



Ernst Pollmann,
**Beobachtung der $H\alpha$ -Emissionslinie im System
VV Cep bei der Bedeckung 1997-99**

Artikel erschienen im
Journal für Astronomie Nr. 4,
Vereinszeitschrift der [Vereinigung der Sternfreunde e.V. \(VdS\)](#).

Bereitgestellt durch die [VdS-Fachgruppe Spektroskopie](#).

Referenz:
Ernst Pollmann, VdS-Journal Nr. 4 (2000) 81ff

Beobachtung der H α -Emissionslinie im System VV Cep bei der Bedeckung 1997-99



von Ernst Pollmann

Aus Sicht des Veränderlichen-Beobachters ist eines der interessantesten Bedeckungsereignisse der letzten Jahre zu Ende gegangen. Es handelt sich um die Bedeckung des langperiodischen Doppelsternsystems VV Cep. Ein Ereignis mit einer periodischen Wiederkehr von etwa 20 Jahren. Bestenfalls drei bis viermal im Leben haben hier Astronomen die seltene Gelegenheit, einen im wahrhaften Sinne des Wortes gigantischen Vorgang eines himmelsmechanischen Prozesses zu beobachten.

Die Bedeckungsereignisse von VV Cep der vergangenen Jahrzehnte, beginnend mit der ersten spektroskopischen Beobachtung 1935-36 durch V. Goedicke, waren aus spektroskopischer Sicht ausschließlich der professionellen Forschung vorbehalten. Vor allem die Arbeiten von Kawabata, Saijo, Saito und Sato (University of Tokyo) in Publ. Astron. Soc. Japan 33, S.177-188 sowie von Möllenhoff und Schaifers (Landessternwarte Heidelberg) in Astron. Astrophys. 64, S.253-258 führten trotz unterschiedlicher Methodologie zu nahezu gleichen Ergebnissen, auf deren Grundlage die heute als gesichert anerkannten systemspezifischen Merkmale wie beispielsweise die Bahn- und Massenverhältnisse abgeleitet worden sind.

Das System VV Cep (Abb. 1) setzt sich zusammen aus einem roten Riesen und einem kleinen blauen Begleiter, wobei beide mit einer ungewöhnlich langen Periode von 20,34 Jahren einander umkreisen. Heute werden die Massen für

den roten Riesen und für den blauen Begleiter mit jeweils 20 Sonnenmassen angegeben, wobei der Riesenstern einen etwa 1900 mal größeren Durchmesser als unsere Sonne besitzt. Auf eine weitere Darlegung systemspezifischer Merkmale von VV Cep soll hier bewußt verzichtet werden. Die o.g. Arbeiten, sowie ein ausführlicher Beitrag von U. Bastian (Astr. Recheninstitut Heidelberg) in SuW 12/1996, S.919-924 seien dem interessierten Leser zur Vertiefung empfohlen.

Die klassische Form der Veränderlichenbeobachtung in der Amateurastronomie hat unbestritten in vielen Bereichen der astronomischen Forschung wertvolle Beiträge einbringen können. Hierzu zählen im Besonderen die visuelle, die fotografische wie auch die photoelektrische Helligkeitsmessungen der verschiedensten Veränderlichentypen. Amateure mit spektroskopischen Ambitionen sind dagegen erst seit einigen wenigen Jahren in der Lage, wissenschaftsrelevante Beiträge der professionellen astronomischen Forschung anzubieten.

Die immer leistungsfähiger werdenden CCD-Kameras haben hieran wohl den entscheidenden Anteil. Ihre hohen individuellen spektroskopischen Empfindlichkeitsfunktionen eröffnen dem Amateur durchaus Möglichkeiten, Ergebnisse zu erarbeiten, die seitens der Fachastronomie z. T. sogar angefordert

werden. D. h., daß auch auf spektroskopischem Gebiet, vor allem in der Veränderlichenforschung eine ähnliche Form der Mit- bzw. Zusammenarbeit möglich erscheint, wie es beispielsweise auf dem Sektor des Lichtwechselverhaltens seit Jahrzehnten üblich ist.

Wie aus den bisherigen Untersuchungen bekannt ist, liefert die H α -Emission im Gesamtspektrum von VV Cep wichtige Daten im Hinblick auf die Umlaufbewegung der B-Komponente und ihrer H α -emittierenden Akkretionsscheibe. Während der B-Stern mit dieser Scheibe langsam hinter der Primärkomponente verschwindet bzw. wiedererscheint, bieten sich gute Gelegenheiten zur genauen Untersuchung der Ein- und Austrittsphasen der Bedeckung.

Akkretionsscheiben spielen bei vielen astrophysikalischen Vorgängen eine wichtige Rolle. Beispielsweise in den Kernen aktiver Galaxien, bei der Entwicklung von Protosternen oder in kataklysmischen Veränderlichen. Die Spektren der Scheiben verraten den Astronomen, daß ihre Temperaturen von außen nach innen abnehmen, wobei die Balmerlinien in den äußeren Teilen der Scheibe als Emissionslinien sichtbar werden und Dopplerverschiebungen in den Linien über die Strömungsverhältnisse der Scheibe Auskunft geben.

