mit einer Masse von 2.16  $M_{\odot}$  und einem Radius von 1.64  $R_{\odot}$ . Zugleich liegt unser Stern 2 ( $T_{eff}$  12750 K und 1.46  $R_{\odot}$ ) auf dem Entwicklungsweg eines (Proto-Helium) weissen Zwerges von 0.28  $M_{\odot}$  und hat ein Alter von nicht mehr als 7 Millionen Jahren gerechnet ab Ablösung vom Roche-Volumen, gemäss Abb.1 und A1 in A.G. Istrate et al. [9]. Auch unserer Radialgeschwindigkeitsmodellierung ergibt dieselbe  $M_2$  für Stern 2 (für  $M_1 = 2.16 M_{\odot}$  fix). Die  $M_2$  von 0.28  $M_{\odot}$  passt zudem zu unserer Bahnperiode gemäss Gleichung (29) und Abb. 6 von J.A. Carter et al. [10] für die Restmasse weisser Zwerge (nach stabilem Überlauf vom Roche-Volumen).

Unsere Resultate sind in Tabelle 1 und 2 aufgelistet. Die Fehlergrenzen basieren auf der geschätzten Fehlerbreite von 500 K für die  $T_{eff}$  von Stern 1 von 9700 K. Die Bahnperiode ist offenbar konstant über die letzten 17 Beobachtungsjahre.

Die Entdeckung und Bestätigung der Hauptmerkmale von V658 Car sollte besser ausgerüstete Astronomen zu weitergehenden Studien motivieren. Dieser einzigartige Doppelstern eröffnet neue Möglichkeiten bei der Erforschung von schnell rotierenden Sternen, Dekretionsscheiben und der post-Algol-Entwicklung.

**Tabelle 1: Parameter des Doppelsternsystems V658 Car**

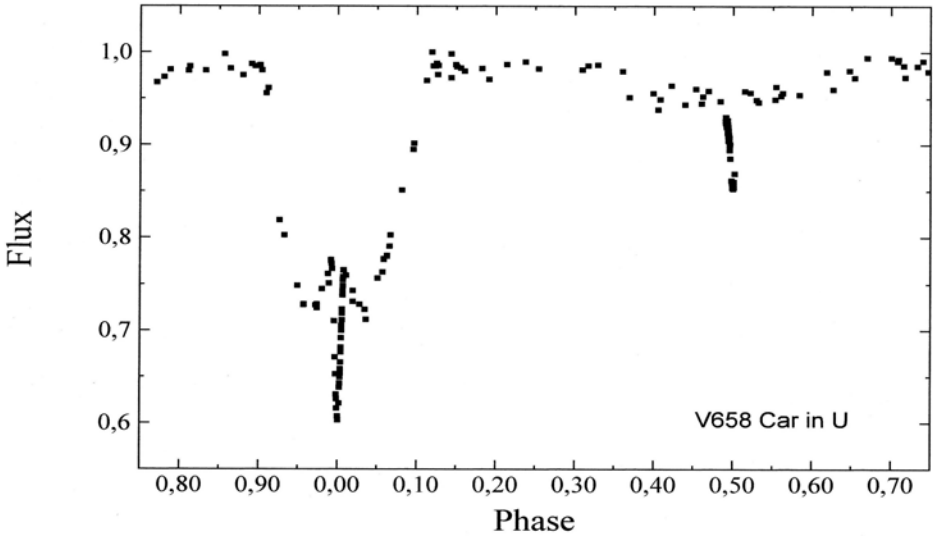
Epoche [HJD]	2452786.438(2)	Mitte Hauptminimum; ASAS + neue Daten
Periode [Tage]	32.1854(1)	konstant für JD 2451900 – 2458145
Max. Licht in U/B/V [mag]	8.64/9.08/9.11	vom Buscombe Katalog [11]
Minimumdauer [Stunden]	12.4	partielle Bedeckungen
Bahnneigung $i$ [Grad]	88.72	(-0.09/+0.18)
Bahnradius $a$ [Ro]	$57.27 \pm 1.17$	für $R_0 = 696342$ km; Kreisbahn
RV von $K_1 / K_2$ [km/s]	10.35 / 79.6	via RV-Fit ( $M_1 = 2.16 M_{\odot}$ iertfix)
RV System [km/s]	$28.6 \pm 2.9$	(RV = Radialgeschwindigkeit)
Massenverhältnis ( $M_2/M_1$ )	$0.13 \pm 0.01$	aus den Massen in Tabelle 2
Entfernung [pc]	$589 \pm 38$	berechnet für $A_v = 0$

**Tabelle 2: Parameter der Komponenten von V658 Car**

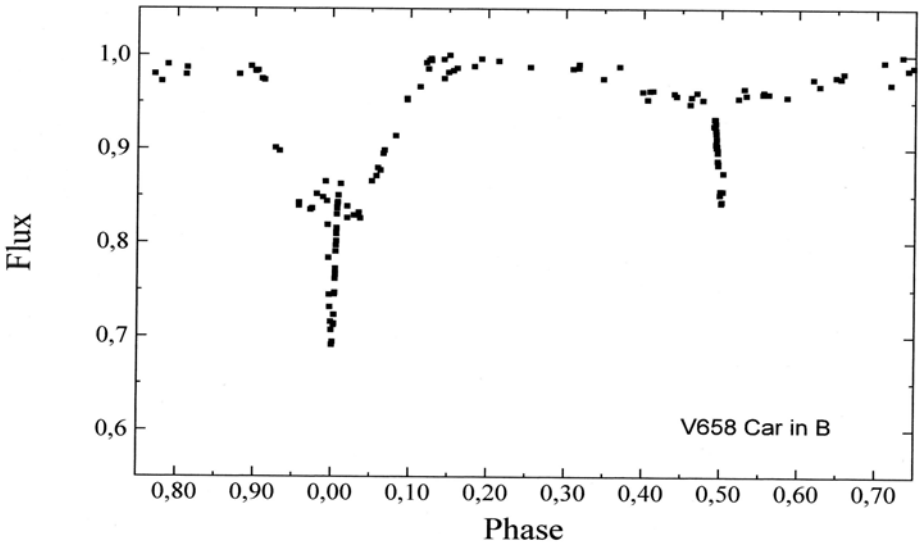
Parameter	Primärstern	Sekundärstern	Scheibe (Disk)
Spektraltyp (verbessert)	A0p(e shell)	B	
Temperatur $T_{\text{eff}}$ [K]	$9700 \pm 500$	$12750 \pm 700$	$6144 \pm 106$
Radius $R$ (volum.) [Ro]	$1.64 \pm 0.04$	$1.46 \pm 0.04$	$33.6 \pm \geq 0.7$
Leuchtkraft (bolom.) [Lo]	$21.5 \pm 5.6$	$50.7 \pm 13.2$	
Helligkeit (abs.) [VMag]	1.59	1.31	
U-Lichtanteil im Maximum	0.173 gedimmt	0.534	0.293
B-Lichtanteil im Maximum	0.202 gedimmt	0.445	0.353
V-Lichtanteil im Maximum	0.183 gedimmt	0.382	0.435
Ic-Lichtanteil im Max.	0.142 gedimmt	0.347	0.511
Masse [Mo]	$2.16 \pm 0.14$	$0.28 \pm 0.01$	

**Literaturquellen:**

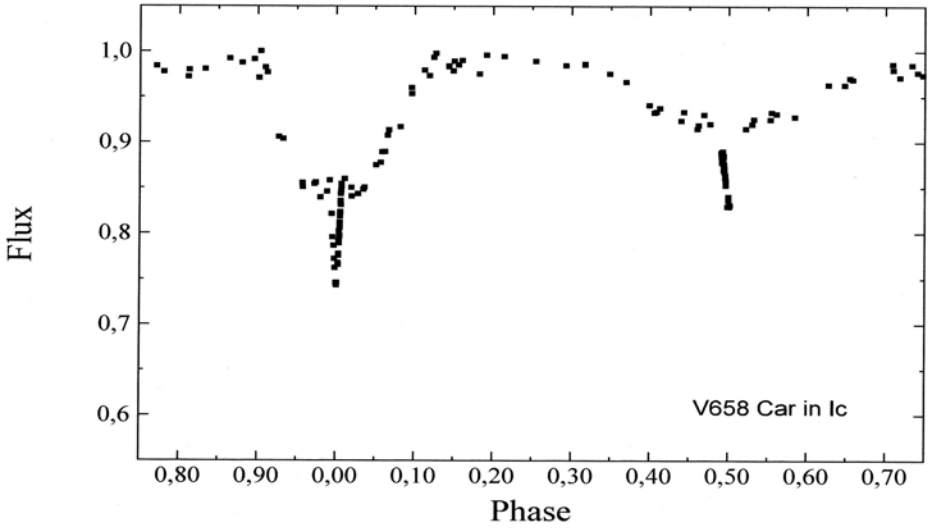
- [1] N. Hauck, 2016, BAV Rundbrief, 65, no. 4, 1; [www.bav-astro.eu/rb/rb2016-4/1.html](http://www.bav-astro.eu/rb/rb2016-4/1.html) (or .pdf)
- [2] T. Rivinius et al., 2013, A&A Review, 21, 69
- [3] B. Heathcote, private Mitteilung, Mai 2017; <http://basebe.obspm.fr/basebe/MenuIntro.php>
- [4] F. Giesecking, 1981, A&AS, 43, 33
- [5] F. Giesecking, 1980, A&AS, 41, 245
- [6] A. Kunder et al., 2017, AJ, 153, 75
- [7] C. Cameron et al., 2008, AJ, 685, 489
- [8] S. Ekström et al., 2012, A&A, 537, 146
- [9] A.G. Istrate et al., 2014, A&A, 571, L3
- [10] J.A. Carter et al., 2011, ApJ, 728, 139
- [11] W. Buscombe, 1998, 13<sup>th</sup> General Catalogue of MK Spectral Classification



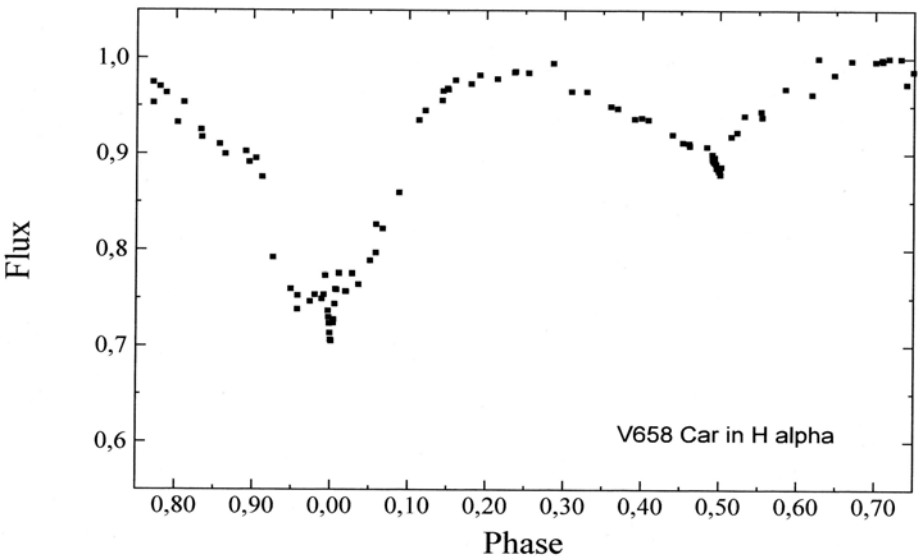
**Abb. 1:** U-Fluss – Phase - Diagramm von V658 Car aus 167 Datenpunkten vom SSO



