

Das binäre System VV Cephei, die Bedeckungs-Kampagne 2017/2019

Bild 1

Einer der bekanntesten und größten Sterne in der nördlichen Hemisphäre, der versteckt innerhalb einer dunklen interstellaren Staubwolke im Sternbild Cepheus gefunden werden kann, ist der variable, außergewöhnliche Doppelstern VV Cephei mit einer visuellen Helligkeit von 4.9 mag.

Wenn die interstellare Staubwolke sein Licht nicht verdunkeln würde, betrüge seine visuelle Helligkeit 2.91 mag.

Bild 2

VV Cep ist ein Bedeckungssystem, das aus einem M2-Überriesen und einem heißeren Begleitstern, vermutlich einem frühen B-Hauptreihenstern besteht.

Der heiße Begleiter mit seinem Radius von ungefähr 13 Sonnenradien umkreist den M2-Überriesen in einem mittleren Abstand von etwa 19-20 AU innerhalb eines Zeitraums von 20.4 Jahren, bei einer Bahn-Exzentrizität $e = 0.34-0.35$ und einer Bahnneigung von $76-77^\circ$, wobei er selbst von einer ausgedehnten Wasserstoffgasscheibe umgeben ist.

Bild 3

VV Cep ist ein unvergleichliches Beispiel eines Bedeckungssystems mit einem Massenaustausch im Periastron zwischen den beiden Komponenten, in dem der aufgeblähte helle M2-Überriese mit seiner ausgedehnten Atmosphäre durch den sehr viel schwächeren heißen Hauptreihenstern vom Spektraltyp B umkreist wird, und bei dem bereits die thermo-nukleare Wasserstofffusion zu Helium begonnen hat und der Störungen durch Gezeitenkräfte bei seinem beträchtlich größeren aber weit weniger dichten Begleiter verursacht.

Bild 4

Die Dimension der Scheibe um den B-Stern wurde von Peery (1965) mit kleiner als $1/18$ des Durchmessers der Photosphäre des M-Überriesen bestimmt und ist entsprechend den Untersuchungen durch Hutchings u. Wright (1971) nicht kugelförmig symmetrisch, sondern eher in Richtung des Sternäquators dichter, ähnlich wie im Falle eines normalen B-Sterns.

Bild 5

Dieses Bild veranschaulicht den Orbit des heißen Begleiters, wie er sich tatsächlich am Himmel projiziert.

Die zeitlichen Marken geben die Positionen des Sterns wieder, die aus 21 professionellen Satelliten-Beobachtungen von Bennet und Bauer erhalten wurden.

Bild 6

Der heiße Begleiter ist in seiner Größe sehr viel kleiner als der Primärstern, ist jedoch im UV-Spektralbereich heller als dieser, wogegen der Primärstern in diesem Spektralbereich einen vernachlässigbar geringen Strahlungsfluss aufweist.

Nahe der Bedeckung und in der Sichtlinie zum Beobachter taucht dieser tief in die Chromosphäre des Überriesen ein und erlaubt so, dass ihre äußeren Hüllen bzw. Atmosphären während der Bedeckung wie auch außerhalb spektroskopisch analysiert und räumlich erschlossen werden können.

Die Primärbedeckung tritt ein, wenn der heiße B-Stern plus seiner Gasscheibe hinter dem größeren und kühleren roten M-Star verschwindet.

Bild 7

Angeichts dieses Ereignisses ist im Jahr 2015 eine photometrische und spektroskopische Kampagne von Jeff Hopkins, Phil Bennett und von mir organisiert worden, um diese zu erwartende Bedeckung zu beobachten, die im August 2017 beginnt und ungefähr 650 Tage dauern wird.

Bild 8

Die Photometrische Kampagne verfolgt das Ziel, photometrische Zeitreihen in den Spektralbereichen UBVIJK zu gewinnen. Es sollten so viele Daten wie möglich erhalten werden und es sollte so bald als möglich mit diesen Messungen begonnen werden.

Bei dieser Kampagne wäre es hilfreich, eine möglichst lange photometrische Basis außerhalb der Bedeckung, sowie natürlich auch während der Bedeckung selbst zu erzielen.

Das Strömgen „u-Filter“ (oder auch SDSS-Filter) würde ein besonders nützliches Filter sein, weil es ein direktes Maß über die Helligkeit der Akkretionsscheibe des heißen Begleiters liefert.

Dieses Filter ist nicht zu verwechseln mit dem Johnson „U-Filter“.

Bild 9

Hier einige photometrische Daten:

VV Cephei: HR8383, HD208816, HIP108317
RA (2000) 21h 56m 39.1s
DE (2000) +63d 37m 32.01s
Epoche: JD 2435931.4
Periode: 7430.5 Tage
Eintritt/Austritt: 83/99 Tage
Bedeckungsdauer: 490 Tage

Helligkeiten von VV Cep außerhalb der Bedeckung:

U = 7.07 B = 6.68 V = 4.91 Rj = 3.2 Ij = 1.86

Referenz-Stern: 20 Cephei, HR8426
RA (2000) 22h 05m 00.4s
DE (2000) +62d 47m 09s
Helligkeiten U = 8.46 B = 6.68 V = 5.27 Rj =? Ij =?

