

Portrait des Bedeckungsternsystems VV Cephei

Bild 1

VV Cephei ist Namensgeber der VV-Cep-Sterne, bei denen es sich um Bedeckungsveränderliche handelt, die aus einem Roten Überriesen und einem kleineren aber heißeren Begleiter bestehen.

Bild 2

VV Cep, dessen heutige Radiuseinschätzungen bei etwa 1600 Sonnenradien liegen, ist ein einzigartiges Beispiel eines Bedeckungsternsystems mit einem Massenaustausch zwischen den Komponenten, in dem ein aufgeblähter heller M2-Überriese (Leutkraftklasse Ia) mit einer ausgedehnten Atmosphäre von einem sehr viel schwächeren, heißen blau-weißen Hauptreihenstern der Spektralklasse (vermutlich) B0V umkreist wird, und der Gezeitenstörungen bei seinem beträchtlich größeren und sehr viel weniger dichten Primärestern verursacht.

Bild 4 (Animationen in Bild 4)

Der Begleitstern mit einem Radius von etwa 20 Sonnenradien und ca. 20 Sonnenmassen umkreist bei einem mittleren Abstand von etwa 19-20 AU den M2-Überriesen mit einer Periode von 20,4 Jahren auf einem exzentrischen Orbit mit der Exzentrizität $e=0.34-0.35$ und einer Bahnneigung (Inklination) von etwa $76-77^\circ$ verbunden mit der Besonderheit, dass er selbst von einer ausgedehnten Wasserstoff-Gashülle mit einem Radius von 650 Sonnenradien umgeben ist. (Animationen in Bild 5)

Bild 5a

Die bisherigen spektroskopischen Untersuchungen haben ergeben, dass die Entstehung dieser Wasserstoff-Gasscheibe trotz ihres großen mittleren Abstandes von etwa 20 AE durch Massentransfer zwischen den Sternen bzw. Massenausstoß des M-Sterns erklärt wird.

Nach Untersuchungen von (Wright 1977) wird nahe der Periastron-Passage aufgrund gravitativer Wechselwirkung ein Gasstrom angetrieben, der sich zu einer Akkretionsscheibe um den B-Stern ausbildet, wobei der variable Massentransfer von etwa 4×10^{-4} Sonnenmassen/Jahr zwischen den beiden Komponenten zu erheblichen Störungen in der Hülle / Scheibe des B-Sterns führen kann.

Die Natur des heißen Begleiters hat zwar in den letzten Jahren bis Jahrzehnten ein starkes Interesse auf viele Forscher ausgeübt, dennoch bleiben bis heute im Besonderen sein Spektraltyp und seine Temperatur sehr unsicher. Schätzungen reichen von einem frühem O- oder B-Typ bis zu einem A0-Stern.

Dieser Massentransfer, der mit Sicherheit die Entwicklung des kleineren B-Sterns beeinflusst, ist vermutlich auch der Hauptgrund für die immer wieder beobachteten Änderungen der orbitalen Periode.

Man nimmt heute an, dass der M-Überriese sich wahrscheinlich in einer Kernfusionsphase befindet, in der in seinem Inneren Helium zu Kohlenstoff verbrannt wird und er sich „bald“ zu einer Supernova aufbläht.

Trotz der langen orbitalen Periode von 20,4 Jahren bilden die beiden Komponenten ein „enges“ Doppelsternpaar mit signifikanten Gezeitenstörungen, Strahlungsinteraktionen und wechselwirkenden Gasströmen zwischen den Komponenten.

Die Dimension der Akkretionsscheibe um den Begleiter wurde von Peery (1965) mit kleiner als 1/18 des Durchmessers der Photosphäre des M-Überriesen angegeben und ist nach Untersuchungen von Wright & Hutchings (1971) nicht sphärisch symmetrisch, sondern in Richtung des Sternäquators eher verdichtet.