**Abb. 2:** B-Fluss – Phase - Diagramm von V658 Car aus 139 Datenpunkten vom SSO

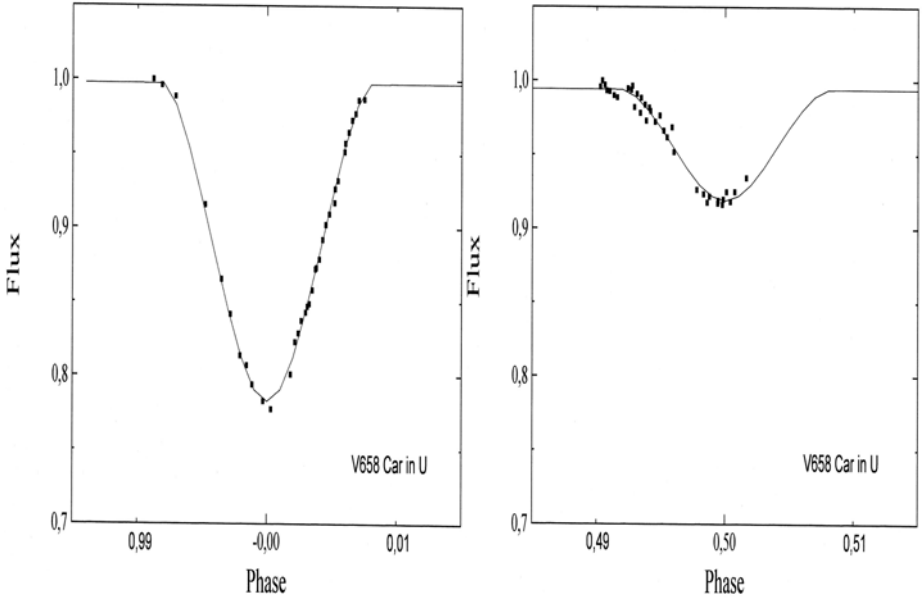


**Abb. 3:** I<sub>c</sub>-Fluss – Phase - Diagramm von V658 Car aus 138 Datenpunkten vom SSO

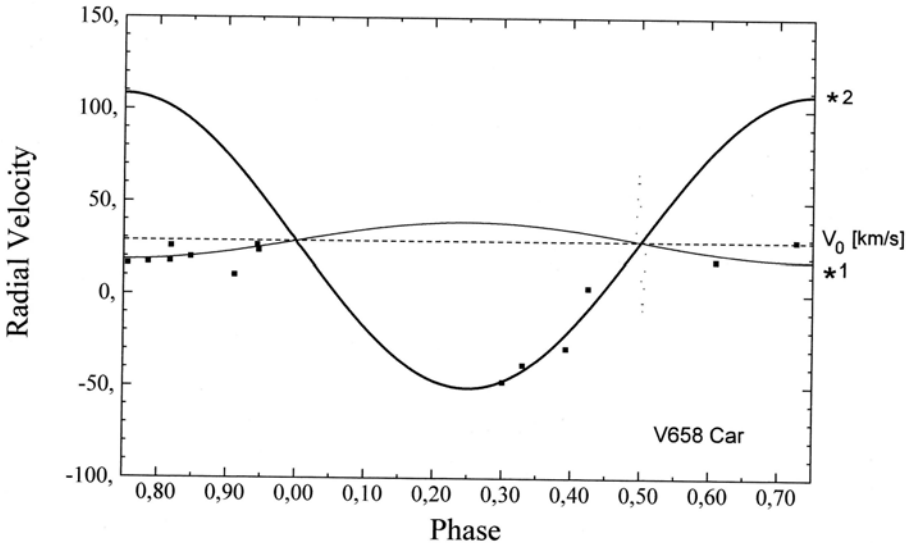


**Abb. 4:** H $\alpha$ -Fluss – Phase - Diagramm von V658 Car aus 104 SSO-Datenpunkten

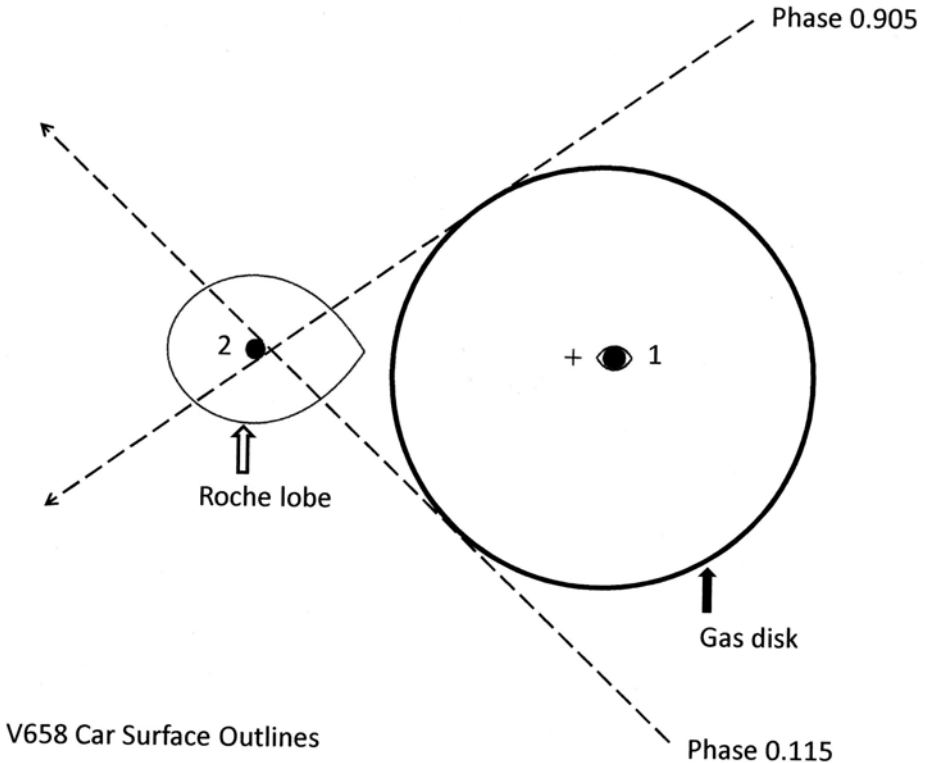




**Abb. 5:** Berechnete Lichtkurven für U-Daten der zentralen Sternbedeckungen



**Abb. 6:** Radialgeschwindigkeiten [km/s] von V658 Car aus 14 Datenpunkten von [4]



**Abb. 7:** Maßstabsgetreue Skizze von V658 Car mit den beiden Sternen, ihren kritischen Oberflächenumrissen und dem Systemschwerpunkt (+) (im Querschnitt). Die leicht exzentrisch positionierte äquatoriale Gasscheibe des Primärsterns und die Richtung unserer Sichtlinie in der Phase des ersten und letzten Kontakts des äusseren Hauptminimums wurden in Draufsicht zugefügt. Der schnell rotierende Primärstern 1 füllt sein kritisches Grenzvolumen nahezu aus.

#### Danksagungen:

I am grateful for the helpful comments of Dr. T. Rivinius, ESO, Chile, to my earlier paper on V658 Car and the H-alpha spectra of this binary, which have been kindly taken by B. Heathcote, Australia. Many thanks also to Dr. F.-J. Hamsch, Belgium, for the additional photometric data collected with his ROAD observatory in Chile. This research has made use of the Simbad and VizieR databases operated at the Centre de Données astronomiques de Strasbourg, France, <http://cdsarc.u-strasbg.fr/> and the All Sky Automated Survey ASAS database, <http://www.astrouw.edu.pl/asas/>.

Norbert Hauck, F-83400 Hyères, hnhauck@yahoo.com

## Eine Lösung vom Algoltyp für den Doppelstern V627 Puppis (HD 66475)

### An Algol-type solution for the binary V627 Puppis (HD 66475)

Norbert Hauck

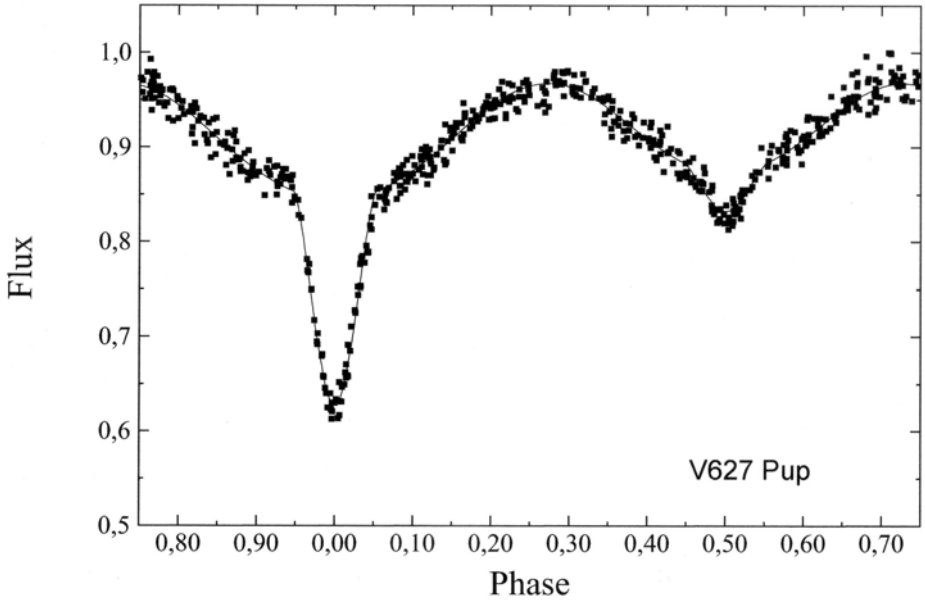
**Abstract:** *By analyzing and modelling known data of the partially eclipsing binary V627 Pup a classical Algol-type semi-detached configuration has been found as a convincing solution. Its primary component of spectral type B5III is fitting into the main sequence band of a stellar grid having a normal solar metallicity. From the light-curve solution an A-type giant has been derived as the secondary component. Solar masses of  $5.03 \pm 0.36$  and  $1.45 \pm 0.16$  and solar radii of  $3.60 \pm 0.17$  and  $6.99 \pm 0.33$  have been estimated for the primary and secondary star of V627 Pup, respectively. [English and German version available via [www.bav-astro.eu/rb/rb2018-2/49.html](http://www.bav-astro.eu/rb/rb2018-2/49.html) (or pdf)].*

Aus photometrischen Daten von ASAS-3 haben Otero & Claus [1] V627Pup (HD66475) als Bedeckungsveränderlichen mit 5.8 Tagen Bahnperiode ermittelt. Von Houk et al. [2] wurde Spektraltyp B5 III angegeben.

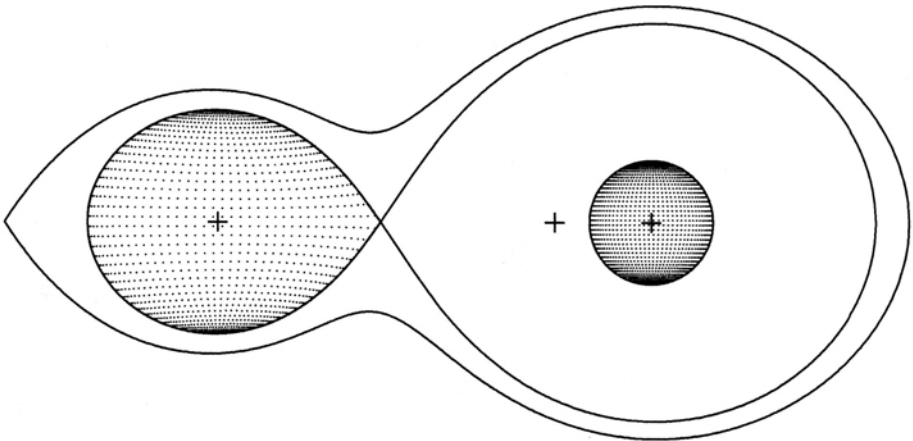
Mit Hilfe der *Binary Maker 3* - Software (Bradstreet & Steelman, 2004) wurden nun berechnete Lichtkurven 584 Datenpunkten der ASAS-Photometrie im V-Band angepasst. Die beste Lösung (sigma Fit 13 mmag) (s. Abb. 1) wurde mit einer halbgetrennten Konfiguration erzielt, die in Abb.2 massstabsgetreu dargestellt ist. Eine Kreisbahn wurde angenommen, und keine Anzeichen von Exzentrizität gefunden. Die Aufhellung zwischen den Minima ist in der Lichtkurve deutlich sichtbar, und wird von der „Elliptizität“ der Rochelobefüllenden Sekundärkomponente verursacht.

Die absoluten Dimensionen von V627 Pup wurden aus einem Sternmodell von Ekström et al. [3] für solare Metallizität  $Z=0.014$  ohne Rotation abgeleitet. Hierfür wurde die Position der B5 III - Primärkomponente mit einer angenommenen Effektivtemperatur  $T_1$  von 16000 K im Hertzsprung-Russell-Diagramm verschoben, bis ihr Radius/Abstandsverhältnis  $R_1/a$  der Lichtkurvenlösung getroffen wurde. Der Stern hat sich etwa 60 Millionen Jahre von der ZAMS (Zero-Age Main Sequence) weiter entwickelt, liegt aber immer noch gut innerhalb des Hauptreihenbands. Die Parameter der Sekundärkomponente wurden durch Vergleich mit dem Primärstern abgeleitet, und passen zu einem massearmen A-Riesen. V627 Pup ist offensichtlich ein klassisches Algolsystem, d.h. der ursprünglich massereichere Sekundärstern hat schon einen grösseren Teil seiner Masse via Rochelobetransfer an unseren Primärstern übertragen, und ist nun die weiter entwickelte Sternkomponente. RS Vul ist ein bekanntes Algolsystem mit ähnlichen Eigenschaften wie unsere neue Entdeckung.

Die Tabellen 1 und 2 enthalten die Resultate unserer Studie. Die Fehlergrenzen basieren auf angenommenen 5% Unsicherheit von  $T_1$ . Nichttemperaturabhängige Parameter sind auf eine um 10% erhöhte Summe der quadrierten Abweichungen der Lichtkurvenlösung bezogen. Die vorliegenden Daten (ASAS + neue) decken einen Zeitraum von 17 Jahren ab und zeigen keine Anzeichen einer Veränderung der Bahnperiode.



**Abb. 1:** Berechnete Lichtkurve für 584 ASAS-Datenpunkte von V627 Pup im V-Band



V627 Pup

**Abb. 2:** Form, Gravitationszentren und kritische Roche-Grenzen von V627 Pup

**Tabelle 1: Parameter des Doppelsternsystems V627 Pup**

Epoche [HJD]	2452754.555(10)	Mitte Hauptminimum, von [1], verbessert
Periode [Tage]	5.79927(4)	für JD 2451868 – 2458113
Max. Licht/HM/NM[Vmag]	9.75/10.23/9.92	HM/NM = Haupt-/Nebenminimum; ASAS
Minimumdauer [Stunden]	14.6	partielle Bedeckungen
Bahnneigung $i$ [Grad]	$74.67 \pm 0.36$	
Bahnradius $a$ [ $R_\odot$ ]	$25.30 \pm 1.13$	für $R_0 = 696342$ km; Kreisbahn
Masseverhältnis $q(M_2/M_1)$	$0.288 \pm 0.025$	photometrisches $q$
Entfernung [pc]	$1588 \pm 79$	berechnet für $A_v = 0.3$ mag/kpc

**Tabelle 2: Parameter der Komponenten von V627 Pup**

Parameter	Primärstern	Sekundärstern
Spektraltyp	B5 III	A (geschätzt)
Temperatur $T_{\text{eff}}$ [K]	$16000 \pm 800$	$8660 \pm 430$
Radius $R$ (volum.) [ $R_\odot$ ]	$3.60 \pm 0.17$	$6.99 \pm 0.33$
Leuchtkraft (bol.) [ $L_\odot$ ]	$763 \pm 168$	$247 \pm 55$
Helligkeit (abs.) [VMag]	$-1.08$	$-0.86$
V-Licht im Maximum [%]	55.0	45.0
Masse [ $M_\odot$ ]	$5.03 \pm 0.36$	$1.45 \pm 0.16$

**Quellen:**

- [1] S.A. Otero & F. Claus, IBVS **5495**, (2004)  
 [2] N. Houk et al., Catalogue of two-dimensional spectral types for HD stars, **4**, (1988)  
 [3] S. Ekström et al., A&A **537**,**146**, (2012)

**Danksagungen:**

This research has made use of the Simbad and VizieR databases operated at the Centre de Données astronomiques de Strasbourg, France, <http://cdsarc.u-strasbg.fr/> and the database of All Sky Automated Survey ASAS, <http://www.astrouw.edu.pl/asas/>.

## 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.

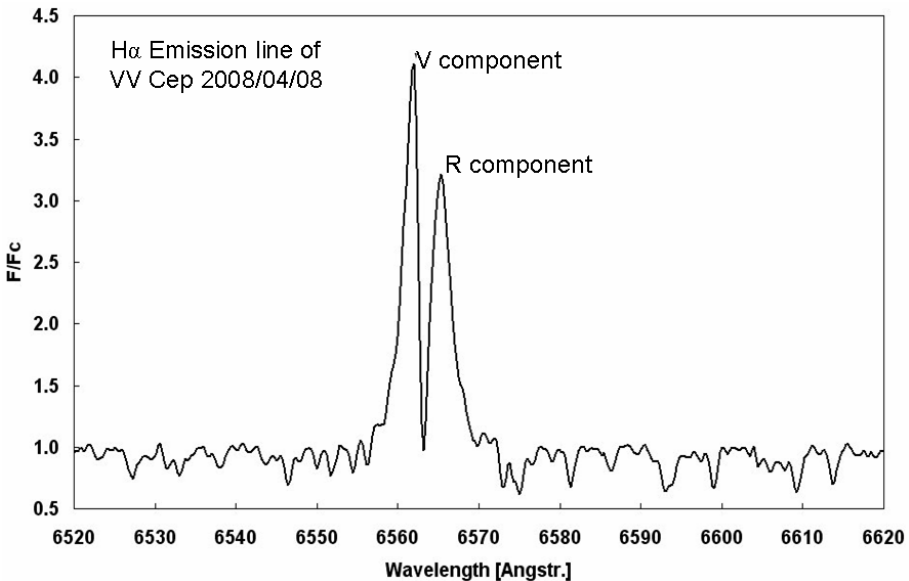


Abb. 1: Mittelauflösendes Spektrum der H $\alpha$ -Emissionslinie in VV Cep

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.

