

Das Langzeitmonitoring des Doppelsternsystems VV Cep und dessen Bedeckung in den Jahren 2017-2019

Ernst Pollmann

Das Objekt VV Cep beschreibt ein Bedeckungssystem mit einer Periode 20,4 Jahren, bestehend aus einem Primärstern der Spektralklasse M2 und der Leuchtkraftklasse Iab, und einem frühen Sekundärstern vermutlich der Spektralklasse B und der Leuchtkraftklasse V.

Eine erste Beschreibung des Orbits des Systems wurde von Harper & Christie (1933) vorgenommen. Ein Jahr später beschrieb McLaughlin (1934) im Spektrum des Gesamtsystems das Verhalten der Emissionslinien und erläuterte das V/R-Verhältnis der Wasserstoff-Balmerlinien, sowie jene des ionisierten Kalziums Ca II. Im Oktober 1936 schließlich wies er darauf hin, dass der heiße Begleitstern bedeckt worden war, woraufhin das System als Bedeckungssystem bezeichnet worden ist. Goedecke (1939) führte die erste ausführliche spektralanalytische Untersuchung dieses Systems durch. Wright (1977) erkannte bei VV Cep am Vorhandensein der H α -Emissionslinie einen zeitweiligen Massentransfer vom Primärstern in die Akkretionsscheibe des Begleitsterns, welches von Kawabata et al. (1981) und Möllenhoff & Schaifers (1978/1981) bestätigt werden konnte.

Heutige Amateurastronomen, mit ihrer meist ausgezeichneten instrumentellen Ausstattung sind nunmehr in der Lage, willkommene wissenschaftliche Beiträge im Sinne spektroskopischer Beobachtungen der interessierten professionellen Fachastronomie bereitzustellen. Der Autor und seine Kollegen von der weltweit spektroskopisch aktiven ARAS-Gruppe (<http://astrosurf.com/aras>) beobachtet VV Cep seit Juli 1996 bis heute, wobei inzwischen 255 Spektren erhalten werden konnten. Diese Spektren sind mit Teleskopen von 20 bis 40 cm Öffnung und Spektrographen mit einer spektralen Auflösung $R = \lambda/\Delta\lambda$ von ca. 8000 bis 17000 aufgenommen worden. Dieser Gesamtzeitraum umfasste dabei auch die Bedeckung des B-Sterns von 1997 bis 1999. Abb. 1 beschreibt ein repräsentatives Spektrum der Wasserstoff-Emissionslinie H α , das vom Autor mit seinem Spektrograph LHIRES III ($R=17000$) am C14-Teleskop in der Sternwarte Scheuren aufgenommen worden ist.

Die H α -Emissionslinie ist im sichtbaren Spektralbereich der einzige Indikator für das Vorhandensein einer Gasscheibe in diesem Doppelsternsystem. Abb. 2 zeigt das Monitoring der Äquivalentbreite H α (EW) seit Juli 1996 bis heute. Die Bedeckung der leuchtenden B-Sternscheibe durch den M-Superriesen begann im März 1997 (JD 2450511) und endete 673 Tage später. Der Zeitraum vom 1. bis zum 2. Kontakt dauerte 128 Tage, jener vom 3. bis zum 4. Kontakt 171 Tage. Der zentrale Bedeckungszeitraum betrug 373 Tage. Saito et al. (1980) beobachtete die 1976-78-Bedeckung mittels UBV-Photometrie wonach die zentrale Bedeckung mit 300 Tagen ermittelt wurde und damit erheblich kürzer war als die vorherige Bedeckung. Der gesamte Bedeckungsprozess dauerte nach diesen Beobachtungen etwa 1000 Tage.

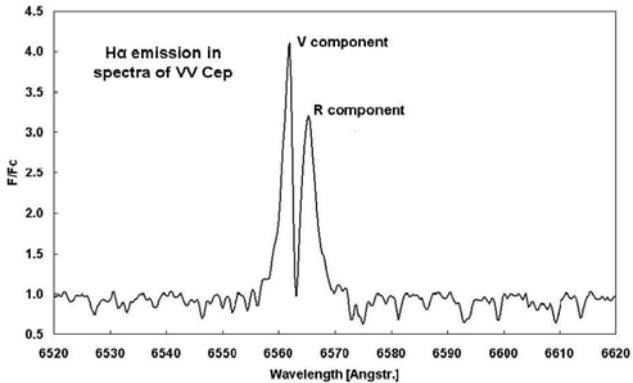


Abb. 1: Repräsentativspektrum von VV Cep der H α -Emission mit den typischen aufgespaltenen beiden Komponenten V (blauverschoben) und R (rotverschoben).

