

## H $\alpha$ Beobachtungen am Doppelsternsystem VV Cephei

### **Bild 1**

Zwei der bekanntesten und größten Sterne des Himmels, die versteckt und dicht beieinander innerhalb einer dunklen, interstellaren Staubwolke im Sternbild Cepheus zu finden sind, sind  $\mu$  Cephei und der außergewöhnliche veränderliche Doppelstern VV Cephei. Bei beiden Sternen handelt es sich um sog. Überriesen mit visuellen Helligkeiten von 4,0 mag ( $\mu$ Cep) bzw. 4,9 mag (VVCep). Würde das Licht der Sterne nicht durch den Verdunkelungseffekt der Staubwolke abgeschwächt, würden  $\mu$ Cep mit einer visuellen Helligkeit von 1.97 mag und VV Cep mit 2.91 mag leuchten.

### **Bild 2**

Der gegenwärtig geschätzte Radius von  $\mu$  Cephei liegt irgendwo zwischen 1200 und 1650 Sonnenradien bzw. 5.6 bis 7.7 AU, wogegen die heutigen Radiuseinschätzungen bei VV Cep zu Werten von etwa 1600 Sonnenradien führen. VV Cep ist ein einzigartiges und großartiges Beispiel eines Bedeckungssternsystems mit einem Massenaustausch zwischen den Komponenten, in dem ein aufgeblähter heller M2-Überriese (Leutkraftklasse Ia<sub>b</sub>) mit einer ausgedehnten Atmosphäre von einem sehr viel schwächeren, heißen blau-weißen Hauptreihenstern der Spektralklasse B0Ve umkreist wird, in dem die „thermonukleare“ Wasserstoff-Fusion zu Helium bereits stattfindet, und der Gezeitenstörungen bei seinem beträchtlich größeren und sehr viel weniger dichten Begleiter verursacht.

Der heiße B0-Begleitstern umkreist und einem Radius von etwa 13 Sonnenradien bei einem mittleren Abstand von etwa 19-20 AU den M2-Überriesen mit einer Periode von 20.4 Jahren auf einem Orbit mit einer Exzentrizität  $e = 0,34-0,35$  und einer Inklination (Bahnneigung) von etwa  $76-77^\circ$  mit der Besonderheit, dass er von einer ausgedehnten Wasserstoff-Gashülle umgeben ist.

Spektroskopische Untersuchungen haben ergeben, dass die Entstehung dieser Wasserstoff-Gasscheibe mit ihrem Radius um den Zentralstern von etwa 650 Sonnenradien, 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) werden die Massen für den M-Stern mit etwa 2-3 und für den Be-Stern mit etwa 8 Sonnenmassen angegeben, wobei der M-Überriese seine Roche-Oberfläche ausfüllt und nahe der Periastron-Passage einen Gasstrom antreibt, der sich zu einer Akkretionsscheibe um den Be-Stern ausbildet. Der variable Massentransfer von etwa  $4 \times 10^{-4}$  Sonnenmassen/Jahr zwischen den beiden Komponenten kann somit zu erheblichen Störungen in der Hülle / Scheibe des Be-Sterns führen.

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.

Der Massentransfer in der Größenordnung von etwa  $4 \times 10^{-4}$  Sonnenmassen pro Jahr, welcher mit Sicherheit die Entwicklung des kleineren Be-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 der 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.

### **Bild 3**

Der M-Überriese und der Be-Stern bieten sowohl während des Bedeckungsprozesses wie auch deutlich außerhalb dessen ausgezeichnete Gelegenheiten, die äußeren Hüllen bzw. Atmosphären beider Objekte zu studieren. Dieses Bild ist eine künstlerische Darstellung einer Be-Sternscheibe mit Zentralstern am Beispiel des Be-Sterns  $\gamma$  Cassiopeia

Die Dimension der nebelartigen Hülle um den Be-Stern im System VV Cephei 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, wie im Fall eines normalen Be-Sterns.

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

Die in eine V- (violette) und in eine R- (rote) Komponente aufgespaltene Emissionslinie im Spektrum von VV Cep kann somit Strahlungsanteilen der Gashülle um den Be-Stern zugewiesen werden, die sich aufgrund ihrer Rotation um den Zentralstern 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 (R-Komponente) erscheinen.

### **Bild 4**

Die Langzeitbeobachtung (sog. Monitoring) der Intensitätsvariationen beider Komponenten (dem sog. V/R-Verhältnis) liefert wichtige Informationen über:

1. die Peakstärke als Maß für die Masse bzw. Dichte des Gases in der Hülle, ausgedrückt als Äquivalentbreite  $EW [\text{\AA}]$  der Emission
2. die Bewegungsrichtung des entsprechenden Gashüllenbereiches

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

Aufgrund des Massentransfers vom M-Stern hin zum Be-Begleiter im VV Cep-System, 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 Be-Stern herum und muss wegen der Inklination von  $77^\circ$  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.