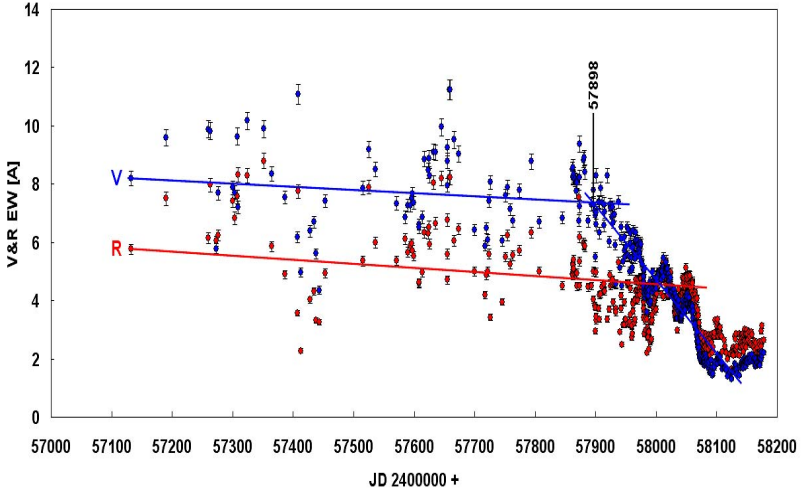


Abb. 2: Langzeitüberwachung der H $\alpha$ -Blau (V) - und Rot (R) -Emissionskomponenten

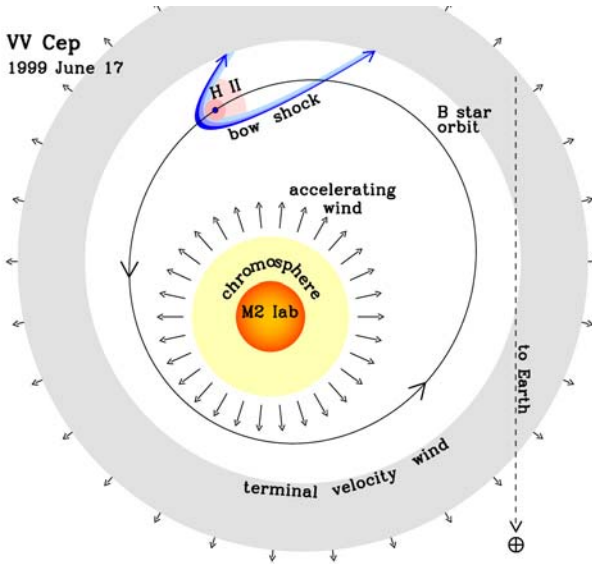


Abb. 3: Die maßstabsgetreue Orbitalkonfiguration von VV Cephei vom 17. Juni 1999. Die Bugschokfront und die H II -Region um den B-Stern (dargestellt als kleiner, blauer Kreis) sind schematisch in Übereinstimmung mit Wrights (1977)-Modell der H $\alpha$ -Emission dargestellt. Übernommen aus Bennett &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

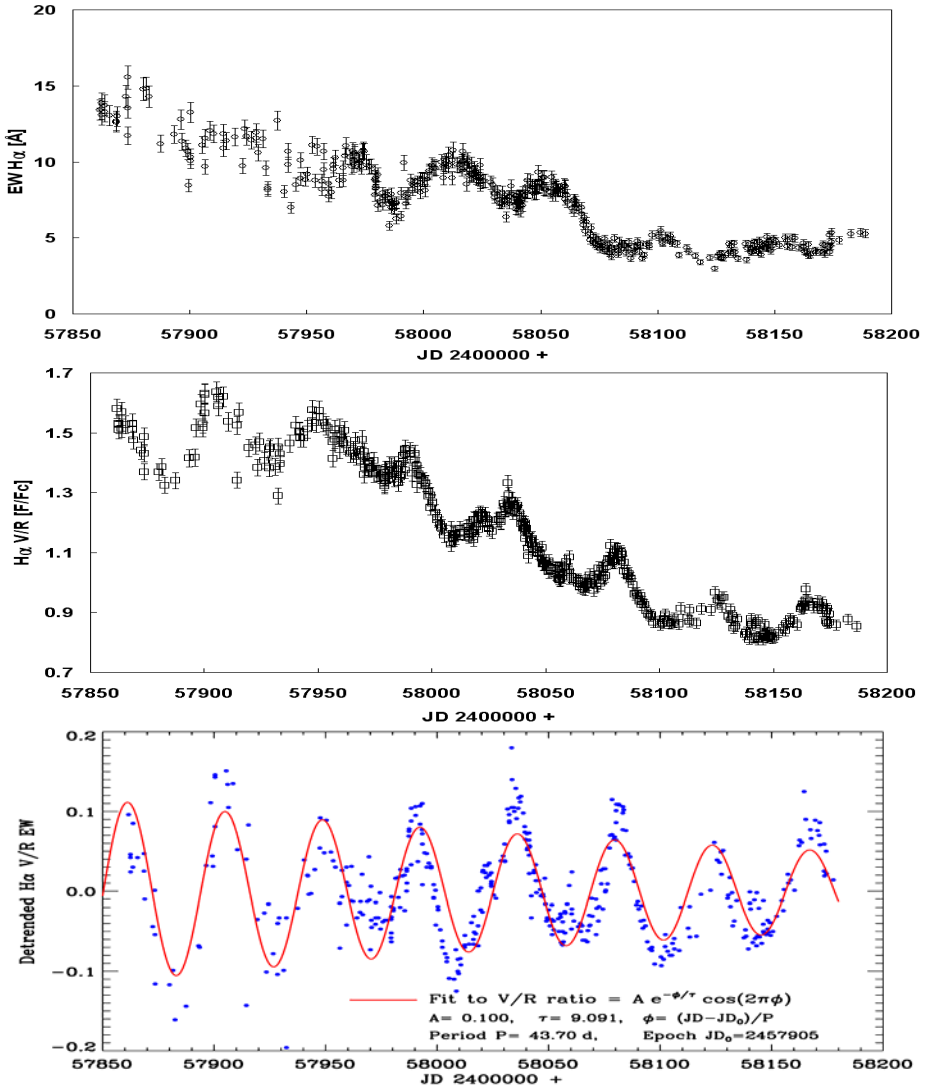


Abb. 4: [Oben] Das Verhalten des gesamten H $\alpha$ -Emissionsflusses (EW) in 2017/18, das die periodische Variation von 43 Tagen zeigt. [Mitte] Das Flussverhältnis der H $\alpha$ -Blau-Komponente (V) zur Rot-Komponente (R), die die gleiche 43-Tage-Periodizität zeigt, und eine Variation der Radialgeschwindigkeit 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.

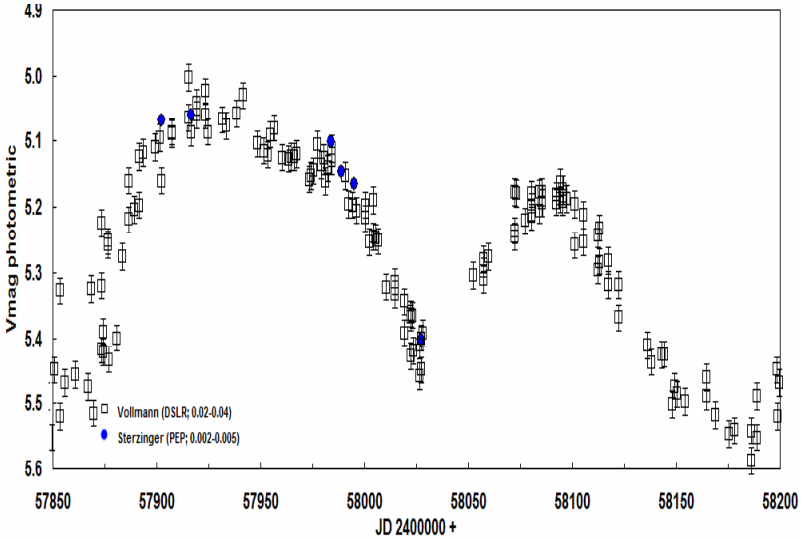


Abb. 5: V-Photometrie von VV Cep erhalten über die gleiche Zeitperiode. In dieser Lichtkurve (dominiert vom M-Überriesen) gibt es keinen Hinweis auf die 43-Tage-Periode.

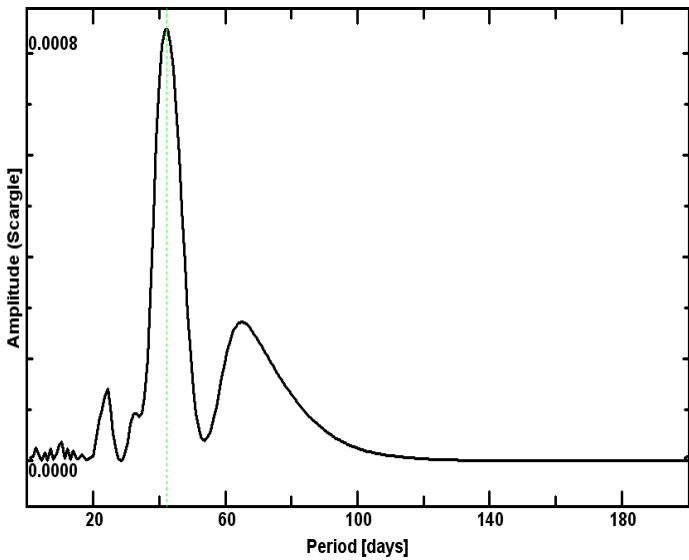


Abb. 6: Scargle-Periodogramm der V/R-Fluss-Residuen in Abb. 4 (unten), das mit dem Programm AVE (Barbera 1998) erstellt wurde und die dominante  $43,7 \pm 0,6$  Tage-Periode zeigt

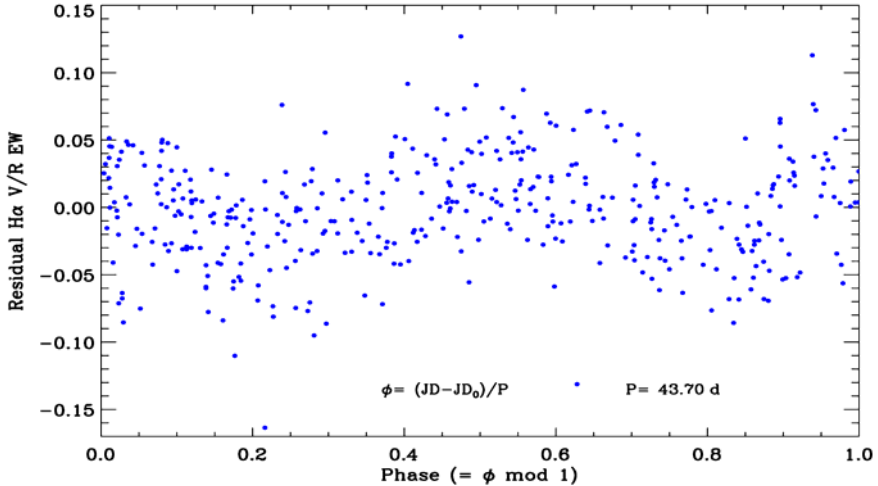


Abb. 7: Darstellung der Variation in Abb. 4 (unten) mit der analytischen periodischen Anpassung (rote Kurve in dieser Abbildung) subtrahiert. Die resultierenden Residuen sind als Funktion der Phase für eine Dauer von 43,7 Tagen und der Zeit  $T_0 = \text{JD } 2457905$  aufgetragen, wie in 4 (unten) gezeigt.

### 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. Fosaneli, 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.

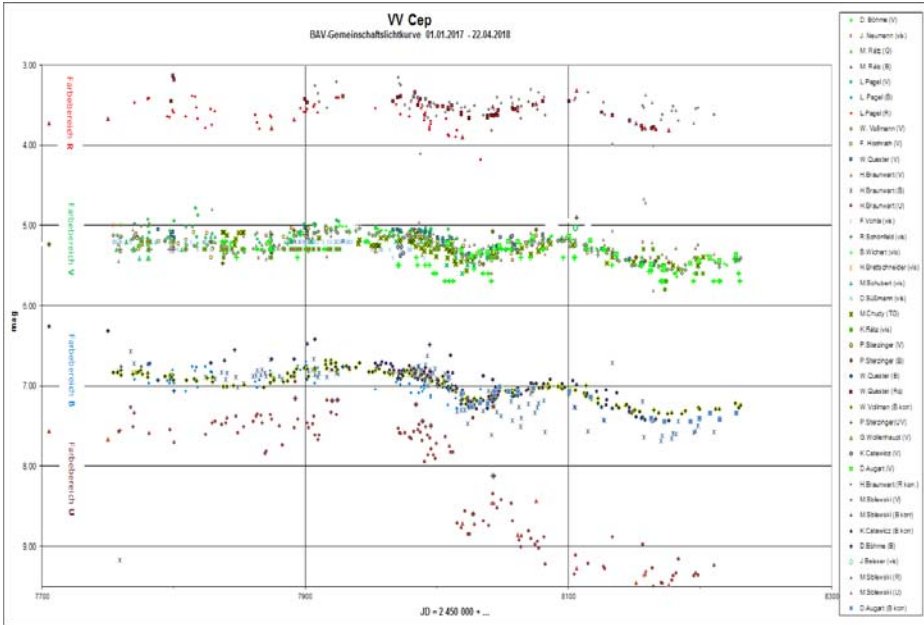


Abb. 1: BAV-Gemeinschaftslichtkurve 01.01.2017 – 30.04.2018

Im Druckbild des Rundbriefs werden Einzelheiten nicht sehr deutlich sein. Sie können aber in der Online-Version des Rundbriefs oder auf unserer Webpage zur Kampagne genauer gesehen werden.

Abb. 2 zeigt einen Auszug der Gemeinschaftslichtkurve in den Farbbereichen V und B. Aus den Datenpunkten wurden 5-er Mittel gebildet und die blaue Kurve wurde parallel an die grüne herangeschoben. Es zeigen sich deutlich Helligkeitsschwankungen des Gesamtsystems außerhalb und innerhalb der Bedeckung. Sie verlaufen in beiden Farbbereichen sehr genau parallel.

Wir können den Beginn der Bedeckung (1. Kontakt), ablesen. Er ergibt sich zu ungefähr JD = 2457952, 18.07.2017, 16 Tage früher als vorhergesagt (04.08.2017), wohingegen aus dem spektroskopischen Monitoring der ARAS-Gruppe ein erster Kontakt bereits um den 24.5.2017 (JD 2457898) festgestellt werden konnte. Bei der letzten Bedeckung 1997/98 haben D. Graczik, M. Mikołajewski und J.L. Janowski einen sprunghaften Anstieg der Periode gegenüber früheren Bedeckungen festgestellt [3]. Unsere Beobachtung des verfrühten 1. Kontaktes stimmt damit also nicht überein. Der Helligkeitsabfall vom Maximum bis zum bisher festgestellten Minimum beträgt im V-Bereich ca. 0.5 mag und im B-Bereich ca. 0.6 mag. Das ist naheliegend, denn der blaue Begleiter wird vom Überriesen bedeckt.

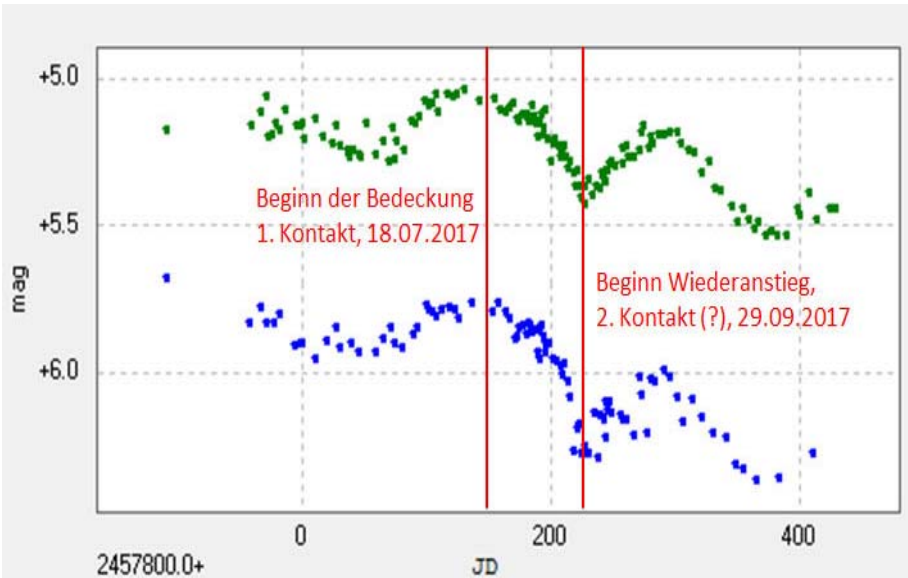


Abb. 2: BAV-Gemeinschaftslichtkurve 01.01.2017 – 30.04.2018 Farbbereiche V und B (Details)

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://astrospectroscopy.de/media/files/SAS\\_2015.pdf](http://astrospectroscopy.de/media/files/SAS_2015.pdf)
- [3] D. Graczyk, M. Mikolajewski, J.L. Janowski  
 The Sudden Period Change of VV Cephei  
 IBVS 4679



### Elemente für V462 Cassiopeiae

Klaus Häußler

**Abstract:** *First elements and light curve are given.*

*Min: JD 2447861,411 ±0,030 + 3<sup>d</sup>,140103 ±0,000009 x E*

V462 Cas = S10468 wurde von Richter, G.A. entdeckt (MVS5 H4 1969). Der Entdecker gibt als Typ E an. Bisher wurden von diesem Stern keine Beobachtungen bekannt.