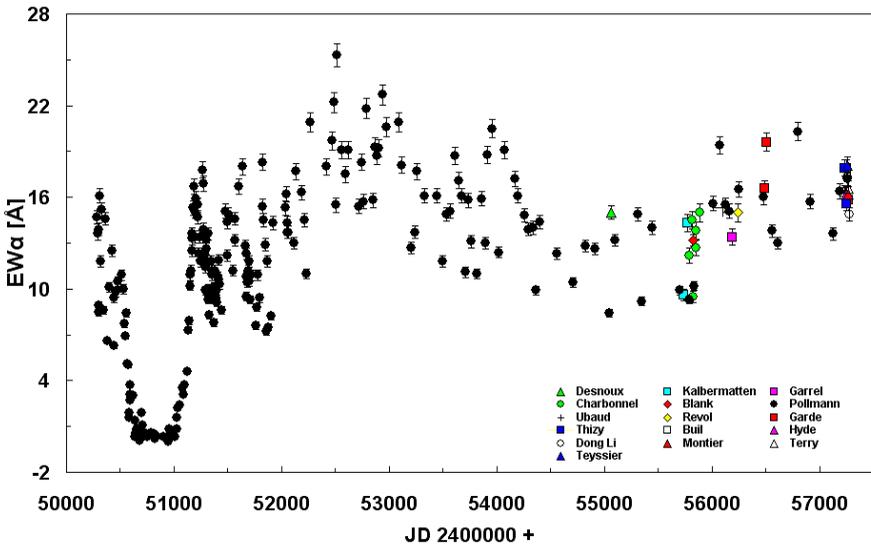


Abb. 2: Langzeitüberwachung der Äquivalentbreite EW der H α -Emission seit 1996 bis heute

Während nach Ephemeriden von Gaposchkin (1937) die Mitte der Bedeckung bei JD2450790 zu erwarten war, kann diese aus Abb. 2 bei JD 2450827, also mit einer Verzögerung von 37d, angegeben werden. Graczyk et al. (1999) dagegen bestimmten den Mittelpunkt der Bedeckung 1997/99 aus UBV-Photometrie bei ungefähr JD

2450855, d. h. mit einer Verzögerung von 65d. Leedjaerv et al. (1999) erhalten einen ähnlichen Wert von 68d, der in etwa vergleichbar war mit den Ephemeriden von Gaposchkin (1937) aus der UBV-Photometrie und optischer Spektroskopie.

Möglicherweise ist jedoch in Abb. 2 das Verhalten $H\alpha$ -Emission die interessantere Erscheinung außerhalb der Bedeckung. Es sind dies die fortwährenden, großen Schwankungen der EW, die seither ununterbrochen bis jetzt über ungefähr 15 Jahre beobachtet werden konnten. Eine mögliche Erklärung wäre eventuell ein variabler Massentransfer vom M-Überriesen in die Akkretionsscheibe des B-Sterns, wie es durch Wright (1977) und Stencel et al. (1993) beschrieben worden ist. Dieser Prozess steht möglicherweise auch in Verbindung mit entsprechenden Schwankungen der Temperatur und der Dichte der Scheibe. Auch ist zu bedenken, dass der M2-Superriese mit seiner ihm eigenen, semi-regulären Pulsationsperiode von 116 Tagen (Saito et al. 1980) möglicherweise die Scheibenfütterungsrate zusätzlich beeinflusst. Und da die Scheibe die offensichtliche Quelle der $H\alpha$ -Emission ist, scheint dies auch der beste Kandidat für eine Erklärung der fortwährenden Änderungen in der Intensitäten zu sein.

Die Größe der Scheibe um den B-Stern wurde von Peery (1965) mit kleiner als 1/18 des Durchmessers der Photosphäre des M-Überriesen angegeben, wobei diese entsprechend den Untersuchungen von Hutchings u. Wright (1971) nicht kugelförmig symmetrisch, sondern in Richtung des Sternäquators verdichtet ist, wie dies etwa für den Fall eines normalen Be-Sterns zutrifft. Dies scheint angesichts des ausgeprägten Gasstroms auch ziemlich logisch zu sein, was bedeutet, dass die $H\alpha$ -emittierende Scheibe von außen gefüttert wird und in den Polarregionen des zentralen B-Sternes zusammenfällt.