V/R-Messungen durch Kawabata während der Bedeckung 1976-1978 konnten zeigen, dass die Massen- und Dichteverteilung in der Scheibe nicht homogen ist. Der stärker ausgeprägte

violette Emissionspeak (V) kann durch eine größere Dichte/Masse in der linken Scheibenseite (in ihrer Bewegungsrichtung entgegen dem Uhrzeigersinn) gebildet werden.

### **Bild 5**

Seit Juli 1996, also seit mehr als 12 Jahren wird von mir das Monitoring von VV Cep mit meinem Selbstbau-Spalt-Gitterspektrographen am Schmidt-Cassegrain-Teleskop C14 in der Sternwarte der Vereinigung der Sternfreunde Köln durchgeführt. Links der Spektrograph mit CCD-Kamera am Schmidt-Cassegrain-Teleskop C14; rechts das Nachführsystem bestehend aus einem 20 cm Schmidt-Cassegrain-Teleskop mit Philipps-Webkamera an einem Okularkreuzschlitten montiert.

Hier die Spezifikation des Spektrographen:

- Kollimator: PENTACON 135mm, f/2,8 (ZEISS, DDR)
- Gitter: 1800 L/mm (fest eingestellt auf  $H\alpha$ )
- Kameraoptik: SOLIGOR 200mm, f/3,5
- CCD-Kamera: NOVA 402ME (Firma Astroelektronik Fischer)
- Dispersion = 27 Å/mm bei  $H\alpha$
- Auflösung  $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 14000$

Inzwischen sind mit dieser instrumentellen Ausrüstung mehr als 200 Spektren aufgenommen worden.

### **Bild 6**

Der bisherige Beobachtungszeitraum umfasste somit auch das Ereignis der Bedeckung des Be-Sternes und seiner Scheibe von 1997 bis 1999. Wie ich bereits erwähnte, ist die  $H\alpha$ -Emissionslinie der einzige Indikator für das Vorhandensein der Scheibe. Dieses Bild zeigt das Monitoring der Äquivalentbreite der  $H\alpha$ -Emission seit Juli 1996 bis heute.

Die Bedeckung der emittierenden Be-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 interessantesten Eigenschaften in diesem Bild die stochastischen Veränderungen der EW mit einer Variationsbreite von etwa 10 Å und mit Extremwerten von bis zu etwa 25 Å. Die seit Ende des Bedeckungsprozesses bis heute beobachteten großen Fluktuationen erklären sich möglicherweise durch einen variablen Massentransfer vom M-Stern hin zur Be-Sternscheibe, wie er durch Wright (1977) und Stencel (1993) beschrieben wurde.

Damit in Verbindung stehende Schwankungen in der Be-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 Be-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.

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

### **Bild 7**

Spektroskopische Langzeitbeobachtungen deutlich außerhalb der Bedeckung sind bisher lediglich von dem Astronomen Wright aus Beobachtungen des Bedeckungsereignisses 1977-78 bekannt geworden. In diesen Untersuchungen gibt das V/R-Verhältnis der H $\alpha$ -Emission zum ersten Mal grob Auskunft über ein mögliches quasi-zyklisches Verhalten der Dichtestruktur der Be-Sternscheibe.

In Wright's Untersuchungen ist zwar nahezu der gesamte Phasenbereich mit Messungen abgedeckt, die Beobachtungsdichte ist jedoch für eine zuverlässige Analyse diesbezüglich viel zu gering.

So konnte ich eigene Messungen ab Nov./2000 im Phasenabschnitt 0.14-0.53 bei guter Beobachtungsdichte zur Klärung dieses möglichen Zusammenhangs den Messungen von Wright hinzufügen, wobei deutlich wurde, in welcher drastischer Weise sich das V/R-Verhältnis verändert.

Bedauerlich ist allerdings, dass der Phasenabschnitt 0-0.1 wegen Nichtverfügbarkeit von Teleskop und Spektrograph nicht abgedeckt und somit der unerklärlich hohe Anstieg in den Messungen von Wright nicht bestätigt werden konnte.

Gleichwohl bestätigen die so kombinierten Daten deutlich den tatsächlichen phasenbezogenen Zeitverlauf des V/R-Verhältnisses: nämlich eine deutliche Abnahme auf etwa die Hälfte des anfänglichen Wertes bei etwa Phase 0.4 und bei zugleich deutlicher Variabilität des V/R-Wertes selbst. Diese klare V/R-Phasenabhängigkeit legt nahe, einmal einen genaueren Blick auf Einzelspektren in den entsprechenden Phasenabschnitten zu werfen.