Ich habe V462 Cas auf 207 digitalisierten Platten des Sonneberger Feldes phi Cas untersucht und die folgenden Elemente gefunden:

Min: JD 2447861,411 ±0,030 + 3<sup>d</sup>,140103 ±0,000009 x E

Typ : EA    Max : 14<sup>m</sup>,5    Min: 16<sup>m</sup>,5

Die Helligkeiten der Vergleichssterne wurden nach USNO- A2.0 ermittelt.

a= 1425-01681244 14<sup>m</sup>,9, b= 1425-01673968 15<sup>m</sup>,1, c= 1425-01682037 15<sup>m</sup>,6

d= 1425-01678157 15<sup>m</sup>,9, e= 1425-01677958 17<sup>m</sup>,1

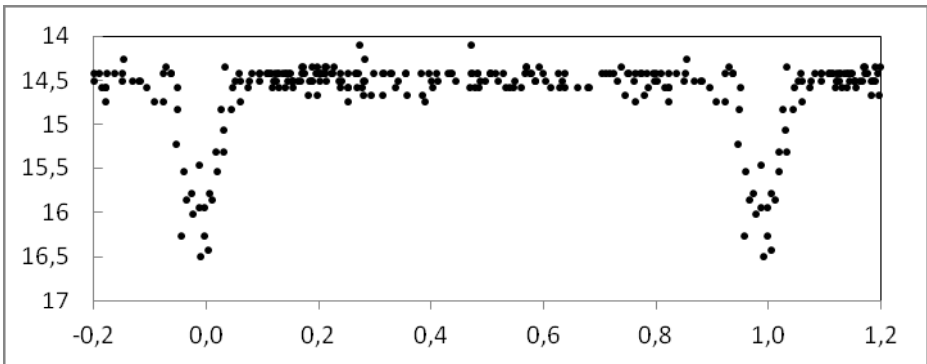


Abb. 1: Lichtkurve von V462 Cas, Klaus Häußler

Min	E	B - R	Beob.	Min	E	B - R	Beob.
29168,476	-5953	0,098	Hau	44925,279	-935	- 0,136	Hau
29576,55	-5823	- 0,041	Hau	46360,435	-478	- 0,007	Hau
38315,456	-3040	- 0,042	Hau	47566,302	-94	0,061	Hau
38318,608	-3039	- 0,030	Hau	47792,386	-22	0,057	Hau
39775,637	-2575	- 0,009	Hau	47861,445	0	0,034	Hau
40127,356	-2463	0,019	Hau				

### OQ Cassiopeiae - ein Beta-Lyrae-Stern

Klaus Häußler

**Abstract:** *The star were observed on 283 digitized plates of Sonneberg Observatory. The elements are from OEJV O-C Gateway.*

$$\text{Min.} = \text{JD } 2429106,506 \pm 0,006 + 0,7166834 \pm 0,00000023 \times E$$

Ich habe den Stern auf 283 gescannten Platten der Sternwarte Sonneberg untersucht. Die Lichtkurve von diesem Stern ist nach meinen Beobachtungen vom Typ Beta-Lyrae mit einem kleinen Nebenminimum.

Die Beobachtungen wurden mit den Elementen aus OEJV O-C Gateway berechnet. Daraus ergibt sich, dass das Minimum von Diethelm, R. (BBSAG Bull. 114) ein Nebenminimum ist. Wenige Beobachtungen von Getfort, M. et al. im BAV Rundbrief 2016/1 lassen auch Beta-Lyrae-Lichtwechsel erkennen.

$$\text{Min.} = \text{JD } 2429106,506 \pm 0,006 + 0,7166834 \pm 0,00000023 \times E$$

Die Helligkeiten der Vergleichssterne wurden an die vom USNO-A2.0-Katalog angeschlossen.

a= 1500-00821557 (14,4), b= 1500-00820377 (14,9), c= 1500-00817065 (15,4)

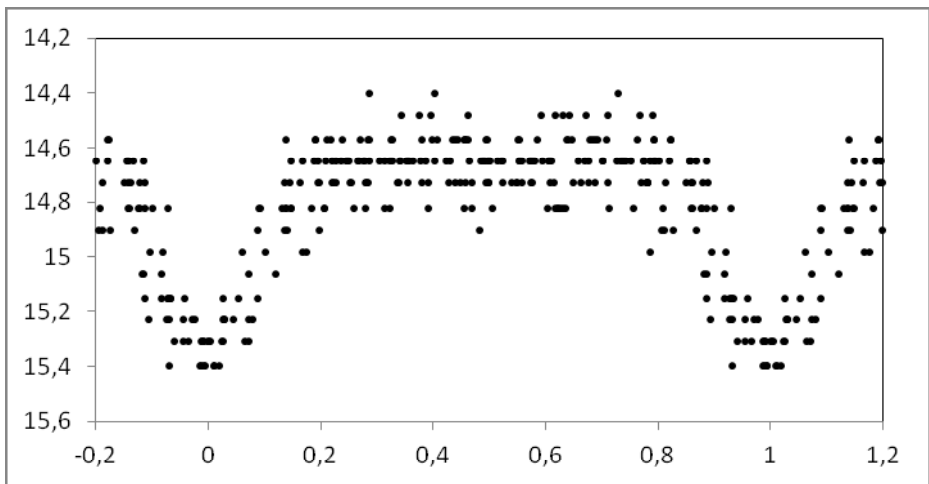


Abb. 1: Lichtkurve von OQ Cas, Klaus Häußler

Tabelle 1: Minima von OQ Cas

Minimum	Epoche	B-R	Beob.	Minimum	Epoche	B-R	Beob.
29106,496	0	-0,010	Wen	45561,552	22960	-0,005	Hau
29129,388	32	-0,052	Wen	46649,496	24478	0,014	Hau
29144,431	53	-0,059	Wen	48187,504	26624	0,019	Hau
29170,336	89	0,045	Wen	47099,567	25106	0,008	Hau
29339,435	325	0,007	Hau	47139,74	25162	0,046	Hau
29498,493	547	-0,039	Wen	47390,551	25512	0,018	Hau
29633,313	735	0,045	Wen	47413,466	25544	-0,001	Hau
29638,309	742	0,024	Wen	47415,609	25547	-0,008	Hau
29691,326	816	0,006	Wen	50463,304	29799,5	-0,009	Die
29903,459	1112	0,001	Hau	53990,479	34721	0,009	Leh
29982,296	1222	0,003	Hau	53993,3459	34725	0,009	Leh
30024,517	1281	-0,060	Wen	54003,3794	34739	0,009	Leh
30025,3	1282	0,006	Wen	54008,3959	34746	0,008	Leh
30313,376	1684	-0,025	Hau	54721,4919	35741	0,005	Leh
38268,576	12784	-0,011	Hau	55093,4475	36260	0,001	Leh
38286,496	12809	-0,008	Hau	55409,5031	36701	0,000	Leh
38288,611	12812	-0,043	Hau	56596,3278	38357	-0,003	Leh
38322,348	12859	0,010	Hau	56596,3282	38357	-0,003	Leh
38331,646	12872	-0,009	Hau	56643,63	38423	-0,002	Leh
38372,501	12929	-0,005	Hau	56643,6304	38423	-0,002	Leh
39063,379	13893	-0,009	Hau	56945,3522	38844	-0,004	Leh
39801,556	14923	-0,016	Hau	56945,3524	38844	-0,004	Leh
40741,184	16234	-0,004	Gef				

## Literatur:

Wen	Wenzel, W.	Veröff. Sternwarte Sonneberg Bd 2/5 1956
Die	Diethelm R.	BBSAG Bull. 114
Get	Getfort, M. et al.	BAV Rundbrief 2016/1
Leh	Lehky, M.	OEJV O - C Gateway
Hau	Häußler, K.	

## V1215 Tau ist ein langperiodischer Mira-Stern

Dietmar Böhme

**Abstract:** *V1215 Tau is a Mira star with a period of about 510 days.*

Der Stern V1215 Tau wurde bislang sehr wenig beobachtet. Es gab keine verlässlichen Aussagen zum Lichtwechsel. Die Veränderlichkeit wurde von B.W.Jiang et.al. [1] nach der Auswertung von IRAS-Aufnahmen entdeckt. Eine Photometrie im I-Bereich liegt von J.Nakashima et.al. [2] vor.

In den Jahren 2012 bis 2018 konnte ich den Stern in 89 Nächten mit einem 10-Zoll-Meade-Teleskop und einer CCD-Kamera Meade DSI Pro beobachten, er war jedoch nur in 45 Nächten sichtbar. Die Auswertung mit der Software Peranso zeigt den Lichtwechsel mit einer Periode um 496 Tage. Der Anschluss der beiden von mir beobachteten Maxima an das Maximum von Nakashima bringt eine Periode um 510 Tage. Darauf basierend leitete ich die Elemente des Lichtwechsels ab:

$$\text{JD (max.)} = 2456338 + 510 \times E$$

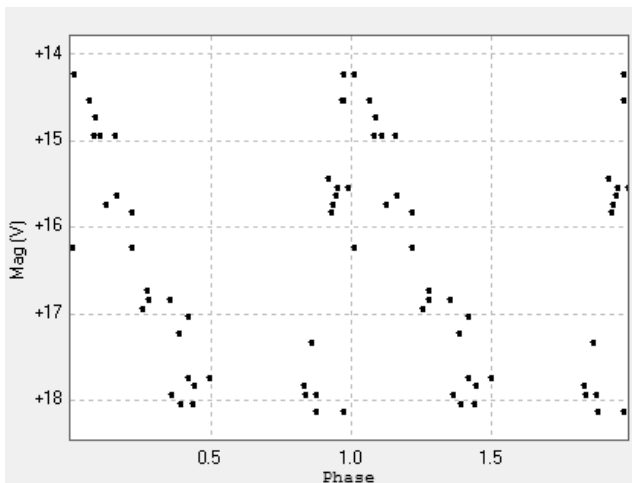


Abb. 1: Phasendiagramm von V1215 Tau mit  $P = 496$  d, Dietmar Böhme

Tabelle 1: Beobachtete Maxima

Max. 1	JD 2449682	Nakashima
Max. 2	JD 2456338	Böhme
Max. 3	JD 2457327	Böhm

Referenzen:

- [1] Jiang, B.W., The Astronomical Journal, 111, 231 (1996)  
 [2] Nakashima, J., Publ. Astron. Soc. Japan 52, 275 (2000)

Dietmar Böhme, Dorfstrasse 11, 06682 Nessa, dietmar-nessa@t-online.de

## Lichtkurven einiger Blazare von 2015 - 2017

Klaus Wenzel

Bei BL-Lacertae-Objekten oder auch Blazare handelt es sich um eine seltene Klasse von aktiven Galaxien, die meist eine besonders hohe Aktivität aufweisen. Der Grund hierfür dürfte in einer Besonderheit liegen.

Eines haben alle diese aktiven Galaxien gemeinsam, ein riesiges Schwarzes Loch im Zentrum, das Materie um sich herum in einem Strudel (Akkretionsscheibe) in sich hineinsaugt und damit zu gigantischen Strahlungen in allen Wellenlängen anregt. Vereinfacht ausgedrückt sieht ein Quasar- bzw. AGN-Modell folgendermaßen aus: Im Zentrum befindet sich die gesamte Masse (10 Mio. bis mehrere Mrd. Sonnenmassen) in der so genannten Singularität, diese ist umgeben von einer gewaltigen Akkretionsscheibe, und diese wiederum von einem Staub-Torus. An den beiden Polen befindet sich jeweils ein hochenergetischer, relativistischer Jet (u. a. Synchrotron-Strahlung). Optische Beispiele für diese Jets sind in M 87 oder auch am Quasar 3C 273 direkt zu beobachten.

Bei BL-Lacertae-Objekten ist dieser Synchrotronjet direkt auf unsere Beobachtungsrichtung ausgerichtet, wir schauen sozusagen direkt in das Aktivitätszentrum. Durch die gewaltige Strahlung des Jets werden die Emissionslinien im Spektrum einfach überstrahlt. Aus diesem Grund ist es meist schwierig, die Rotverschiebung von BL Lac's und somit deren Entfernung zu ermitteln.

Ich möchte hier die Lichtkurven von einigen prominenten Objekten für die Zeit ab 2015 vorstellen. Die Beobachtungen basieren auf visuellen (12,5- und 16-Zoll-Newton) und CCD-Beobachtungen (6- und 8,3-Zoll-Newton) in meiner Dachsternwarte in Wenigumstadt. Bei den hier abgebildeten Aufnahmen handelt es sich um Ausschnitte (ca. 10') von kurzbelichteten (10 - 15 s) Überwachungsaufnahmen (Norden ist oben, Osten links).

**BL Lac 22h 02m 43s +42° 16m 39s**

Der Prototyp dieser Objektklasse wurde bereits 1929 von Cuno Hoffmeister auf der Sternwarte Sonneberg entdeckt. Das Objekt befindet sich in einer Entfernung von etwa 870 Mio. Lichtjahre. BL Lac weist sehr kurzfristige Aktivitäten innerhalb von Tagen auf. Auf Aufnahmen mit größeren Teleskopen erscheint er leicht oval und diffus, während es bei visuellen Beobachtungen völlig stellar aussieht.

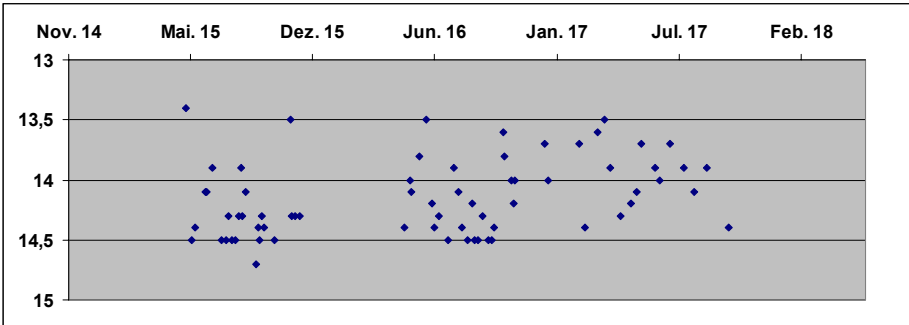
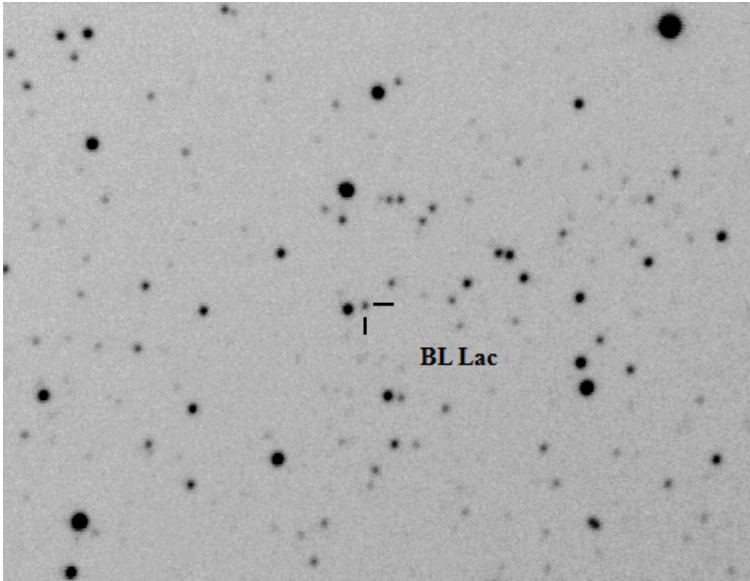


Abb1.: BL Lac zeigt einen lebhaften unregelmäßigen Lichtwechsel zwischen 13,5 und 14,5 mag, jedoch ohne einen markanten Ausbruch.