Dies scheint angesichts des beachtlichen Gasstroms in dem System ziemlich plausibel und bedeutet, dass die H α -emittierende Wasserstoff-Gashülle von außen gefüttert wird und nur in den Polregionen der Zentralsterns zusammenfällt.

Bild 6

Im CCD-Spektrum von VV Cep ist die H α -Emissionslinie der einzige Indikator für das Vorhandensein dieser Wasserstoff-Gashülle um den B-Stern des Spektraltyps (vermutlich) B0-B2 V. Alle anderen Spektrallinien stammen M2 Iab – Überriesen.

Bild 7

Dieses Bild zeigt meinen Spektrographen LHIRES, mit dem ich meine Spektren aufnehme, in der STW der VdS-Köln, hier montiert an einem Cassegrain-Teleskop C14.

Bild 8

Die in eine V- (violette) und in eine R- (rote) Komponente aufgespaltene H α -Emissionslinie wird unterschiedlich dichten Strahlungsanteilen in der rotierenden Gasscheibe um den B-Stern zugewiesen, und die sich aufgrund ihrer Rotation entgegen des Uhrzeigersinns bezogen auf die Sichtlinie des Beobachters, entweder auf ihn zu bewegen und damit blau-verschoben erscheinen (V-Komponente), oder sich vom Beobachter entfernen und damit rot-verschoben erscheinen (R-Komponente).

Bild 9 & 10: weitere Erläuterungen zur Auswertung von Doppelpeakprofilen

Bild 11

Die hochaufgelöste Spektroskopie, etwa mit dem LHIRES III oder ähnlichen Spektrographen, liefert z. B. mit dem Verschwinden der Wasserstoff-Balmerlinien während des Bedeckungsvorganges, aber auch außerhalb der Bedeckung sehr detaillierte Informationen.

Dieses Bild zeigt in einem Ausschnitt von 6520Å bis 6620Å den typischen Spektralbereich der Doppelpeakemission H α in meiner CCD-Kamera.

Die Langzeitmonitorings des sog. V/R-Verhältnisses liefern wichtige Informationen über:

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

Die Quelle der zentralen Absorptionseinsenkung im Profil der H α -Emissionslinie ist nach Untersuchungen von Wright (1977) auf das einströmende und absorbierende Material zwischen dem Beobachter einerseits und der Hülle des B-Sterns andererseits zurückzuführen.

Aufgrund des Massentransfers vom M-Stern hin zum Begleiter kann die Anwesenheit der starken $H\alpha$ -Emission somit gut als in der äußeren Hülle des Begleiters produzierte Emission erklärt werden.

Der vom M-Stern abgestoßene Gasstrom schwingt umkreisend um den Begleiter herum und muss wegen der Bahnneigung von 77° sehr ausgedehnt und viel mehr sein, als nur ein Ring um den Zentralstern, und darüber hinaus an dessen Polen weniger dicht sein als im Äquatorbereich.

Bild 12

Die niedrigauflösende Spektroskopie, etwa mit dem Spektrographen ALPY 600, wird keine brauchbaren Messungen von EW, V/R oder der Radialgeschwindigkeit liefern können. Gleichwohl hätte sie den Vorteil, mit der Abbildung des kompletten sichtbaren Spektralbereichs bei kurzen Belichtungszeiten sehr hilfreiche, spektralphotometrische Informationen über den Strahlungsfluß zu liefern.

Bild 13

Seit Juli 1996, also seit mehr als 19 Jahren wird nun von mir das Monitoring der Äquivalentbreite der $H\alpha$ -Emission durchgeführt, wobei natürlich das Ereignis der Bedeckung des B-Sternes und seiner Scheibe von 1997 bis 1999 erfasst wurde. Dieses Bild zeigt das Monitoring der $H\alpha$ -Äquivalentbreite seit Juli 1996 bis heute.