Langzeitüberwachungen der Intensitätsveränderungen der V- und R-Komponenten (dem sogenannten V/R-Verhältnis), aber auch die Gesamtstärke beider Emissionen (ausgedrückt als Äquivalentbreite EW) liefern wichtige Informationen über die Masse und/oder die Dichte des Gases, sowie über die Bewegungsrichtung der entsprechenden Gasregion innerhalb der Scheibe. Die violetten und roten V- und R-Komponenten, in welche die $H\alpha$ -Emissionslinie im Spektrum von VV Cep aufgespalten ist, können direkt mit der Strahlung der Gasscheibe um den B-Stern verbunden werden (Abb. 2). Wegen der Scheibenrotation entgegen der Uhrzeigerdrehung um den zentralen B-Stern (bezogen auf die Sichtlinie des Beobachters), ergibt sich eine Blauverschiebung der V-Komponente durch die Bewegungsrichtung hin zum Beobachter, und Rotverschiebung der R-Komponente durch die Bewegungsrichtung weg vom Beobachter.

Die sich verändernden Peakintensitätsverhältnisse der V- und der R-Komponente (V/R) von $H\alpha$ während der Bedeckung 1976-78 wurden von Kawabata et al. (1981) dahingehend interpretiert, dass die Verteilung der Masse in der Scheibe nicht homogen ist. Die stärkere violette Emissionsspitze wird möglicherweise durch eine größere Dichte in der linken Seite der Scheibe gebildet (die sich ja entgegen dem Uhrzeigersinn dreht). In der Tat können verschiedene Stärken der violetten und roten Peaks während der Bedeckung 1997-1999 in den unterschiedlichen Eintritts- und Ausgangsniveaus im Plot der Abb. 2 erkannt werden. Während des Eintritts, wenn die

linke Seite der Scheibe bedeckt ist und nur die rechte Seite beobachtet wird, beträgt die EW etwa 11Å. Wenn nach der Bedeckung die linke Scheibenseite wieder auftaucht und die rechte noch bedeckt ist, beträgt die EW etwa 17Å.

Eine Langzeitüberwachung der Intensitätsvariationen beider Komponenten liefert wichtige Informationen über die Masse bzw. die Dichte der Wasserstoffgasscheibe (ausgedrückt als Gesamtäquivalentbreite EW) sowie über die Bewegungsrichtung der entsprechenden Scheibenbereiche.

Entsprechend den Untersuchungen von Wright (1977) wird die Quelle der zentralen Absorption im Profil der H α -Emissionslinie durch das vom M-Stern mit seiner „Oberflächentemperatur“ von etwa 2400 K relative kühle, abströmende und absorbierende neutrale Wasserstoffgas zwischen dem Beobachter und dem B-Stern verursacht. Wegen des Stoffübergangs vom M-Stern in Richtung seines Begleitsterns kann somit das Vorhandensein der starken H α -Emission gut erklärt werden. Folglich können Schwankungen der Temperatur und der Dichte der Scheibe mit Bezug auf diesen Prozess des Massenaustauschs erwartet werden. Aus den Ergebnissen des bisher vorliegenden Beobachtungsmaterials allein ist es jedoch noch nicht möglich zu beurteilen, in welchem Ausmaß diese Schwankungen ausschließlich auf unterschiedliche Beiträge durch den Massentransfer zwischen den zwei Komponenten, oder nur von der Scheibe selbst, oder aus beiden zusammen herrühren.

Der Gasstrom nun, der vom M-Überriesen spiralförmig um den B-Stern schwingt, sowie der Neigungswinkel von 77° bedeuten, dass hier weit mehr als nur ein Ring um den zentralen B-Stern gebildet wird. Eine sich so ausprägende Akkretionsscheibe muss in den Polregionen weniger dicht sein als in den Regionen um den B-Sternäquator. Langzeitige, spektroskopische Beobachtungen außerhalb der Bedeckungen 1956/57 und 1976/78 sind nur von Wright (1977), Hack et al. (1992) und Möllenhof & Schaifers (1981) veröffentlicht worden. Diese Beobachtungen lieferten eine erste grobe Vorstellung zum V/R-Verhalten der H α -Emission und damit über ein mögliches, quasi-zyklisches Verhalten der Dichtestruktur der Akkretionsscheibe des B-Sterns. Mit diesen Beobachtungsdaten wurde zwar die komplette orbitale Phase abgedeckt, welche jedoch für eine zuverlässige Analyse absolut unzureichend waren.