**Mrk 421 11h 04m 27s +38° 12m 31s**

Mrk 421 wurde 1966 von Fritz Zwicky und seinem Kollegen Emil Herzog bei der Durchmusterung des POSS für ihren Galaxienkatalog (CGCG) entdeckt, und als „*extremely compact*“ beschrieben. 1972 wurde diese Galaxie von dem armenischen Astronomen B. E. Markarian als 421. Objekt in seinen Katalog für Galaxien mit einer intensiven UV-Strahlung (UV-Exzess) aufgenommen. Mrk 421 befindet sich in einer Entfernung von etwa 390 Mio. Lichtjahren und ist damit eines der näheren Objekte dieser Klasse.

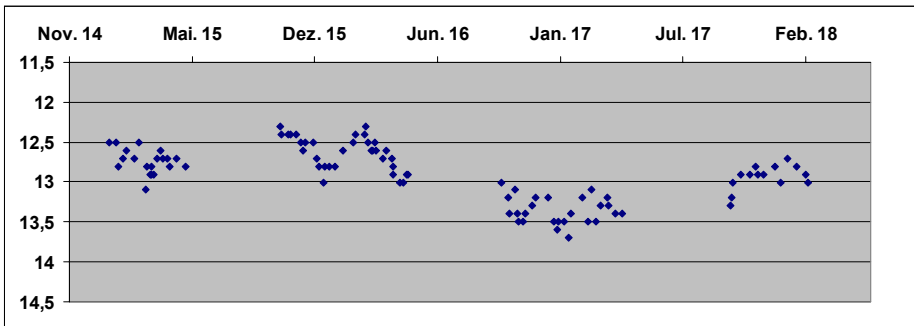
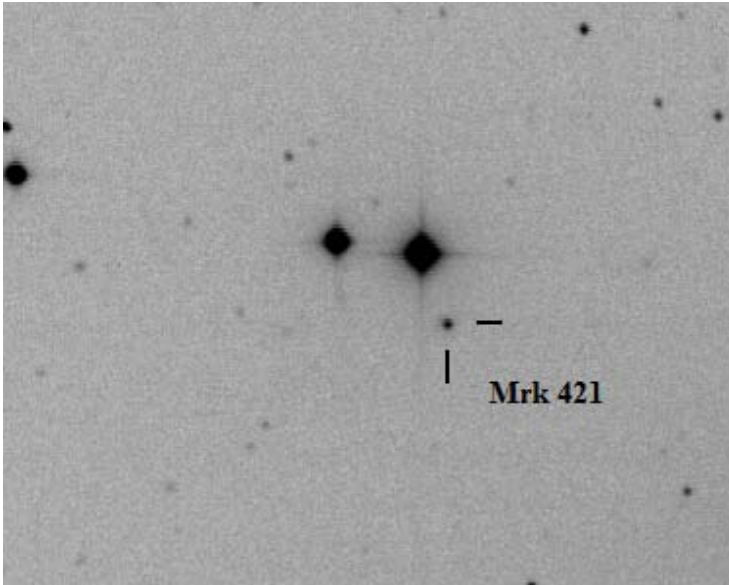


Abb 2.: Mrk 421 zeigte verschiedene Aktivitätsphasen. Auf hohe Aktivität 2015/16 folgt eine ruhigere Phase 2016/17. Momentan scheint die Aktivität wieder etwas anzusteigen.

**OJ 287 08h 54m 48s +20° 06m 30s**

Über OJ 287 hatte ich bereits ausführlich im BAV Rundbrief 4/2016 13, sowie im VdS-Journal 63 (2017) 91 berichtet. OJ 287 ist eines der wenigen extragalaktischen Objekte, bei dem eine gesicherte Periode existiert, die mit zwei um einen gemeinsamen Schwerpunkt kreisenden Schwarzen Löcher erklärt wird. Die Entfernung dieses Objektes liegt bei etwas mehr als 3 Milliarden Lichtjahren.

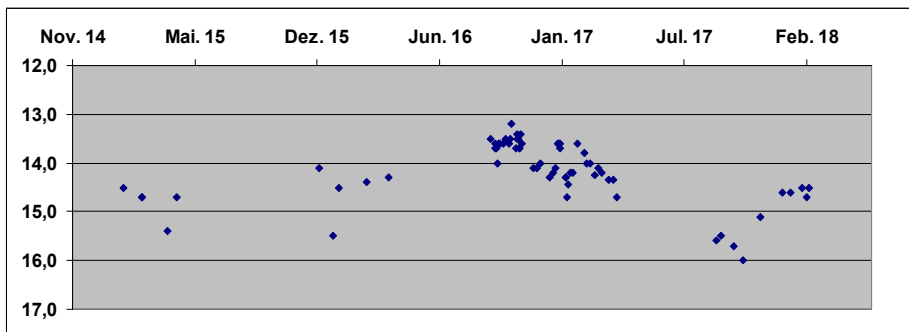
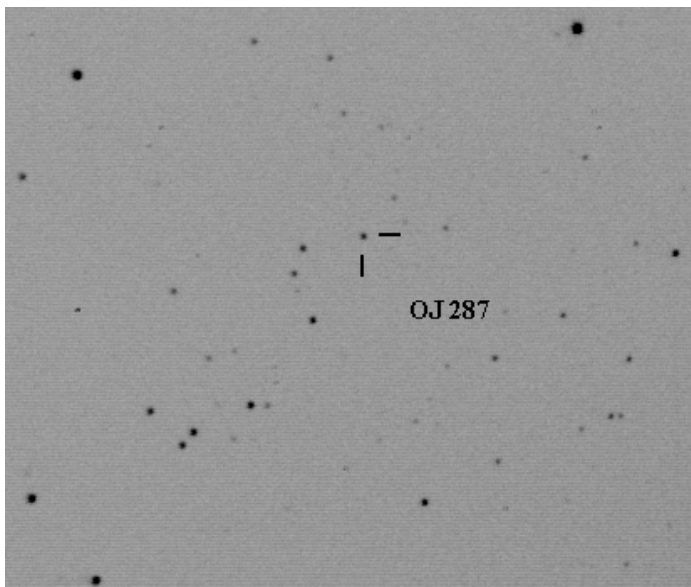


Abb 3.: Nach dem großen Ausbruch 2016/17 ging die Helligkeit zunächst bis zur 16. Größe zurück. Mittlerweile liegt die Helligkeit wieder im Bereich knapp über 15 mag.

### W Comae 12h 21m 32s +28° 13m 58s

W Com wurde bereits 1912 von Max Wolf in Heidelberg entdeckt. Er ahnte damals nicht, dass sich dieser vermeintlich veränderliche Stern in einer Entfernung von 1,3 Milliarden Lichtjahren befindet. W Com zeigt immer wieder in Zeitabständen von Jahrzehnten größere Ausbrüche bis etwa 12 mag. Der letzte größere Ausbruch ereignete sich 1998. Danach fiel die Helligkeit kontinuierlich ab und lag in den letzten Jahren um die 16 mag. Zur Zeit scheint das Objekt wieder langsam heller zu werden.



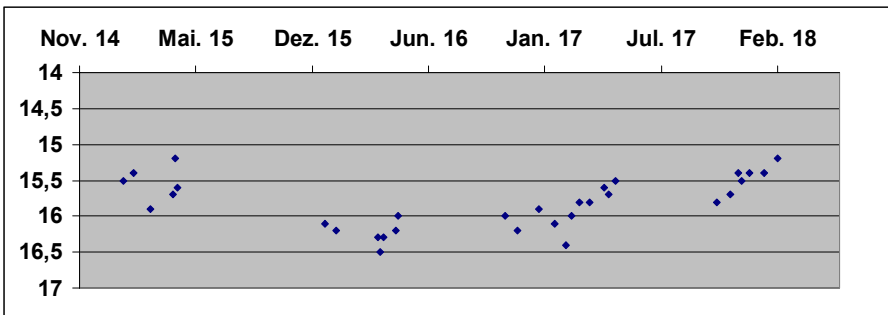
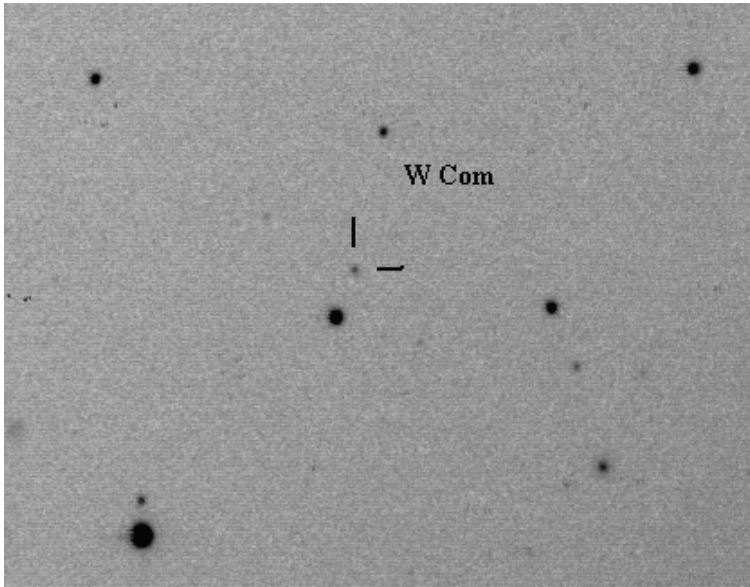


Abb 5.: Die Helligkeit von W Com scheint langsam wieder anzusteigen. Vielleicht steht bald ein neuer Ausbruch bevor.

## Lichtkurve von S5 0716+71 August 2017 bis April 2018

Klaus Wenzel

**Abstract:** *The visual lightcurve from the Blazar S5 0716+71 for the season 2017 Aug – 2018 April based on visual (12,5 and 16inch Newton) and CCD observations (8,3 and 6 inch Newton) in my observatory in Wenigumstadt.*

Zum Start der Beobachtungen im August 2017 war das etwa 3 Milliarden Lichtjahre entfernte BL-Lac-Objekt S5 0716+71 (07h 21m 53s / +71° 20' 36") zunächst sehr aktiv. Es zeigte Helligkeitsschwankungen von bis zu einer Größenklasse innerhalb weniger Tage. So lag die Helligkeit am 27.08.2017 bei 12,7, am 28.08. bei 13,0 und am 30.08. stürzte die Helligkeit auf 13,9 mag ab. Bis 11.09. stieg sie dann wieder bis 12,8 mag an. Diese Phase dauerte bis Ende September, dann erfolgte ein kontinuierlicher Abstieg in den Bereich um 14 mag. Die Aktivität stieg dann wieder langsam mit geringen Schwankungen bis zum Ende der Beobachtungssaison an.

Alle Beobachtungen dieser Lichtkurve wurden mit den Instrumenten meiner Dachsternwarte durchgeführt. Für die visuelle Beobachtungen standen die beiden 12,5- und 16-Zoll-Newton-Teleskope und für die CCD-Beobachtungen ein 6-Zoll- und ein 8,3-Zoll-Newton zur Verfügung.

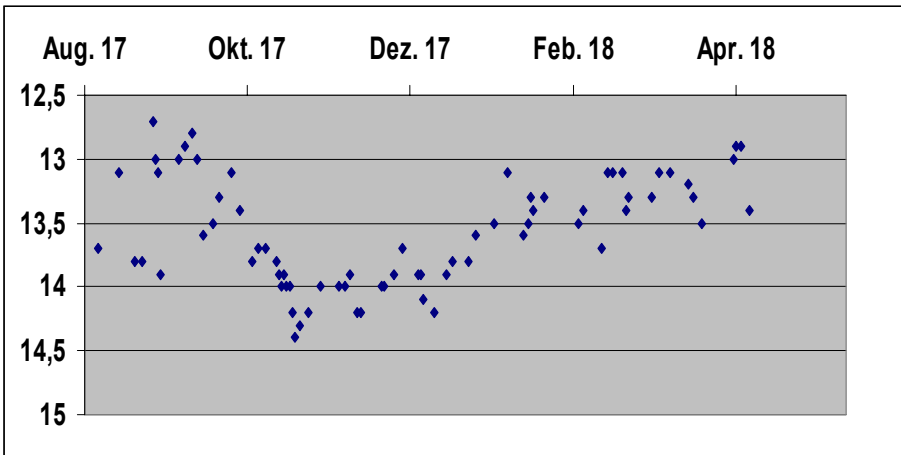
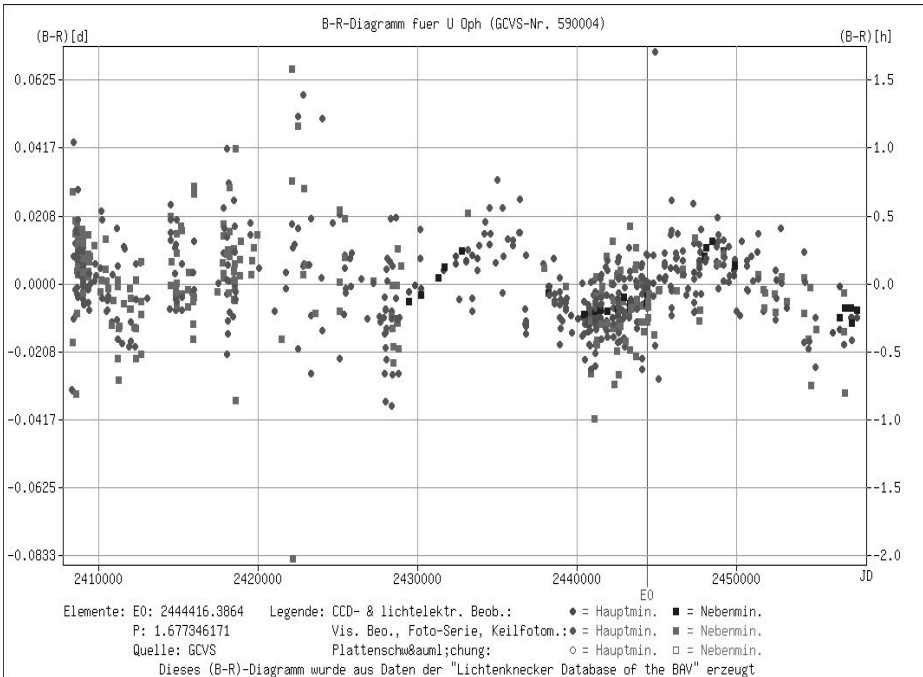


Abb. 1: Lichtkurve des Blazars S5 0716+71 nach Beobachtungen (visuell – 12"5 und 16" Newton und digital – CV 8"3 und 6" Newton) des Autors von August 2017 bis April 2018 in der Dachsternwarte in Großostheim-Wenigumstadt