Die Bedeckung der emittierenden B-Sternscheibe durch den M-Überriesen begann im März 1997 und endete 673 Tage später, wobei der Eintritt und der Austritt 128 bzw. 171 Tage dauerte. Die Gesamtdauer des Bedeckungsprozesses betrug insgesamt 373 Tage.

Möglicherweise sind jedoch die interessanteren Eigenschaften in diesem Monitoring die stochastischen Variationen der EW mit einer Streubreite von etwa 10 \AA .

Die seit Ende des Bedeckungsprozesses bis heute beobachteten großen Fluktuationen erklären sich möglicherweise durch einen variablen Massentransfer vom M-Stern hin zur B-Sternscheibe, wie er durch Wright (1977) und Stencel (1993) beschrieben wurde.

Damit in Verbindung stehende Schwankungen in der B-Sternscheibentemperatur aber auch in der Scheibendichte sind gewissermaßen zu erwarten.

Außerdem kann man annehmen, dass der M-Überriese mit seiner semiregulären Pulsationsperiode von 116 Tagen (Saito, 1980) die Rate dieses Massentransfers noch zusätzlich beeinflussen wird.

Und da die B-Sternscheibe die offensichtliche Quelle der $H\alpha$ -Emission ist, scheint dies auch der beste Anwärter für die Erklärung der fortwährenden Änderungen ihrer Intensität zu sein.

Allerdings ist es aus dem Befund dieser Beobachtungsdaten allein noch nicht möglich, zu beurteilen, inwieweit diese Schwankungen ausschließlich auf variierende Beiträge durch Massentransfer zwischen den beiden Komponenten oder aus der B-Sternscheibe selbst, oder beides zusammen herrühren.

Bild 14

Langzeitbeobachtungen des $H\alpha$ -V/R-Verhältnisses deutlich außerhalb der Bedeckungen von 1956/57 & 1976/78 (Wright, 1977, Hack et al. 1992, Möllenhof & Schaifers 1981)

ermöglichten erste grobe Vorstellungen eines quasi-zyklischen Verhaltens der Dichtestrukturen in der B-Sternscheibe.

Allerdings war die Beobachtungsdichte für eine dahingehende Analyse noch viel zu gering. Erst eigene hinzugefügte Daten ab 2000 (JD2451413), und später hinzugekommene Daten von Beobachtern der ARAS-Gruppe erlaubten eine erste vorsichtige Analyse, wobei zunächst einmal die enorme zeitliche Veränderung des V/R-Verhältnisses deutlich wurde.

Bild 15

Dieses Bild zeigt eine sog. PDM-Periodenanalyse (PDM = phase dispersed minimization) des gesamten Datensatzes aus dem vorherigen Bild und wir erkennen deutlich eine dominante Periode von 3916 Tagen.

Der untere Plot zeigt das entsprechende Phasendiagramm dieser Periode, wobei es scheint, dass diese etwa die Hälfte der orbitalen Periode ist. Eine mögliche Erklärung für dieses Verhalten könnte ein Effekt der Gezeitenwirkung des M-Überriesen auf die Akkretionsscheibe des Begleiters bei jedem Periastrondurchgang sein.

Portrait des Be-Doppelsternsystems γ Cas

Bild 1

Dieses Bild zeigt eine künstlerische Darstellung vom Prototyp aller Be-Sterne. γ Cas ist einer der hellsten Be-Sterne am nördlichen Himmel, an dem zum ersten Mal 1866 von dem italienischen Mönch und Astronomen Angelo Secchi mit einem Refraktor die Fraunhoferlinien sowie die $H\alpha$ -Emissionslinie entdeckt wurden. In einer IAU-Generalversammlung 1922 in Rom wurden darauf hin Emissionsliniensterne des Typs B kurz als Be-Sterne bezeichnet.