Seit November 2000 (JD 2451413) konnte nun den Daten der genannten professionellen Astronomen, Daten des Autors plus Daten der ARAS-Gruppe mit einer deutlich besseren Beobachtungsdichte hinzugefügt werden (Abb. 3). Dabei wurde offensichtlich, in welcher drastischer Weise sich die chronologische Entwicklung des V/R-Verhältnisses tatsächlich ändert. Diese chronologische V/R-Variation in Abb. 3 forderte nun zu einer ausführlicheren Bewertung eines möglichen periodischen Verhaltens auf.

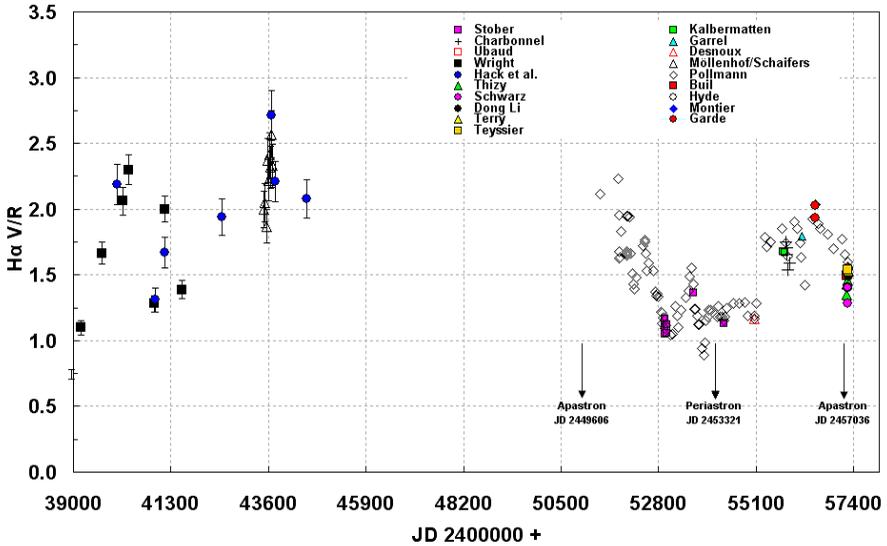


Abb. 3: Langzeitüberwachung des V/R-Verhältnisses außerhalb der Bedeckungen von 1956/57 und 1976-78 durch Wright (1977), Hack et al. (1992) und Möllenhof & Schäfers (1981), kombinierte mit Daten des Autors und der ARAS-Gruppe seit November 2000 (JD 2451413)