## Wer beobachtet mit? U Oph ist wieder ein BAV-Programmstern

Frank Walter

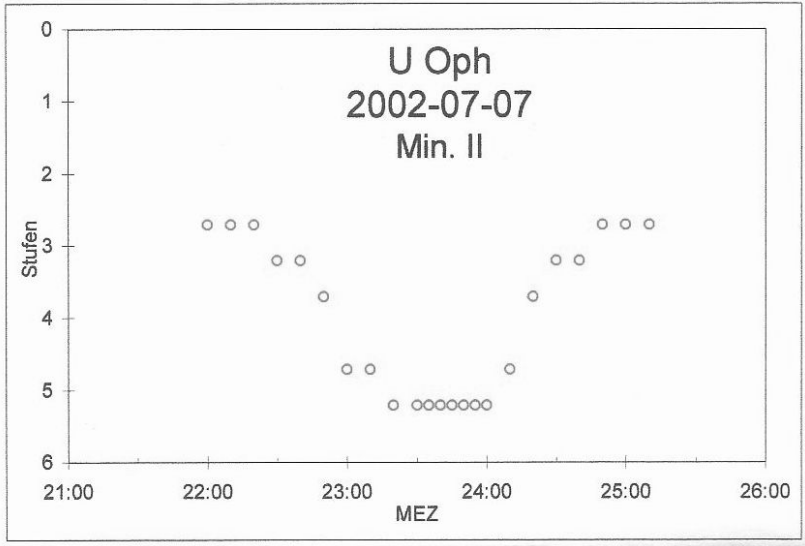
U Oph war viele Jahre ein BAV-Programmstern, der visuell als auch fotoelektrisch (CCD) von unseren Mitgliedern als auch international eifrig beobachtet wurde. In der LkDB sind seit 1881 insgesamt 754 Minimumzeiten erfasst, davon 657 visuell und 97 mit CCD bzw. fotoelektrisch. Daraus ergibt sich folgende (B-R)-Kurve:



Wegen der großen Anzahl der Beobachtungen hatten wir vor einiger Zeit entschieden, den Stern aus der Liste der Programme zu streichen zugunsten anderer, selten beobachteter Sterne. Diesen Entschluss haben wir im vorigen Jahr revidiert. U Oph ist wieder Programmstern und erscheint damit wieder im BAV Circular. Beobachtungen sind also sehr willkommen. Die Gründe für diese Entscheidung waren:

- Die sinusartige (B-R)-Kurve deutet auf die Existenz eines dritten Körpers, um den das Bedeckungssystem kreist. Die Periode dieser Bewegung lässt sich nicht ganz eindeutig ablesen, sie scheint sich in den letzten Jahren zu verändern. Wir sind also an einer möglichst lückenlosen Verfolgung der (B-R)-Werte interessiert.

- Unser ehemaliges Mitglied Willy Proksch hat bei seinen visuellen Beobachtungen mit Feldstecher immer eine konstante Phase sowohl in Min I als auch in Min II festgestellt (siehe folgende Lichtkurve). CCD-Messungen von Franz Agerer bestätigen dieser Befund jedoch nicht. Da Willy Proksch im Allgemeinen sehr zuverlässig geschätzt hat, wären ein paar dichte Messungen im Bereich eines Minimums sehr hilfreich, um hier Klarheit zu schaffen.



Für alle, die dieser Aufforderung in der nächsten Zeit, da U Oph gut sichtbar ist, folgen wollen, hier die wichtigsten Daten zum Stern:

Typ: EA/DM, d.h. Algolstern bestehend aus zwei getrennten Hauptreihensternen, die ihr Roche-Volumen nicht ausfüllen.

Koordinaten: 17h 16m 31.7s 011° 23' 8."

Elemente: Nach GCVS: 2444416.3864 1.67734617  
Nach Kreiner: 2452501.192 1.6773435

Helligkeit: mag 5.84 – mag 6.56

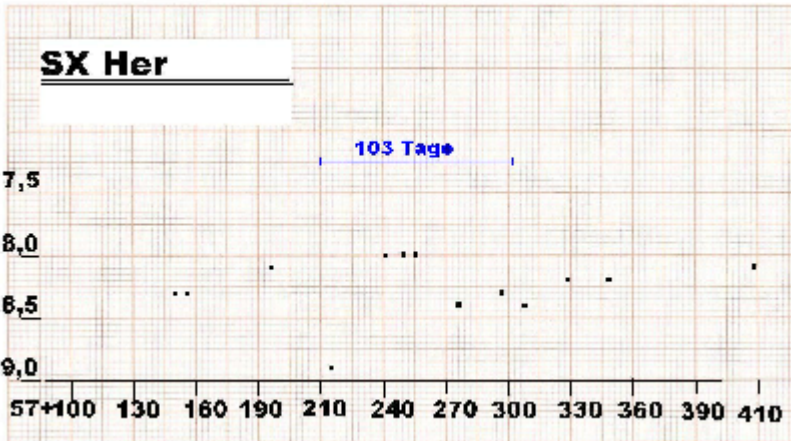
Frank Walter, Denninger Str. 217, 81927 München, walterfrk@aol.com

## SX und UU Herculis zur Beobachtung empfohlen

Dietmar Bannuscher

Dieser Beobachtungsempfehlung liegt eine kurze Diskussion im BAV-Forum zugrunde. Daran beteiligt waren Jörg Neumann, Belá Hassforther und Frank Vohla.

Jörg Neumann beobachtet beide Sterne schon seit einer geraumen Zeit, hier sei eine seiner Lichtkurven zu SX Her gezeigt:



SX Her zählt zu den RV-Tauri-Sternen, die relativ am Ende eines Sternenlebens stehen, in seiner rund dreimonatigen Periode (ca. 103,5 Tage) zeigt er wechselhaft tiefere und flachere Minima. Eine Beobachtung pro Woche mindestens ist empfohlen. Je nach Minimum können eine Größenklasse Amplitude vorkommen, durch die Wechselhaftigkeit mit den flachen Minima werden meist geringere Werte beobachtet.

Dies gilt im besonderen Maße auch für UU Her, ein semiregulärer Veränderlicher mit der kurzen Periode von rund 46 Tagen. Hier sind die Helligkeitsamplituden naturgemäß geringer, meist im Bereich von 0,5 mag. Da die Semiregulären keiner richtigen Periode folgen, gilt jede Beobachtung in möglichst kurzen Abständen, vor allem hier bei dem kurzen Intervall von lediglich anderthalb Monaten.

Das Sternbild Herkules ist fast das ganze Jahr über zu sehen, wenn man neben dem Abendhimmel auch im Jahreslauf den Morgenhimmel für Beobachtungen nutzen kann oder möchte.

Vergleichsternkarten zu beiden Veränderlichen hält die AAVSO bereit ([www.aavso.org](http://www.aavso.org)).

Dietmar Bannuscher, Burgstr. 10, 56249 Herschbach  
[dietmar.bannuscher@t-online.de](mailto:dietmar.bannuscher@t-online.de)

## Monatsvorhersagen heller Veränderlicher 2. Halbjahr 2018

Werner Braune

Der Tod von Joachim Hübscher ergab den Ausfall seiner Darstellung zur Vorbereitung meiner Zusammenstellung auf der Basis eines BAV-Circulars. Ich konnte zum Glück für BAV und VdS auf die übliche Bearbeitung von Wolfgang Quester für SuW zurückgreifen.

Dies kürzt die Sternauswahl bei den Bedeckungsveränderlichen vor allem im Winter. Insgesamt fehlen nur wenige Veränderliche: RZ Cas, R CMa, RW Tau und CD Tau.

Die berechneten Vorhersagezeiten dürften denen im BAV-Circular entsprechen. Im Gegensatz zu bisher stehen die Zeiten im Intervall von zehn Minuten. Der Vorteil des BAV-Circulars mit Vorhersagen nach Sichtbarkeiten ist weggefallen. So wurden im Herbst und Winter die auf den späteren Abend ermittelten Erscheinungen mit ihren Zeiten angegeben.

Frank Vohla betreute weiter die Mirasterne.

### Angaben mit bürgerlichem Datum in MESZ bzw. MEZ (Wechsel 28.10. morgens)

#### Juli

- 1.7. R Aql im Anstieg zu einem 5.5 mag oder schwächeren Maximum am 10.8.  
 10.7. 23:50 AI Dra Minimum 8.1 mag, Abstieg von 7.0 mag in rd. 2 Std. Weitere Minima: 16.7. 23:40, 22.7. 23:30 und 28.7. 23:20.

#### August

- 2.8. 21:30 U Oph Minimum 6.6 mag, rd. 2,5 Std. Abstieg von 5.9 mag. Weitere Minima: 7.8. 22:20, 12.8. 23:10.  
 2.8. 23:50 U Sge Minimums-Mitte 9.2 mag. Dauer gleicher Helligkeit 1,6 Std. Abstieg von 6.6 mag in rd. 5 Std., zum Schluss äußerst schnell.  
 3.8. 23:10 AI Dra Minimum 8.1 mag, Abstieg von 7.0 mag in rd. 2 Std. Weitere Minima 9.8. 23:00, 15.8. 23:00, 21.8. 22:50 und 27.8. 22:40.  
 10.8. R Aql Maximum 5.5 mag oder schwächer  
 15.8. 23:30 RR Lyr Maximum 7.1 mag, rd. 1,5 Std. schneller Anstieg von 8.1m. Weiteres Maximum 19.8. 22:50.

#### September

- 1.9. 23:40 RR Lyr Maximum 7.1 mag, rd. 1,5 Std. schneller Anstieg von 8.1 m. Weitere Maxima 5.9. 22:50, 9.9. 22:10, 18.9. 23:50, 22.9. 23:00, 26.9. 22:20, 30.9. 21:30. mag.  
 2.9. 22:30 AI Dra Minimum 8.1 mag, Abstieg von 7.0 mag in rd. 2 Std. Weitere Minima 8.9. 22:20, 14.9. 22:10, 20.9. 22:00, 26.9. 22:00.

- 13.9. 22:30  $\beta$  Per (Algol) Minimum 3.4 mag, Abstieg von 2.1 mag in rd. 3 Std.  
 15.9. 22:30 U Sge Minimums-Mitte 9.2 mag. Dauer gleicher Helligkeit 1,6 Std.  
 Abstieg von 6.6 mag in rd. 5 Std., zum Schluss äußerst schnell.  
 19.9. 23:30 X Tri Minimum 11.3 mag, rd. 1,5 Std. Abstieg von 8.6 mag. Weitere  
 Minima täglich rd. 45 Minuten früher.  
 24.9. 00:50  $\beta$  Lyr Minimum 4.35 mag, rd. 2 Tage Abstieg von 3.25 mag. Periode  
 12,94 d, Nebenminimum 3.85 mag.

### Oktober

- 2.10. 21:50 Al Dra Minimum 8.1 mag, Abstieg von 7.0 mag in rd. 2 Std. Weitere  
 Minima 8.10. 21:40, 14.10. 21:30, 20.10. 21:20,  
 5.10. 24:00 RR Lyr Maximum 7.1 mag, rd. 1,5 Std. schneller Anstieg von 8.1 m.  
 Weitere Maxima 9.10. 23:10, 26.10. 23:20 und 30.10. 21:30. mag.  
 7.10. 00:20  $\beta$  Lyr Minimum 4.35 mag, rd. 2 Tage Abstieg von 3.25 mag. Periode  
 12,94 d, Nebenminimum 3.85 mag.  
 19.10. 23:00  $\beta$  Lyr Minimum 4.35 mag, rd. 2 Tage Abstieg von 3.25 mag. Periode  
 12,94 d, Nebenminimum 3.85 mag.  
 23.10. 23:30 X Tri Minimum 11.3 mag, rd. 1,5 Std. Abstieg von 8.6 mag. Weitere  
 Minima täglich rd. 45 Minuten früher.  
 26.10. 22:40  $\beta$  Per (Algol) Minimum 3.4 mag, Abstieg von 2.1 mag in rd. 3 Std.

### November

- 1.11. 20:10 Al Dra Minimum 8.1 mag, Abstieg von 7.0 mag in rd. 2 Std.  
 1.11. 20:30  $\beta$  Lyr Minimum 4.35 mag, rd. 2 Tage Abstieg von 3.25 mag. Periode  
 12,94 d, Nebenminimum 3.85 mag.  
 3.11. 20:50 RR Lyr Maximum 7.1 mag, rd. 1,5 Std. schneller Anstieg von 8.1m.  
 14.11. 19:10  $\beta$  Lyr Minimum 4.35 mag, rd. 2 Tage Abstieg von 3.25 mag. Periode  
 12,94 d, Nebenminimum 3.85 mag.  
 15.11. 23:30  $\beta$  Per (Algol) Minimum 3.4 mag, Abstieg von 2.1 mag in rd. 3 Std.  
 Weiteres Minimum 18.11. 20:10.  
 25.11. 23:20 X Tri Minimum 11.3 mag, rd. 1,5 Std. Abstieg von 8.6 mag. Weitere  
 Minima täglich rd. 45 Minuten früher.

### Dezember

- 8.12. 22:00  $\beta$  Per (Algol) Minimum 3.4 mag, Abstieg von 2.1 mag in rd. 3 Std.  
 27.12. 23:50 U Cep Minimums-Mitte 9.1 mag. Dauer gleicher Helligkeit 2,3 Std.  
 Abstieg von 6.8 mag in rd. 5 Std., zum Schluss ganz schnell.  
 29.12. 23:20 X Tri Minimum 11.3 mag, rd. 1,5 Std. Abstieg von 8.6 mag. Weitere  
 Minima täglich rd. 45 Minuten früher.  
 31.12. 20:30  $\beta$  Per (Algol) Minimum 3.4 mag, Abstieg von 2.1 mag in rd. 3 Std.

## Die Entwicklung der Supernova-Leuchtkraftfunktion Typ Ia

Peter B. Lehmann

Diese vorliegende Arbeit von Ken J. Shen bestätigt die Hypothese, dass die Explosionen bei Supernova-Ereignissen vom Typ Ia vorwiegend durch WD-Doppelstern-Systeme (WD = Withe Dwarf, Weiße Zwerge) ausgelöst werden.

Die unterschiedlichen Eigenschaften zwischen den schwächsten und hellsten SN Ia zeigen sich nicht nur in der großen Vielfalt der ausgesuchten Maximums-Leuchtkräfte und Lichtkuren-Formen. Die schwächsten SN Ia sind beim Ausbruch etwa 10 mal weniger hell. Ihre Helligkeitszunahme entwickeln sich aber wesentlich schneller als bei den Ausbrüchen der hellsten SN Ia.

Ihre unterschiedlichen Eigenschaften erstrecken sich auch auf ihre stellare Alters-Verteilung, wobei die schwächsten SN Ia bevorzugt in alten Sternpopulationen auftreten und umgekehrt. In dieser Arbeit quantifizieren Ken J. Shen et al. diese SN Ia Leuchtkraft-Sternalter-Verbindung mit Daten aus der Lick Observatory Supernova Search.

Die binären Populations-Synthese-Berechnungen stimmen qualitativ mit dem beobachteten Trend überein. Die Mehrheit von SN Ia resultieren aus sofortigen Detonationen von Chandrasekhar-Massen auf Weißen Zwergen in Doppel-WD-Systemen.

Da die o.g. Beziehung in jedem anderen Vorläuferszenario schwierig oder sogar unmöglich zu reproduzieren ist, unterstützt diese Arbeit die Theorie, dass die Mehrheit von SN Ia, durch schnelle Detonationen in Doppel-WD-Systemen erzeugt wird.

Zusammenfassung aus arXiv: 1710.09384, Ken J. Shen, Silvia Toonen, Oder Grauer vom 25. Oktober 2017.