Bild 2

Dieses Bild zeigt eine schematische Darstellung der geneigten zirkumstellaren Scheibe relativ zum Zentralstern. ϵ ist der Neigungswinkel der Scheibe von 45° bezogen auf die Äquatorebene des Sterns. Ω ist die Knotenlinie. S gibt die stellare Rotationsachse und D die Rotationsachse der Scheibe an.

Bild 3

Das spektrale Erscheinungsbild im sichtbaren Spektrum von γ Cas lässt sich in dieser Modellvorstellung erläutern:

der Zentralstern des Typs B0.5 IVe ist von einer dicken, zirkumstellaren Wasserstoffgasscheibe umgeben, die sich als auffälligstes Merkmal im sichtbaren Spektrum u. a. als $H\alpha$ -Emissionslinie zu erkennen gibt.

Weitere Erläuterungen der anderen Merkmale

Bild 4

Dieses Bild zeigt ein typisches CCD-Rohspektrum der $H\alpha$ -Emission von γ Cas im Spektralbereich von etwa $6500 - 6700 \text{ \AA}$

Bild 5

.... dessen Intensitätsscannung in Dispersionsrichtung hier gezeigt ist.

Zugang zu den Hüllenstrukturen in Be-Sternen erhält man durch Untersuchungen der kinematischen Linienverbreiterung.

Stellare Absorptionslinien in Be-Sternen sind rotationsverbreitert. Das Breitenmaß der Linien ist die projizierte, äquatoriale Rotationsgeschwindigkeit $v^* \sin i$ des Be-Sterns multipliziert mit der Achsenneigung (i) in Richtung des Beobachters.

Zirkumstellare Emissionslinien in Be-Sternen sind ebenfalls kinematisch verbreitert. Ihre Breite Δv_{emi} misst die typische Rotations- und Radialgeschwindigkeit der zirkumstellaren Masse. In diesem Sinne messen die beiden Geschwindigkeiten $v^* \sin i$ und Δv_{emi} die relative Orientierung der Symmetrieachse des Sterns wie auch der zirkumstellaren Hülle.

Die gesamte Breite einer Emissionslinie ist u. a. abhängig von der Definition des Linienflügelprofils und ist beeinträchtigt durch die darunter liegende photosphärische Absorption.

Das hier gezeigte $H\alpha$ -Profil ist also eine Überlagerung aus Emissionslinienprofil (das in der Gashülle des Sterns produziert wird) und dem darunter liegenden photosphärischen Absorptionslinienprofil.

Als photosphärisches Profil könnte man das $H\alpha$ -Absorptionslinienprofil verwenden, das vom gleichen Stern im August 1974 beobachtet wurde. Das Ergebnis einer solchen Profilsubtraktion wäre dann das Emissionsprofil mit unterschiedlicher Linienstärke.

Für die Fachastronomie ist nun die Mitarbeit von Amateurastronomen im Sinne von Langzeitüberwachungen der Emissionsstärke dieser $H\alpha$ -Emissionslinie von großem Interesse.

Bild 6

Dieses Bild zeigt das $H\alpha$ -Langzeitverhalten von 1971 bis heute, wobei Amateurbeobachtungen erst im Jahr 1994 einsetzen. Deutlich ist darin ein Minimum Ende 2001 mit einem anschließenden allmählichen Anstieg zu höheren Emissionsstärken zu erkennen, wobei inzwischen ein internationales Konsortium von Amateuren an diesem Monitoring beteiligt ist.

Bild 7

Eine interessante Diskussion unter den professionellen Be-Sternforschern hat vor Jahren zu der Frage geführt, inwieweit eine mögliche Korrelation zwischen der $H\alpha$ -Äquivalentbreite und der UBV-Helligkeit des Sternsystems existiert.

Es ist bekannt, dass die Sichtlinie des Beobachters einen wesentlichen Einfluss auf das Profil einer Spektrallinie ausübt. Wenn wir z. B. einen Stern „pole-on“, d. h. senkrecht von oben auf seine Rotationsachse und Gasscheibe betrachten, sehen wir ihn unter einem Neigungswinkel $i=0^\circ$.