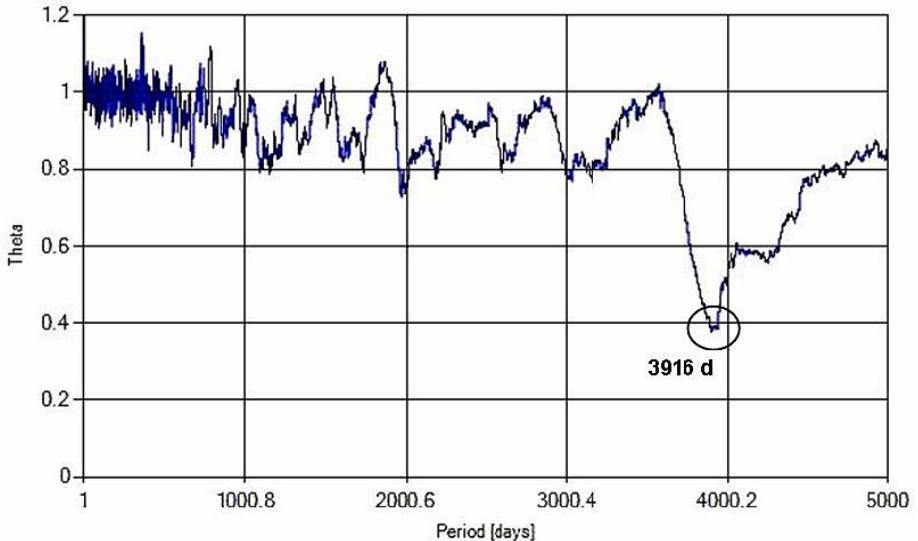


Abb. 4: PDM-Periodenanalyse aller V/R-Daten in Abb. 3

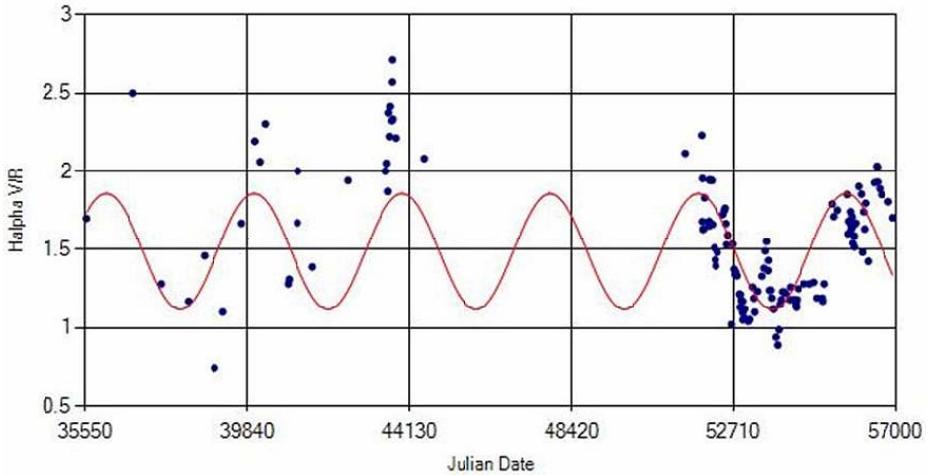


Abb. 5: Perioden-angepasste Zeitserie aller V/R-Daten in Abb. 3

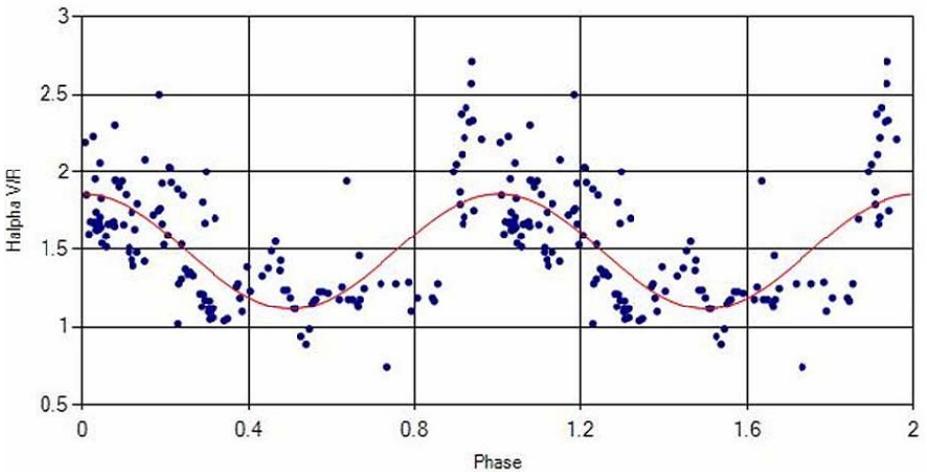


Abb. 6: Phasendiagramm der PDM-Periode von 3916 Tagen (dies scheint die Hälfte der orbitalen Umlaufzeit zu sein)

Abb. 4 zeigt eine PDM-Periodenanalyse (PDM = Phase Dispersed Minimization) der gesamten V/R-Daten aus Abb. 3 mit einer dominanten Periode von 3916 Tagen. Abb. 5 zeigt die periodenangepasste Zeitserie aller V/R-Daten in Abb. 3. Wie zu sehen ist, passt dies mehr oder weniger gut nur mit den Daten beginnend bei JD 2451413. Der Grund dafür ist die äußerst geringe Beobachtungsdichte des Zeitabschnitts von JD 2435572 bis 2444511 (Möllenhof & Schaifers, Hack et al. & Wright). Dennoch wird in Abb. 6 das Phasendiagramm der 3916 Tage-Periode gezeigt, wobei diese Periode die

Hälfte der orbitalen Umlaufzeit zu sein scheint. Eine mögliche Erklärung für dieses Verhalten wäre möglicherweise eine Gezeitenwirkung des M-Überriesen auf die Akkretionsscheibe des B-Sterns während jeder Periastronpassage.