### **Bild 8**

Dieses Bild zeigt in einer polaren Ansicht den orbitalen Verlauf des heißen B0-Begleisters um den M-Überriesen (aus: Hopkins et al.: UBV Photometry of VV Cephei; Proceedings for the 25th Annual Conference of the Society for Astronomical Sciences, May 23-25, 2006).

Dem Zeitpunkt 09/1999 ist ein erstes Spektrum von 11/1999 mit dem V/R-Wert von 2.23 gegenübergestellt. Darin repräsentiert die R-Komponente des Doppelpeaks den dem M-Stern zugewandten Be-Sternscheibenbereich, der sich zu diesem Zeitpunkt bezogen auf die Sichtlinie des Beobachters, wegen seiner entgegen dem Uhrzeiger gerichteten Rotation, von uns weg (= rotverschoben) bewegt.

Auf dem Weg zum Periastron nähert sich der Be-Stern mit seiner Scheibe immer mehr dem Einflussbereich des Massentransfers, d.h. des Bereichs, in dem Materie aus den äußersten Atmosphärenregionen des M-Sterns in die Be-Sternscheibe hineinfließt.

Das Spektrum im orbitalen Phasenabschnitt 09/2003 belegt dies klar insofern, als die R-Komponente (die wieder den dem M-Stern zugewandten Scheibenbereich repräsentiert) relativ zur V-Komponente an Intensität dazu gewonnen hat ( $V/R = 1.17$ ).

Zur Zeit der Periastronpassage [nach Wright (6)] in 10/2004 wird dieser Effekt der Scheibenfütterung durch den Massentübertrag vom M-Stern noch deutlicher. Im zeitlich entsprechenden Spektrum übersteigt die R-Komponente hier etwas die Intensität der V-Komponente ( $V/R = 0.97$ ).

In der orbitalen Phase 11/2005 bewegt sich der aufgefüllte Scheibenbereich aus Beobachtersicht gerade eben auf uns zu, und darum erscheint die stärkere, ehemals rote Emissionskomponente jetzt im Spektrum leicht blauverschoben.

Dem zu erwartenden orbitalen Phasenabschnitt 11/2009, dem ich vorab zugegebenermaßen ein (noch viel) zu frühes Spektrum von 08/2008 gegenübergestellt habe, erscheint diese Blauverschiebung, des entgegen dem Uhrzeiger rotierenden und aufgefüllten Be-Sternscheibenbereichs schon deutlicher.

Es zeigt sich bereits jetzt schon, dass der durch die V-Komponente repräsentierte linke Be-Sternscheibenbereich aus Sicht des Beobachters eine höhere Intensität und damit auch eine größere Materiedichte besitzt, ganz entsprechend den Beobachtungen von Kawabata während der Bedeckung 1976-78, dass der stärker ausgeprägte V-Peak durch eine größere Dichte/Masse in der linken Scheibenseite verursacht wird.

### **Bild 9**

Wie ich bereits erwähnte, ist die Äquivalentbreite der  $H\alpha$ -Emission der einzige Indikator für die Existenz der Gasscheibe um den Be-Stern. Mit dem vorhandenen Datenmaterial konnte nun der Frage nachgegangen werden, ob zur Zeit der Periastronpassage tatsächlich eine Zunahme der Emissionsstärke als Folge des Massentransfers vom M-Überriesen in die Be-Sternscheibe nachgewiesen werden kann.

Wie dieses Bild zeigt, steigt außerhalb der Bedeckung die EW mit einer gewissen Streuung von bis zu  $10 \text{ \AA}$  bis zu einem Maximalwert an, um danach in ähnlicher Weise wieder abzunehmen. Ein Polynomfit (2.Grad) führt zu dem gestrichelt gezeichneten Kurvenverlauf mit dem eingetragenen rechnerischen Zeitpunkt für die Periastronpassage.

Dieser Kurvenverlauf bestätigt tatsächlich im Wesentlichen, dass die EW der  $H\alpha$ -Emission als Indikator für die Be-Sternscheibe und ihrer Masse bzw. Dichte mit zunehmender Annäherung an das Periastron durch den Massenübertrag vom M-Stern bestimmt wird.

Deutlich wird aber auch, dass dieser Massentransfer beachtlichen Schwankungen unterliegt, der sich in der Streuung der EW manifestiert. Es bleibt abzuwarten, wie sich v. a. das  $H\alpha$ -V/R-Verhalten mit zunehmendem Abstand zum Periastron und abnehmendem Abstand zum Apastron im Januar 2015 darstellt.

Vielen Dank für Ihre Aufmerksamkeit.