Prüfsterne 19 Cephei, HR8428
RA (2000) 22h 05m 08.8s
DE (2000) +62d 16m 48s
Helligkeiten U = 4.33 B = 5.17 V = 5.11 Rj =? Ij = 0.03

Bild 10

Oben-Links:

Bedeckung in B-V 1976/78 & 1996/98
Gesamtdauer der Bedeckung = 450 Tage
Amplitude = ca. 0.4 mag

Oben-rechts:

Bedeckung in U-B 1976/78 & 1996/98
Gesamtdauer der Bedeckung = 475 Tage
Amplitude = ca. 1.4 mag

Unten:

Bedeckungszeiten des zu erwartenden Ereignisses 2017-2019

Bild 11

Spektroskopische Beobachtungen liefern uns zu den photometrischen Daten ergänzende Informationen über die Dauer und den mittleren Zeitpunkt der Bedeckung.

Sie erlauben uns die scheibenähnliche, rotierende Hülle des heißen Begleiters in der gleichen Richtung zu betrachten wie die der orbitalen Bewegung.

Bild 12

Die H α -Linie erscheint im Spektrum von VV Cep normalerweise als Doppelpeak-Emission mit einer blau- (V) und einer rot- (R) verschobenen Komponente.

Zu Beginn der Bedeckung wird die Seite der Scheibe, die sich in ihrer Rotationsrichtung auf uns zu bewegt, und die als blauverschobene (V) Komponente der Emission erscheint, zuerst verdunkelt.

Während der Totalbedeckung sollten beide Emissionskomponenten verschwunden sein, während in der Austrittsphase die blau-emittierende Seite der Scheibe zuerst wieder hinter dem Überriesen auftaucht.

Bild 13

Die V- und R-Komponenten, in welche die Emissionslinie des Spektrums von VV Cep aufgespalten ist, können somit bestimmten Strahlungsanteilen der Gasscheibe zugeschrieben werden.

Bezogen auf die Sichtlinie des Beobachters und wegen seiner Gegenrechtsdrehung um den Zentralstern ergibt sich eine Blauverschiebung der V-Komponente, die sich auf den Beobachter zu bewegt, sowie eine Rotverschiebung der R-Komponente, die sich vom Beobachter entfernt.

Langzeitüberwachungen ihrer Intensitätsveränderungen (z. B. dem sog. V/R-Verhältnis) liefern wichtige Informationen über die Peakstärke als Maß für die Masse und/oder die Dichte des Gases des entsprechenden Scheibenbereichs - ausgedrückt als Äquivalentbreite EW der Emission – sowie wichtige Informationen über ihre Bewegungsrichtung.

Bild 14

Spektralanalytische Ziele der Kampagnen mit hoher Auflösung
Vorgeschlagen wird hier ein Spektrograph vom Typ LHires III (oder ähnliche) mit einem Gitter von 2400 L/mm, um damit die beiden folgenden hochauflösenden spektralanalytischen Arbeiten zur Studie der Scheibeneigenschaften durchführen zu können:

- H α Äquivalent-Breite (EW)
- H α -Linienprofil-Dynamik (V/R-Verhältnis)

Bild 15

Die H α -Emission ist im sichtbaren Spektralbereich der einzige Indikator für das Vorhandensein der Gasscheibe um den Begleitstern. Diese Abb. zeigt das Monitoring der H α -EW seit Juli 1996 bis heute.

Die letzte Bedeckung der emittierenden Akkretionsscheibe durch den M-Überriesen begann im März 1997 (JD 2450511) und endete 673 Tage später.

Der Zeitraum vom Anfang der Scheibenbedeckung (Kontakt 1) bis zur totalen Bedeckung (Kontakt 2) dauerte 128 Tage, der Zeitraum vom ersten Erscheinen der Scheibe (Kontakt 3) bis zur kompletten Sichtbarkeit (Kontakt 4) dauerte 172 Tage.

Die volle Bedeckungsdauer betrug 373 Tage und das gesamte Ereignis dauerte ungefähr 1000 Tage.

Bild 16

Dieses Bild zeigt außerhalb der Bedeckung interessante Variationen der H α -Emission sowohl auf langzeitiger- wie auf kurzzeitiger Zeitskala.

Die langsamen Variationen scheinen mit der orbitalen Trennung der beiden Sterne zu korrelieren, und es scheint, dass ein stärkerer Emissionsfluss dann zu beobachten ist, wenn sich der Begleiter in der Nähe des Periastrons befindet.

Die kurzzeitigen Schwankungen der H α -EW sind nach Wright (1977) und Stencel (1993) auf den variablen Massenfluss vom M-Stern in die Akkretionsscheibe zurückzuführen.