Betrachten wir dagegen den Stern „edge on“, d. h. unter einem Neigungswinkel $i=90^\circ$, so erblicken wir ihn in seiner Äquatorebene und seine Scheibe von der Kante.

D. h., in Abhängigkeit vom Neigungswinkel i bezogen auf die Sichtlinie des Beobachters, tragen verschieden große Flächenanteile der leuchtenden Scheibe zur visuellen Helligkeit des Systems bei.

γ Cas wird nun unter einem Neigungswinkel von 45° gesehen und man beobachtet, je stärker die H α -Emission ist, umso größer ist auch die visuelle Helligkeit.

Astronomen der University of Western Ontario (Canada) versuchten nun unlängst, mit geeigneten Computer-Modellen solche Korrelationen aus der Beobachtung zu ergänzen bzw. zu unterstützen, weshalb auch in diesem Sinne Amateurbeobachtungen für die professionelle Forschung von Interesse sind.

Bild 8 (Doppelstern-Animation starten)

Bemerkenswert an diesem Doppelsternsystem ist, dass der bis heute unsichtbare Begleiter, der sich in H α -Radialgeschwindigkeitsmessungen mit einer Amplitude von etwa 8 km/s und mit einer Periode von 203 Tagen eindeutig nachweisen lässt, spektral noch nicht identifiziert worden ist.

Auch diesen, für Amateure spektroskopisch interessanten Effekt, versuchen wir im Sinne eines Langzeit-Monitorings in einem internationalen Beobachterkonsortium zu überwachen.

Die Periodenanalysen unserer Radialgeschwindigkeitsmessungen sehen bisher ganz zufriedenstellend aus, weshalb wir in einem intensiven Ergebnisaustausch mit der professionellen Astronomie stehen.

Bild 9: noch einmal das Modell gamma Cas

Das periodische Verhalten der HeI 6678 Doppelpeak-Emission

Spektroskopisch ist γ Cas in der Vergangenheit bis in die 1990iger Jahre vorwiegend im Bereich der H α -Linie untersucht worden. Erst mit der Einrichtung eines Forschungszweiges für Be-Sterne an der Ruhr-Universität Bochum unter der Leitung von Prof. Dachs und Dr. Reiner Hanuschik um etwa 1993-94, wurden Studien mit dem Ziel durchgeführt, mehr über die Kinematik der zirkumstellaren Scheiben um Be-Sterne zu erfahren.

Dazu zählten vor allem auch Untersuchungen an den Heliumlinien, also jener Bereiche der Be-Sternscheibe in unmittelbarer Nähe des Zentralsterns. Basierend auf Modellrechnungen des japanischen Forschers Okazaki (1991, 1997) nahm man an, dass auch in diesen sternnahen Scheibenbereichen sog. „einarmige Dichtezonen“ um den Stern präzidieren.

Man fand, dass diese äquatorialen Dichteverstärkungen in etwa 1.5 Sternradien von der Sternoberfläche entfernt lokalisiert sind. 1998 bestätigte dann der französische Astronom Phillip Stee, dass für die HeI-Emissionslinie bei 6678 Å die Anregung und Ionisation des Heliums in einem erweiterten Bereich bis etwa 2.3 Sternradien verantwortlich sei.

Bild 10

So wurde diese HeI-Emission bei 6678 Å zu einem wichtigen diagnostischen Merkmal zur Untersuchung der sternnahen Aktivitätsbereiche. Man erkannte, dass ein zeitabhängiger photosphärischer Massenverlust des Primärsterns, Dichteveränderungen

und somit die typischen Doppelpeak-Profilvariationen – bekannt als sog. V/R-Verhältnis - dieser Emission zur Folge hat.