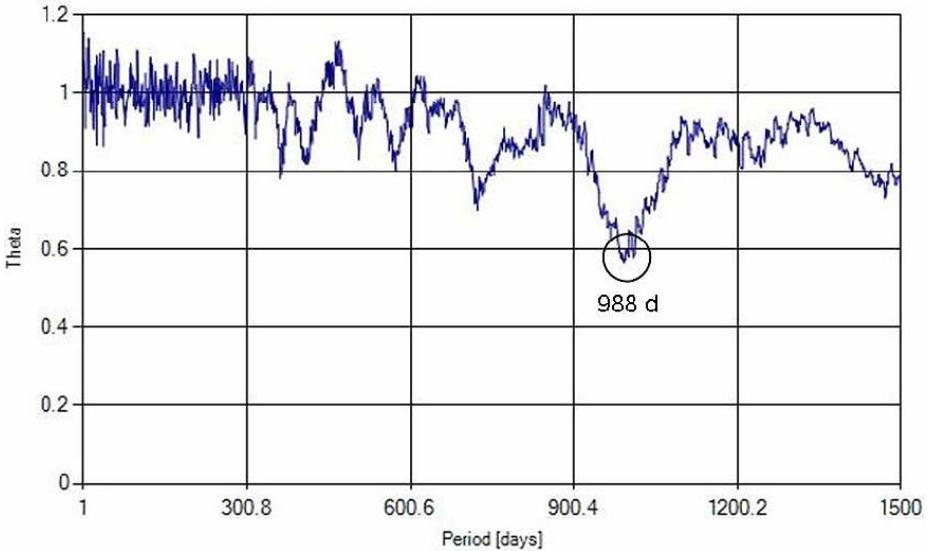


Abb. 7: Subtraktion (Residuen) der 3916 d-Periode von der V/R-Zeitserie (Abschnitt 2451413 bis 2456917) und der entsprechenden PDM-Analyse mit der dominanten Periode von 988 Tagen.