Neben dem Massenfluss vom M-Stern in die Akkretionsscheibe tragen auch Variationen der photometrischen Helligkeit V_{mag} des Kontinuums zu den Variationen der H α -Emissionen bei.

D. h. je schwächer V_{mag} ist, desto stärker wird die H α -EW und umgekehrt. Diesen Zusammenhang zeigt das **unteres Bild** in der Gegenüberstellung von zeitgleichen Messungen der H α -EW und V_{mag} -Helligkeiten (Korrelationsgüte 83%).

Bild 17

Dieses Bild zeigt die Periodenanalyse der photometrischen V-Helligkeiten von 2012 bis heute (Programm PERIOD 04).

Die erste Periode mit 145 Tagen liegt sehr nahe bei der Periode von 150 Tagen, die 1971 von Hayasaka gefunden wurde.

Die zweite Periode mit 656 Tagen ist etwa die Hälfte der Zeitspanne der mehrheitlichen Messpunkte und kann darum als Artefact eingestuft werden.

Bild 18

Das Langzeitüberwachung der Intensitätsvariationen der V- & R-Komponenten (das V/R-Verhältnis) seit 1956 liefert wichtige Informationen über:

- die Peakstärke als Maß für die Masse und/oder die Dichte des Gases in der Scheibe - ausgedrückt als Äquivalentbreite EW der Emission,
- sowie Informationen über die Bewegungsrichtung der entsprechenden Gasregion innerhalb der Scheibe.

Seit November 2000 (JD 2451413) ist nun das V-R-Verhältnis mit guter Beobachtungsdichte überwacht worden. Dabei wurde offensichtlich, in welcher drastischer Weise sich dieses Verhältnis ändert.

Die Daten bestätigen sehr klar eine zeitliche Variabilität dieser V/R-Beziehung, wobei sich hier die Frage nach einer ausführlicheren Untersuchung über ein mögliches zyklisches Verhalten stellt.

Bild 19

Dieses Bild beschreibt die periodische Variabilität des V-R-Verhältnisses.

Die **obere Abb.** zeigt von dem vorherigen Datensatz (Abb. 18) eine PDM-Periodenanalyse mit einer dominanten Periode von 3916 Tagen.

In der **unteren Abb.** ist das Phasendiagramm dieser 3916 d Periode dargestellt, wobei vermutlich diese Periode gerade die Hälfte der gesamten Umlaufzeit von ungefähr 7450 Tagen zu sein scheint.

Eine mögliche Erklärung für dieses zyklische Verhalten wäre möglicherweise eine Gezeitenwirkung des M-Überriesen auf die B-Sternsternscheibe während jeden Periastrondurchgangs.

Bild 20

Die Spektroskopie bei niedriger Auflösung ist kaum geeignet, zufriedenstellende Resultate der EW, des V/R oder der Radialgeschwindigkeit RV zu liefern.

Andererseits bietet sie die Vorteile eines kompletten Fensters des sichtbaren Spektrums mit relativ kurzen Belichtungszeiten in einer einzigen Aufnahme.

Und dies bedeutet, dass diese Methode sehr nützlich sein kann im Sinne der Spektralphotometrie: nämlich das Gesamtverhalten des Spektrums im Laufe der Zeit zu überwachen. Für diese Zwecke wäre etwa der Spektrograph ALPY 600 mit seiner Auflösung R von etwa 500- 600 ideal.

Bild 21

Andere Kampagnen-Ziele sind etwa **interferometrische** Beobachtungen der H α -Linie, um die orbitale Bahn des Begleiters besser zu definieren.

Oder auch die **Radioastronomie** unter Verwendung der vollen 15km-Basislinie der ALMA-Beobachtungen im sub-mm-Wellenlängenbereich mit einer Winkelauflösung von ungefähr 6 mas, die ausreichend wäre, um das System VV Cephei aufzulösen.

Aber auch **HST-Beobachtungen** sind geplant unter Verwendung des STIS-Spektrographen im Spektralbereich von etwa 2800-3150 Å.

Bild 22

Ich möchte hier vier Kampagnenwebsites erwähnen, in denen stets die neuesten Information abgerufen werden können:

Bild 23

Aktuell versuchen wir in der ARAS-Kampagne, den zeitlich unterschiedlichen Bedeckungsbeginn der V- und der R-Komponente nach dem Muster von KAWABATA (1971) zu erfassen.

Das Zeitintervall zwischen V und R multipliziert mit der Radialgeschwindigkeit der H α -EW wäre ein Maß für den Radius der Akkretionsscheibe des Begleiters.

Bild 24

Um den Bedeckungsbeginn so genau wie möglich zu erfassen, ist unbedingt eine ausreichend stabile Basislinie vor der Bedeckung erforderlich.

Deshalb versuchen wir ganz aktuell, mit der Messung der Peakhöhe (**oberes Bild**) und der EW (**unteres Bild**) der V- und R-Komponente diesen Bedeckungszeitpunkt zu erfassen.