Das V/R-Verhältnis ist das Verhältnis der violetten-zum-roten Emissionspeak und beschreibt als ein Hauptmerkmal Dichteviationen in den Gasscheiben von Be-Sternen. Bis etwa 2012 gab es in der Literatur keinerlei Informationen über mögliche V/R-Periodizitäten der HeI-6678 Doppelpeakemissionslinie im Spektrum von γ Cas.

In einer Zusammenarbeit mit meinem spanischen Kollegen Joan Guarro aus Barcelona konnten wir Resultate der V/R-Variabilität von HeI6678 erarbeiten, die bisher von γ Cas so nicht bekannt waren. Wir fanden, dass diese Variabilitäten Perioden besitzen, die nichts mit der orbitalen Periode zu tun hatten.

Unsere Spektren wurden von mir in der Sternwarte der VdS-Köln und von meinem spanischen Kollegen in seiner heimischen Remote-Station aufgenommen. In beiden Fällen kam dabei der LHIRES III Spektrograph mit einem spektralen Auflösungsvermögen von ca. 17000 zum Einsatz.

Das S/N-Verhältnis im Kontinuum nahe der Emission lag im Mittel bei ca. 1000, meistens jedoch höher als 1500, bei einer Belichtungszeit von etwa 300-400 sec pro Einzelspektrum.

Bild 11

Die Genauigkeit der V/R-Messungen ist im Wesentlichen durch das S/N und die Genauigkeit des lokalen Kontinuums bestimmt. Darüber hinaus ist die Definition der Linienflügel und das darunter liegende photosphärische Absorptionslinienprofil von Bedeutung.

Zur Berechnung des V/R-Verhältnisses sind die violetten und roten Absorptionsminima, die zuvor durch lineare Interpolation verbunden wurden, dividiert worden, womit die erforderliche Normierung gemäß $F/F_c=1$ erreicht wurde.

Eine andere Methode zur Trennung der Emissionen vom photosphärischen Absorptionsprofil ist die Subtraktion eines gefitteten, theoretischen Absorptionsprofils. Ein Vergleich dieser beiden Methoden zueinander an ein und dem gleichen Spektrum führte zu einer Abweichung zur linearen Interpolation in der Größenordnung von 0.01% in V/R.

Die V und R Intensitäten, die auf diese Weise vom photosphärischen Absorptionsprofil getrennt wurden, sind dann die Linienmaxima, die zur weiteren Auswertung verwendet worden sind. Die erzielte Genauigkeit der V/R-Messungen lag im Mittel bei etwa $\pm 2\%$.

Bild 12

In diesem Langzeitmonitoring der HeI 6678 Emission ist die Variabilität des V/R-Verhältnisses ganz offensichtlich. Allerdings muss hier bedacht werden, dass seit Beginn des Monitorings im August 2009 bis heute lediglich acht orbitale Perioden erfasst werden konnten.

Bild 13

Dennoch haben wir versucht, eine Fourier-Periodenanalyse durchzuführen. Der Hauptpeak im oberen Power-Spektrum zeigt eine Periode von 465 d, ist aber immer

noch ziemlich breit und macht somit die Analyse um einen gewissen Betrag unsicher. Mit Sicherheit werden die künftigen Beobachtungen zu einem verbesserten Ergebnis, d. h. zu einer genaueren Periode beitragen.

Das untere Bild zeigt das Phasendiagramm der oberen 465d-Periode. Dieser Phasenplot ist mit dem Program SpectSA meines Freundes und Kollegen Roland Bücke in Hamburg durchgeführt worden.

Der Plot zeigt mit seinem ziemlich großen Abstand zu der orbitalen Periode von 203 d doch eine gewisse Zuverlässigkeit des periodischen V/R-Verhaltens.

Solche periodischen Phänomene im Zeitverhalten verschiedener Spektrallinien im Spektrum von Be-Sternen führen letztendlich zu einem besseren Verständnis der Struktur ihrer zirkumstellaren Gasscheiben.