## Infrarotspektroskopie des Überrestes von Nova Sco 2014

Peter B. Lehmann

In unten genannter Arbeit betrachten U. Munari und D.P.K. Banerjee den Nova-Überrest von V1534 Sco (Nova Sco 2014). Fotometrie mit 2MASS und WISE vor dem Ausbruch hatten einen möglichen kalten Begleiter als Partnerstern eines Weißen Zwerges vermuten lassen. Spektren während des Ausbruchs zeigten allerdings keine typischen Winde und Auswurfmassen, so dass die Nova Sco 2014 eine große unklare Besonderheit war.

Die Autoren wiesen nach spektroskopischen Untersuchungen am Novaüberrest einen M6III-Riesen nach, somit ist V1534 Sco doch ein symbiotisches System. Anscheinend muss nicht immer zurückfallende Materie bei einem Ausbruch beobachtbar sein. Ein Abgleich von Post-Novae mit dem 2MASS Allsky Infrared Survey könnte noch mehr solcher Kandidaten hervorbringen.

Zusammenfassung aus: <http://arxiv.org/abs/1712.02530>, U. Munari und D.P.K. Banerjee



## **Spektroskopische und photometrische Beobachtungen der symbiotischen Nova PU Vul, ein kataklismischer Variabler vom Typ Z And**

Peter B. Lehmann

Symbiotische Sterne sind Doppelsternsysteme, die aus blauen Unterzwerge bzw. Weißen Zwergen, gepaart mit roten Riesensternen bestehen. Die Radien der Zwerge betragen etwa 0,5 Sonnenradien, sie haben 0,4 bis 0,8 Sonnenmassen und weisen Temperaturen um  $100.000^{\circ}$  K auf. Die Radien der Roten Riesen sind um die 100 Sonnenradien und größer. Die Massen betragen das 0,6- bis 3,2-fache der Sonne.

Die Spektren zeigen Absorptionslinien eines späten Spektraltyps und Emissionslinien hoher Anregung, also im weiteren Sinne auch wie Ex-Novae und Zwergnovae wie die Z-And-Sterne.

Die Besonderheit des 1977 stattgefundenen Ausbruches der symbiotischen Nova PU Vul war die Wechselwirkung beim doppelten Ausbruch beider Komponenten. Es zeigte sich, dass der 3. Orbitalzyklus nach 1977 durch große Veränderungen der Lichtkurve gekennzeichnet war. PU Vul bot danach eine Sinuswellenform aller Lichtkurven (mit einer Amplitude im U-Band von etwa 0,7 mag), was für symbiotische Sterne im Ruhezustand typisch ist. Die Helligkeitsvariabilität auf Grund der pulsierenden kühlen Komponente ist nur in den VRI-Lichtkurven deutlich sichtbar.

Die Amplitude der Pulsationen stieg von 0,5 mag im V-Band auf 0,8 mag im I-Band. Diese beiden Arten der Variabilität sowie eine sehr langsame Änderung der Parameter der heißen Komponente, durch die Entwicklung nach dem Ausbruch 1979, beeinflussen die spektrale Energieverteilung des Systems.

Die Variabilität der Emissionslinien ist sehr komplex. Nur die Flüsse der H $\alpha$ -Linien variieren mit der Umlaufphase der Komponenten. Ein wichtiges Merkmal des dritten Umlaufzyklus ist das erste Auftreten der Raman-Streuungslinie, OVI, 6828Å.

Die Bestimmung der Temperatur der heißen Komponente erfolgte mittels der Zanstra-Methode, die auf die Linie HE II, 4686Å angewendet wurde. Die Schätzungen ergaben etwa  $150.000^{\circ}$  K für das Spektrum, dass in der Nähe des Orbitalmaximums im Jahr 2014 erhalten wurde. Der VO-Spektralindex, abgeleitet vom Pulsationsminimum, entspricht der M6-Spektralklasse für den kühlen Partner von PU Vul.

Die acht Autoren dieser Arbeit unter Federführung von Anna Tatarnikowa zeigen eindeutig, welche mühsame Kleinarbeit über einen Zeitraum von sieben Jahren trotz Überwachungsarbeit mit Sternwarten-Instrumentarium hier geleistet wurde, um die Besonderheiten des System PU Vul im Wesentlichen zu klären.

Zusammenfassung des Artikels aus <http://arXiv.org/abs/1803.05739>, A. Tatarnikowa sowie mit Hilfe aus Dr. Erik Wischniewski, Fachwörterbuch, 2016 und Hoffmeister/Richter/Wenzel, Veränderliche Sterne, 3. Auflage

## Einladung zur BAV-Tagung 2018 in Altenburg

BAV-Vorstand

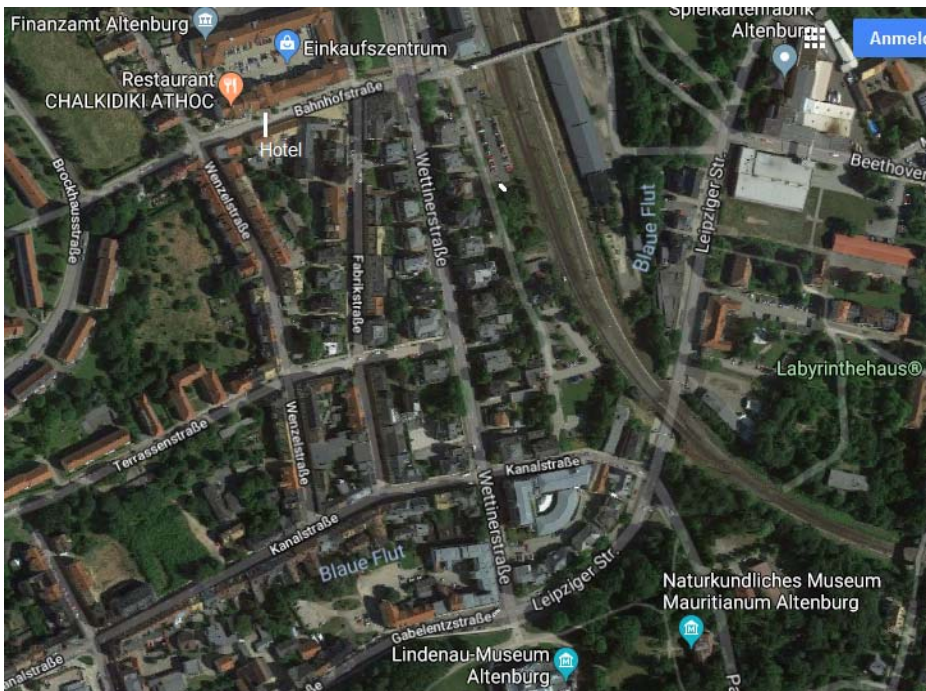
Wir laden sehr herzlich zur 27. BAV-Tagung vom 19.-21. Oktober 2018 nach Altenburg ein.

Dank der Vorarbeiten von Frank Vohla dürfen wir im schönen Naturkundemuseum Mauritanium (Parkstrasse 1, am Rand des Schloßparks) tagen, dort findet dann am Sonntag auch die Mitgliederversammlung statt.

Im Hotel Astor (Bahnhofstrasse 4, 04600 Altenburg) konnten wir ein Zimmerkontingent vereinbaren, bis zum **17. August** haben BAVer bei der Anmeldung Vorrang (bitte auf die BAV-Tagung berufen, [info@astor-altenburg.de](mailto:info@astor-altenburg.de), [www.hotel-astor-altenburg.de](http://www.hotel-astor-altenburg.de), Tel. 03447/587-0). Einzelzimmer kosten 59,- Euro, das Parken 2,- Euro pro Tag.

Das gemeinsame Treffen am Freitagabend sowie das Essen am Samstagabend findet im Restaurant Athos statt (Wenzelstrasse 43), trotz der anderen Adresse liegt es direkt neben dem Hotel Astor. Das ganze Ensemble befindet sich rund 100 Meter vom Bahnhof entfernt, bis zum Mauritanium sind es wohl 750 Meter.

Der Stadtbildausschnitt (Google-Map) mag ein wenig zur Orientierung beitragen:



## **Einladung zur BAV-Mitgliederversammlung am Sonntag, den 21. Oktober 2018 in Altenburg**

BAV-Vorstand

Die Mitgliederversammlung der Bundesdeutschen Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne e.V. (BAV) findet im Rahmen der BAV-Tagung am 21.10.2018 statt.

Tagungsort und Ort der Mitgliederversammlung ist das

Naturkundemuseum Mauritanium  
Parkstraße 1

04600 Altenburg

### **Beginn 09:00 Uhr**

Die vorgeschlagene Tagesordnung umfasst folgende Punkte:

1. Eröffnung und Wahl eines Protokollführers für das Beschlussprotokoll
2. Bericht des Vorstandes
3. Bericht der Kassenprüfer (T. Lange und N.N.)  
der 2. Kassenprüfer J. Hübscher ist verstorben
4. Wahl eines Versammlungsleiters zur Abstimmung über die Punkte 5. bis 8.
5. Entlastung des Vorstandes
6. Neuwahl des Vorstandes
7. Neuwahl der Kassenprüfer
8. Verschiedenes

**Ende ca. 12:00 Uhr**

## **BAV-Beobachtungs- und Urlaubswoche 2018**

Dietmar Bannuscher

Etwas früher als gewohnt startet die 13. BAV-Beobachtungs- und Urlaubswoche 2018 bereits am 26. Mai (direkt nach dem Veränderlichenbeobachtertreffen in Hartha) und endet diesmal am 2. Juni 2018. Gestaltet wird die Woche dankenswerter Weise wieder von Gerd-Uwe Flechsig.

Auf der VdS-Sternwarte in Kirchheim wartet Veränderlichenbeobachtung von der Pike auf: Sternauswahl, Beobachtung visuell, mit CCD, mit DSLR. Die Geräte der Kirchheimer Sternwarte können genutzt werden, natürlich kann jeder Besucher seine eigenen Instrumente mitbringen.

Gemeinsames Beobachten, Übernachten, Fachsimpeln und auch Besuche in die schönen, geschichtsträchtigen Städte Thüringens sind nach Gusto möglich. Der Besuch einer Profisternwarte wird angestrebt.

Teilnehmer melden ihre Übernachtung bitte an der Sternwarte selbst an, weitere Infos erhalten sie unter [fg001@me.com](mailto:fg001@me.com) (Gerd-Uwe Flechsig).

## **Tagung der Astronomischen Gesellschaft 2018**

Vorstand der AG

Die Astronomische Gesellschaft (AG) tagt dieses Jahr in Wien, im Rahmen des „XXXth General Assembly“ der Internationalen Astronomischen Union (IAU). Die Veranstaltung findet vom 20. bis 31. August 2018 statt.

Für die AG-Mitglieder konnte ein deutlich reduzierter Tagungsbeitrag herausgehandelt werden: Mitglieder der Astronomischen Gesellschaft erhalten eine Reduzierung der Tagungsgebühr auf 400,- € (statt 600,- €) für Normal-TeilnehmerInnen („Senior“) und auf 220,- € (statt 370,- €) für Studierende („Junior“).

Wenn Sie beabsichtigen, an der IAU General Assembly teilzunehmen, dann melden Sie sich bitte über die folgende Webseite an:

[https://astronomy2018.univie.ac.at/registration/Online\\_Registration\\_\(reduced\)](https://astronomy2018.univie.ac.at/registration/Online_Registration_(reduced))

Sie müssen sich zunächst dort als „New User“ registrieren und können dann im zweiten Schritt die für Sie passende reduzierte Option auswählen. (Die reguläre Registrierungs-Webseite der IAU enthält diese Option nicht, die reduzierte AG-Teilnahmegebühr kann nur über diesen Link in Anspruch genommen werden.) Zur Erläuterung: Als „Junior“ (oder „Studierende“) dürfen sich alle registrieren, deren Promotion zum Zeitpunkt der Registrierung nicht länger als 12 Monate zurück liegt.

Die Verbilligung der Teilnahmegebühr gilt bis zum 30. Juni 2018.

## Einzelbeobachtungsübersicht 2017

Thorsten Lange

Die folgende Tabelle zeigt den Beobachtungseingang der Monate Januar bis Dezember 2017. Für jeden BAV-Beobachter sind die Anzahl der Beobachtungen pro Monat aufgeführt. Einzelne Sterne, wie z.B. Veränderliche mit einer GSC-Nummer ohne endgültigen Namen, können in dieser Tabelle fehlen. Gegenüber der eigenen Zählung kann es zu leichten Unterschieden in den Monatszahlen kommen, da in dieser Tabelle die Monate um 0 UT am Monatsersten getrennt werden.

Im Falle des Zeichens „-“ liegen keine Daten vor bzw. wurden im Falle einer schriftlichen Abgabe noch nicht erfasst. Es sind alle Meldungen berücksichtigt worden, die bis Ende April 2017 vorlagen, lediglich die schriftlich eingegangenen Beobachtungsprotokolle von Herrn Süßmann sind noch nicht vollständig erfasst.

Die stets aktuellen Zahlen stehen auf der BAV Website unter dem Link <https://www.bav-astro.eu/index.php/beobachtungspraxis/einzelhelligkeiten>.

D. Augart	27	22	28	19	18	7	6	6	11	6	3	4
H. Bretschneider	151	63	72	19	1	0	0	63	89	21	43	37
N. Buchholz	3	36	25	7	0	28	0	41	0	0	0	0
W. Braune	4	7	5	1	0	0	0	0	0	0	0	0
D. Böhme	13	8	4	0	0	0	0	0	0	0	0	0
M. Chudy	23	33	27	6	0	0	0	0	0	0	0	0
P. Enskonatus	24	16	19	7	3	7	0	0	0	0	0	0
J. Hamsch	562	99	131	3340	416	440	1505	484	2118	1785	2270	2791
G. Hoogeveen	0	0	0	0	5	0	0	0	16	1	1	0
H. Kerner	9	13	0	7	3	0	0	0	0	7	0	0
G. Krisch	7	0	23	18	0	0	0	0	17	0	0	0
W. Kriebel	127	159	123	72	110	133	137	93	131	160	35	19
J. Neumann	222	88	187	94	123	0	65	140	141	90	181	129
O. Nickel	7	605	36	36	52	64	31	23	29	48	8	5
P. Reinhard	22	24	75	13	22	15	20	19	18	24	25	18
K. Rätz	31	12	41	28	65	64	9	0	14	1	7	0
M. Rätz	8	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0
A. Sturm	44	25	35	42	47	72	29	54	45	58	40	24
H. Struever	0	0	0	0	0	0	0	3	0	0	0	0
R. Schoenfeld	102	86	118	56	29	1	4	23	12	10	6	5
D. Süßmann	9	69	54	9	67	64	12	102	91	52	0	0
M. Schubert	207	42	195	132	97	69	23	61	46	78	113	79
F. Vohla	725	487	701	620	1013	1035	741	858	805	617	646	257
W. Vollmann	116	106	161	104	167	144	179	169	194	210	133	488
B. Wichert	21	13	23	18	9	3	6	40	20	33	24	18
E. Wischniewski	0	5	3	3	0	0	0	0	0	0	0	0
G. Wollenhaupt	0	0	0	0	0	0	3	3	0	0	0	0
K. Wenzel	187	117	207	155	163	158	138	186	123	138	113	101
T. Lange	0	0	0	0	0	0	0	0	6	0	0	0

## Wetterlagen früher und heute

Werner Braune

Ich bin Amateurastronom seit 1957. Seitdem beschäftige ich mich auch mit der Meteorologie. Die aktuell astronomisch sehr beklagten Wetterlagen führten dazu, dass ich in den mir greifbaren Dokumentationen der langzeitigen Veränderung nachging. Generelle Aussagen zu grundsätzlichen Verschiebungen des Wetterumfeldes habe ich nicht gesucht. Ich meine, darüber gibt es wohl nichts.