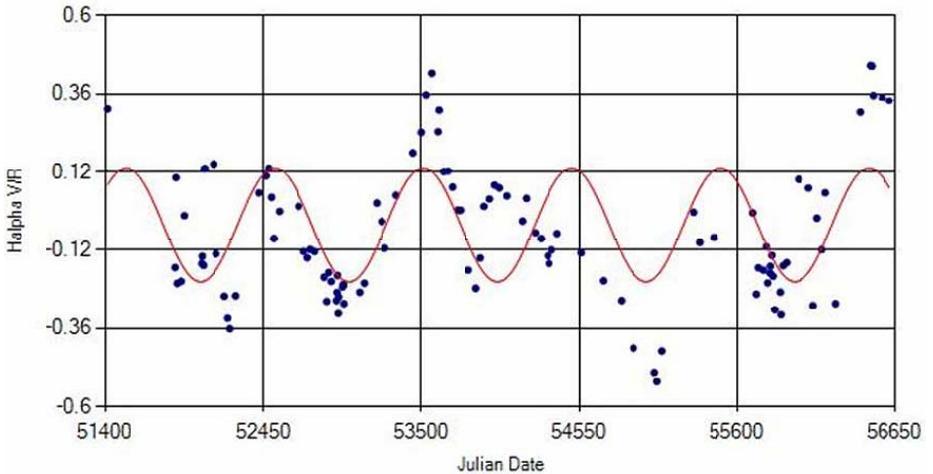


Abb. 8: Anpassung der 988 Tage-Periode an die entsprechende V/R-Zeitreihe

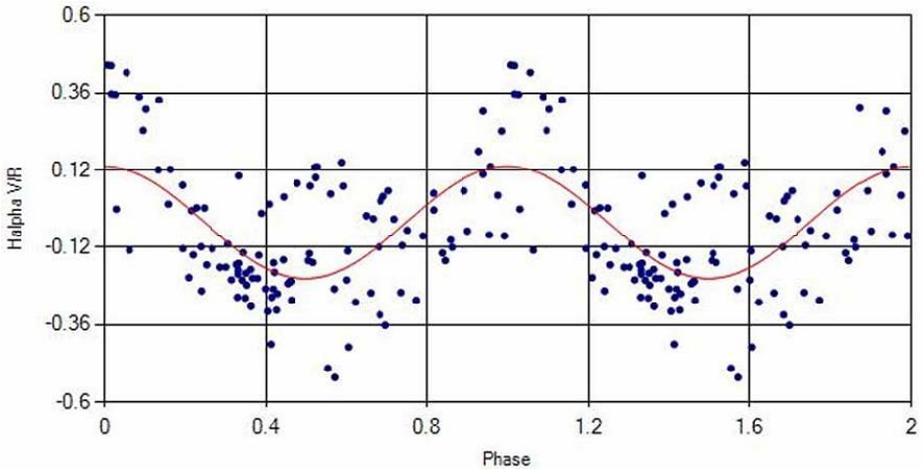


Abb. 9: Phasendiagramm der gefundenen 988 Tage-Periode

Eine weitere relevante Frage sollte sein, inwieweit V/R-Variationen unabhängig von der orbitalen Umlaufzeit vorliegen. Abb. 7 zeigt die PDM-Periodenanalyse nach Subtraktion (Residuen) der 3916 Tage-Periode von der V/R-Zeitserie für den Abschnitt 2451413 bis 2456917 (nur die Amateurdaten) mit einer dominanten Periode von 988 Tagen. Abb. 8 zeigt die Anpassung dieser Periode an das V/R-Verhalten des entsprechenden Zeitabschnitts. Schließlich wird in Abb. 9 das entsprechende Phasendiagramm der gefundenen 988 Tage-Periode gezeigt. Dies ist das erste Mal, dass Amateurbeobachtungen V/R-Daten zu periodischen Dichteveränderungen in der Akkretionsscheibe des B-Sterns im System VV Cep liefern.

Die Ergebnisse beider Periodenanalysen sind in der folgenden Tabelle zusammengefasst:

V/R Ephemides	Period [d]	Amplitude	T0 [d]	RMS [d]
(Half) orbital period	3916 (± 44)	0.37 (± 0.03)	2435116 (± 192)	0.29
Residuals (orbital period subtracted)	988 (± 15)	0.17 (± 0.02)	2451290 (± 45)	0.16

Die zu erwartende Bedeckung in den Jahren 2017/19 bietet eine willkommene Gelegenheit, das System VV Cep in den unterschiedlichsten Aspekten zu untersuchen. Aus diesem Grunde ist mit Anfang des Jahres 2015 eine weltweite Kampagne im Sinne einer Zusammenarbeit von professioneller Astronomie und der Amateurastronomie ins Leben gerufen worden, um sowohl im photometrischen wie im spektralanalytischen Bereich Daten zu sammeln.

Referenzen

- Gaposchkin, S., 1937, Harvard Coll. Obs. Circ., Nr. 421
Goedicke, V. 1939 (A), Publ. Obs. Univ Michigan, 8,1.
Goedicke, V. 1939 (B), Publ. Obs. 62.197, Univ. Michigan, 8.1. [Obs. = Observatorium]
Graczyk D., Mikolajewski, M., Janowski, J.L., 1999, IBVS 4679
Hack, M., Engin, S., Yilmaz, N., Sedmak, G., Rusconi, L., Boehm, C., 1992, A&A Suppl. Ser., 95, 589-601
Harper, W. E, Christie, W.H. 1933, P.A.A.S, 8, 9
Hutchings, J.B., Wright, K.O., Mon. Not. R. Astr. Soc. 1971, 155, 203-214
Kawabata, S., Saijo, K., Sato, H., Saito, M., 1981, PASJ, 33, 177
Leedjarv, L., Graczyk, D., Mikolajewski, M., Puss, A., 1999, A&A 349, 511
McLaughlin, D.B. 1934, ApJ, 79, 380
McLaughlin, D.B. 1936, Harvards Obs. Announcement Card No. 397
Möllenhoff, C., Schaifers, K., 1978, A&A, 64, 253
Möllenhoff, C., Schaifers, K., 1981, A&A, 94, 333
Peery, B., F., Jr., 1966, ApJ, 144, 672P
Saito, M., Sato, H., Saijo, K., Hayasaka, T., 1980, PASJ, 32, 163
Stencel, R.E., Potter, D.E., Bauer, W.H., 1993, PASP, 105, 45
Wright, K.O., 1977, JRASC, 71, 152

Ernst Pollmann,