In meinem Dierke-Atlas der 50er Jahre sind die langfristig erstellte Verteilung von Hoch- und Tiefdruckgebieten in Europa für den Sommer und Winter zu finden, zudem auch die Regenhäufigkeit. In neueren Ausgaben des Atlas' wird dies nicht fortgesetzt. Ich konnte nur eine neue Darstellung finden, die in meinem Vergleich die deutliche Verschiebung der erhöhten Temperaturen in Europa ermöglicht.

Bei den Wetterkarten im Fernsehen erkenne ich aber, dass sich heutzutage die Hoch- und Tiefdruckgebiete aus meiner vergleichenden Sicht viel schneller abwechseln und in ihrem Erscheinungsbild auch viel enger zusammen liegen. Das ist ziemlich sicher dem Klimawandel geschuldet. Dieses Chaos ermöglicht auch keine Gesamtdarstellung mehr wie vor rd. 70 Jahren.

Nach meinen Erfahrungen hatten wir eigentlich in Berlin Schneefall im Winter und bei stabilen Hochdrucklagen längere Perioden klaren Wetters mit entsprechend tiefen Temperaturen. Davon ist nichts geblieben. Hatten wir vor über 30 Jahren noch die Übllichkeit, dass es im November mit der Umstellung auf den Winter meist bedeckt war - die BAV-Einführung stellt dazu auf diesen Monat ab -, war dies im diesem Jahr erstmalig total anders: Durchgängig bis Ende Februar gab es allenfalls drei klare Nächte.

Weshalb es aber in diesem Winter trotz Hochdrucklagen ständig bewölkten Himmel gab, ist ein Phänomen. Die Meteorologen sprachen im Fernsehen von „Hochnebel“. Stattdessen war es eine etwas höhere, erst in kleine Felder geteilte Wolkenschicht. Sie verteilte sich und der ganze Himmel war zu. Kein Ausblick auf die Sterne, obwohl eigentlich klarer Himmel zu erwarten wäre.

Wie ordnen sich diese "Wolken" in geringer Höhe meteorologisch ein? Mir sind sie bisher völlig neu. Roland Winkler als BAV-Sektionsleiter und Meteorologe schreibt mir dazu: Es kann Stratus sein, der sich aufgrund lokalen Stadtklimas ausbildet. Zum Beispiel gibt es durch den Smog oder ähnliche Phänomene in der Stadt solche "Wolkenschichten", besonders bei austauscharmen Wetterlagen. Das wäre eine Erklärung. In Stuttgart ist dieses Phänomen sehr präsent, im Winter waren öfters solche Phänomene zu beobachten. Es ist also im ganzen Land gemeinhin nicht so schlimm wie in Berlin. Dennoch schlimm genug. .

Fazit für Beobachter Veränderlicher: Man muss das Wetter am Beobachtungsort so nehmen wie es ist. An die Eskapaden muss man ggf. sein Beobachtungsprogramm anpassen und/oder auf Remote-Teleskope ausweichen.

Werner Braune, Münchener Str. 26-27, 10825 Berlin. E-Mail: braune.bav@t-online.de

## Achte Auflage in zwei Bänden

Erik Wischnewski

Seit Erscheinen der 7. Auflage meines Buches „Astronomie in Theorie und Praxis“ vor knapp zwei Jahren habe ich ca. 2700 Arbeitsstunden in die Erweiterung und Überarbeitung zur 8. Auflage des Werkes investiert. Herausgekommen sind 1448 Seiten, die ab Juni 2018 in zwei Bänden im Handel erhältlich sind. Durch die hohe Seitenzahl, die doppelte Buchbindung und enorme Preiserhöhungen beim Papier ergab die Normalkalkulation einen Ladenpreis von 128,- Euro. Das wollte ich nicht akzeptieren und habe mich so lange bemüht, bis ich den Preis bei 99,90 Euro (in Österreich 103,90 Euro) herunter gehandelt hatte.

Auf meiner Website habe ich u. a. drei Dokumente, welche die Neuerungen der 6., 7. und 8. Auflage gegenüber der vorherigen darlegen. Darin findet man, dass die 8. Auflage drei neue Kapitel enthält, die allesamt für die BAV interessant sein dürften: „Virtuelles Observatorium“ (auch Schlechtwetter- oder Wohnzimmerastronomie genannt, in der BAV als Data-Mining bekannt), Polarimetrie als besondere Variante der Photometrie und „Interdisziplinäre Zusammenarbeit“. Umfangreich betroffen sind auch die Kapitel Astrophotographie, Photometrie, Spektroskopie, Sonne, Kleinplaneten, Gravitationswellenastronomie und Kosmologie.

Für BAV-Mitglieder besteht die Möglichkeit, das „Doppelbuch“ bis zum 31.05.2018 zum Sonderpreis von 75,00 Euro per E-Mail bei mir zu bestellen (Versand mit GLS in Deutschland kostenlos, mit DHL +3,00 Euro, nach Österreich mit GLS +7,00 Euro). Ab 01.06.2018 gilt der gebundene Ladenpreis.

Dr. Erik Wischnewski, Heinrich-Heine-Weg 13, 24568 Kaltenkirchen  
proab@t-online.de, [www.astronomie-buch.de](http://www.astronomie-buch.de)



## Kataklysmische Sterne:

### Aktivitäten zwischen Februar und April 2018

Thorsten Lange

#### **Nova Ophiuchi 2018 = PNV J17244011-2421463**

Tadashi Kojima (Gunma-ken, Japan) entdeckte diese Nova mit 12.5 mag am 12. Februar. Der Lichtkurve von ASAS-SN zufolge, begann der Ausbruch schon im September 2017. Der Stern war bereits mindestens seit dem Jahr 2003 bekannt und damals in einer Veröffentlichung als H-alpha emission-line star KW 011+519-33 bezeichnet worden.

#### **Nova Ophiuchi 2018 No. 2 = TCP J17140253-2849233 = PNV J17140261-2849237**

Drei japanische Beobachter entdeckten die 9.5-mag-Nova unabhängig voneinander am 10. März.

#### **Nova CMa 2018 = TCP J07134590-2112330**

Die 12-mag-Nova zeigte sich am 24. März. Es gibt wohl einen Vorgängerstern im Bereich von 21 mag im g-Band.

#### **Nova Sgr 2018 = PNV J18040967-1803581**

Am 8. April wurde diese Nova mit einer Helligkeit von 11.2 mag entdeckt. Ein möglicher Vorgängerstern hatte etwa 21 mag im g-Band, der Ausbruch könnte also eine Amplitude von 12 Größenklassen erreicht haben. Das Spektrum der Nova zeigte geringe Expansionsgeschwindigkeiten und zahlreiche scharfe Absorptionslinien und gehört möglicherweise zu den roten Novae wie V4332 Sgr und V838 Mon.

#### **AG Dra**

Anfang April begann ein Ausbruch des symbiotischen Veränderlichen. Die letzten Ausbrüche ereigneten sich im Mai 2015, April 2016 und Mai 2017 und zeigten Maxima von 10.7 mag, 9.9 mag sowie 10.7 mag im B-Filter. Der neuste Ausbruch ist damit der vierte dunkle Ausbruch in Folge. Üblicherweise beginnt eine aktive Phase von AG Dra mit einem Ausbruch auf 8.8 mag (B) bzw. 8.4 mag (V). Eine derart schwache Aktivitätsphase hätte es zuletzt von 1963 bis 1966 gegeben.

#### **Gaia18azl = ASASSN-V J203148.85+403800.1**

Diesen seltsamen Stern entdeckte ASASSN und beschrieb ihn zunächst als Typ SR mit einer Periode von 206 Tagen. Taichi Kato bezweifelte in einer Mail ans VSNET diese Einordnung und vermutete eher ein YSO mit Ausbrüchen von mehreren Magnituden oder einen symbiotischen Veränderlichen. Eine Alarmmeldung von GAIA beschrieb wiederholte Ausbrüche. Der Stern könnte 13 mag erreichen und liegt wohl in einer Umgebung junger Sterne. Beobachtungen sind dringend erwünscht.

#### **Literatur**

[1] VSNET Alert: <http://ooruri.kusastro.kyoto-u.ac.jp/mailman/listinfo/vsnet-alert>

[2] AAVSO Newsletter: <http://www.aavso.org>

[3] BAA Alert: <http://www.britastro.org/vss/alert.htm>



## Bearbeitung und Publikation der Beobachtungsergebnisse: BAV-Publikationen und aktueller Beobachtungseingang

Lienhard Pagel

### Posteingang vom 1.1 bis 31.3 2018

Es werden jeweils der Monat des Eingangs, das BAV-Beobachterkürzel Anzahl der Lichtkurvenblätter angegeben.

Monat 01:	MSFR 110	BHE 23	KB 1	MS 8	MZ 4
Monat 02:	MSFR 26	AG 27	MS 153	TH 6	
Monat 03:	MSFR 26	AG 128	FR 324	HOC 4	MS 65
	TH 6				

Anzahl LichtKurvenDateien: 911  
 Anzahl MiniMaxDateien : 22  
 Anzahl MiniMax Datensätze: 847

Minima und Maxima im Kalenderjahr 2017 (Basis: MiniMax-Dateien)

Beobachter	Summe	vis	CoF	CmF	Exo
MSFR	82	0	2	80	0
AG Agerer, F. Zweikirchen	155	0	155	0	0
BHE Boehme, D. Nessa	21	0	10	11	0
FR Frank, P. Velden	323	0	323	0	0
KB Kriebel, W. Schierling	1	1	0	0	0
MS Moschner, W. Lennestadt	219	0	0	219	0
MZ Maintz, G. Bonn	4	0	4	0	0
TH Thomas, A. Nieder-Olm	6	0	0	6	0
008 Beobachter Summen	811	1	494	316	0

Gesamtanzahl Minima/Maxima: 847

Davon:

Minima: 751  
 Maxima: 96  
 Anzahl E.,GS, usw: 203  
 Anzahl RR : 6  
 Anzahl DSCT: 0  
 Anzahl CEP : 0  
 Anzahl M : 10  
 Anzahl SR : 1  
 Anzahl Kataklys : 0  
 und andere ...

## **Veröffentlichungen unserer Mitglieder ohne BAV Mitteilungen Nummer**

Andreas Barchfeld

Titel - ASASSN-16dt and ASASSN-16hg: Promising Candidates for a Period Bouncer

Autor - Kimura, Mariko

Autor - Hamsch, Franz-Josef

URL - <http://adsabs.harvard.edu/abs/2018arXiv180303179K>

Eprint: [arXiv:1803.03179](https://arxiv.org/abs/1803.03179)

Titel - Photometric long-term variations and superhump occurrence in the Classical Nova RR Pictoris

Autor - Fuentes-Morales, I.

Autor - Hamsch, F.-J.

URL - <http://adsabs.harvard.edu/abs/2018MNRAS.474.2493F>

DOI - [10.1093/mnras/stx2838](https://doi.org/10.1093/mnras/stx2838)

Eprint: [arXiv:1710.06543](https://arxiv.org/abs/1710.06543)

Titel - Orbital parameters and evolutionary status of the highly peculiar binary system HD 66051

Autor - Paunzen, E.

Autor - Hamsch, F.-J.

Autor - Huemmerich, S.

Autor - Bernhard, K.

URL - <http://adsabs.harvard.edu/abs/2018arXiv180209753P>

Eprint: [arXiv:1802.09753](https://arxiv.org/abs/1802.09753)

Titel - Near-infrared and optical studies of the highly obscured nova V1831 Aquilae (Nova Aquilae 2015)

Autor - Banerjee, D. P. K.

Autor - Hamsch, F.-J.

URL - <http://adsabs.harvard.edu/abs/2018MNRAS.473.1895B>

DOI - [10.1093/mnras/stx2459](https://doi.org/10.1093/mnras/stx2459)

Eprint: [arXiv:1709.06585](https://arxiv.org/abs/1709.06585)

## Abbildung auf der Titelseite

Das Titelbild zeigt einen Ausschnitt aus der VISTA VVV-Untersuchung des Milchstraßenzentrums der ESO. Der Trifidnebel (Messier 20) offenbart in dieser Infrarotaufnahme Hintergrundobjekte, die normalerweise im sichtbaren Licht vom Nebel verdeckt werden. Darunter auch zwei neulich entdeckte Cepheiden, welche jenseits unseren Galaxienkerns auf der Zentralebene liegen.

Quelle: ESO/VVV Konsortium / D. Minniti, mit freundlicher Genehmigung

## Wir freuen uns über Ihre Fragen und Wünsche

**Regionaltreffen Berlin:** Planetarium der Wilhelm-Foerster-Sternwarte, jeweils

Donnerstags, 19:30 Uhr: 7.6., 6.9., 4.10., 6.12.2018

Schreiben sie uns:

per Post: BAV Munsterdamm 90 12169 Berlin (Germany)

oder Dietmar Bannuscher, Burgstr. 10, 56249 Herschbach

per E-Mail: zentrale@bav-astro.de

## BAV-Mitgliedschaft

Fordern Sie einfach bei den obigen Anschriften ein Aufnahmeformular an, oder laden es herunter: [http://www.bav-astro.de/vorstand/BAV\\_Aufnahmeantrag.pdf](http://www.bav-astro.de/vorstand/BAV_Aufnahmeantrag.pdf).

Der Jahresbeitrag beträgt bis zum vollendeten 18. Lebensjahres 10 €, sonst 21 €.

Wir freuen uns auf Ihre Anfrage.

## Redaktionsschluss

BAV Rundbrief vierteljährlich 1. Februar, 1. Mai, 1. August, 1. November

Einsendung von

Lichtkurvenblättern

CCD-Beobachtungen

Visuelle Beobachtungen

28. Februar und 31. August

31. August

## Veranstaltungen (nicht nur der BAV)

Veränderlichenbeobachter-Treffen

Hartha

25./26. Mai 2018

**BAV-Veränderlichen-Woche**

Kirchheim

26. Mai - 2. Juni 2018

IAU- und AG-Tagung

Wien

20.-31. August 2018

Astro-Messe AME

Villingen-Schwenningen

8. Sept. 2018

BAV-Tagung 2018

Altenburg

19.-21. Oktober 2018

### Impressum

Herausgeber und Vertrieb:

Internet:

Registergericht:

Redakteur:

Beiträge bitte an:

Bezug:

Bankverbindung:

Hinweis:

Druck:

Redaktionsschluss:

### BAV Rundbrief

Bundesdeutsche Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne e.V. (BAV)  
Munsterdamm 90 12169 Berlin Germany zentrale@bav-astro.de  
www.bav-astro.de

Amtsgericht Berlin-Charlottenburg in 14046 Berlin, Nummer: VR 3317 Nz

Dietmar Bannuscher (V.i.S.P.)

Dietmar Bannuscher Burgstr. 10 56249 Herschbach  
dietmar.bannuscher@t-online.de

Der BAV Rundbrief erscheint viermal pro Jahr und ist für BAV-Mitglieder im  
Mitgliedsbeitrag enthalten. Er kann für 21 € pro Jahr abonniert werden.

Postbank Berlin, Konto 163750102, BLZ 10010010  
IBAN DE34 100100100163750102, BIC PBNKDEFF

Die abgedruckten Beiträge geben weder die Meinung des Redakteurs noch  
die der BAV wieder.

Copy King Unter den Eichen 57 12203 Berlin

1. Mai 2018



[www.bav-astro.de](http://www.bav-astro.de)