Bereits 1935/36 fanden sich in Spektrogrammen der University of Michigan zahlreiche Absorptionslinien in dem gemeinsamen Spektrum des Sternsystems, die zu anderen Zeiten nicht vorhanden waren. Man erkannte sehr bald, daß diese Linien darauf zurückzuführen sind, wenn das Licht des blauen Begleiters durch die äußeren dünnen Schichten des Überriesen fällt, sie aber wegen ihrer Art und Stärke in einem wesentlich heißeren Gas entstehen, als es an der Oberfläche eines M2-

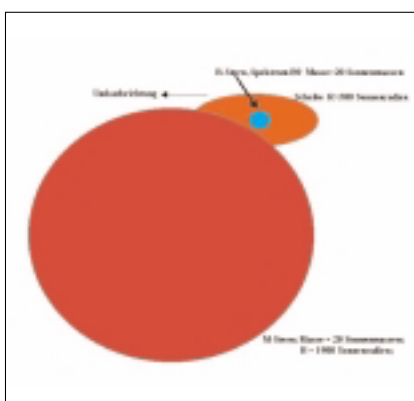


Abb. 1:
Modell des spektroskopischen
Doppelsternsystems VV Cep

Riesensterns existiert. Außerdem waren diese Linien in den Spektrogrammen vorhanden, als in einer Lichtkurve von einer Bedeckung noch überhaupt nichts zu erkennen war. VV Cep war der erste Überriese, dem man auf Grund dieser Beobachtungsbefunde eine heiße, dünne Schicht – eine Chromosphäre – über der eigentlichen Sternoberfläche zuschreiben konnte. Eine Entdeckung übrigens, wie es sie danach auch bei dem langperiodischen Bedeckungssystem z Aur gelungen ist.

Vom Unterzeichner ist zur Beobachtung des Bedeckungsvorganges 1997-99 ein Spiegel-Prismen-Spektrograph vom Typ Maksutov mit 100 mm Öffnung und 1000 mm Brennweite mit einem Flintglasprisma von 30° brechendem Winkel verwendet worden. Dieser Spektrograph liefert in Kombination mit der CCD-Kamera 14SC von OES (Dr. Fleischmann) bei H α eine Dispersion von 5,5 Å/Pixel und bildet dabei insgesamt den Spektralbereich von 5300-8700 Å ab (Abb. 2). Seit Juli 1996 konnten mit diesem Instrument auf der Arbeitssternwarte der Vereinigung der Sternfreunde Köln in der Nähe von Leverkusen über 120 Spektren aufgenommen werden. Bei einer visuellen scheinbaren Helligkeit von etwa 4,9 mag, betrug die Belichtungszeiten im Mittel etwa 4 Minuten mit einem Sättigungsgrad von 70-80% des Gesamtdynamikbereiches des CCD-Chips, wobei auf Grund seiner geringen lichtempfindlichen Fläche von nur 6,4 x 4,8 mm, jeweils nur ein kleiner spektraler Abschnitt des Gesamtspektrums

erfaßt wird.

Zwischen der Aufnahme eines Rohspektrums und dem Erhalt der Äquivalentbreite, in der im Intensitätsscan (Abb. 3) Linienstärken üblicherweise angegeben werden, liegen umfangreiche und zeitintensive Reduktionsverfahren mit dem Ziel der Kontinuumnormierung und Wellenlängenskalierung der Dispersionsachse. Die starken tellurischen Absorptionsbanden des Wasserdampf und des Sauerstoff sind hier willkommene Hilfsbanden zur Bestimmung der spektralen Dispersion in den Einzelaufnahmen. Die Intensitätsachse ist angegeben als Verhältnis des Strahlungsflusses Linie/Kontinuum (normiert). Die Integrationsweite zur Bestimmung der Äquivalentbreite W , in der Linienstärken üblicherweise angegeben werden, betrug 6 nm bezogen auf die Linienmitte (H α = 656,3nm). Die Berechnung der Äquivalentbreite wurde standardmäßig durchgeführt nach

$$W\lambda = \int_{\text{Linie}} (1-I(\lambda)/I_c(\lambda)) \times d\lambda$$

mit $I_c(\lambda)$ der Kontinuumintensität bei der Wellenlänge λ und $I(\lambda)$ der Intensität im Spektrum bzw. in der Linie bei der gleichen Wellenlänge λ . Das heißt also, daß bei der Linienintegration die Intensität immer auf die lokale Kontinuumintensität bezogen wird. Im allgemeinen ist die Kontinuumintensität nicht konstant, sondern vielmehr eine Funktion der Wellenlänge und muß daher vorher (interaktiv) bestimmt werden. Eine lineare Funktion ist für kleinere Wellenlängenabschnitte meist ausreichend. Für eine Kontinuumanpassung

des ganzen Spektrums sind jedoch Polynom- oder Splinefunktionen vorzuziehen.

In Abb. 4 ist die H α -Emission (der Indikator für die Existenz der Akkretionsscheibe) in ihrem Zeitverhalten dargestellt. Danach hat die Scheibenbedeckung durch den M2-Überriesen Anfang März 1997 bei etwa JD 2450510 begonnen. Die sich anschließende Phase der Totalbedeckung von JD 2450639 bis 2451013 übertraf mit 374 Tagen Dauer die von Saito 1976-78 beobachtete Totalitätsphase von 320 Tagen um 54 Tage.

Neben den Daten der Gesamtbdeckung sowie der Totalitätsphase verdient das H α -Emissionsverhalten außerhalb der Bedeckung eine ebensolche Beachtung. Auffällig ist, daß in diesen Zeitabschnitten die Emissionstärke offensichtlich beachtlichen Schwankungen unterlegen ist.

Der Grund dafür ist vermutlich, daß der Materieabfluß vom M-Überriesen zum B-Stern keineswegs ein konstanter, gleichmäßiger Prozeß ist. Ebenso sind Dichte- und Temperaturschwankungen in der Scheibe selbst nicht auszuschließen. Außerdem ist daran zu denken, daß bei dem Überriesen eine halbregelmäßige Pulsationsperiode von 118 Tagen gefunden wurde, deren Auswirkung auf den Massenstrom zum B-Stern auch noch nicht völlig geklärt ist. Aus diesem Grunde ist es wichtig, die Stabilität des Spektrographen in Betracht zu ziehen.

Da die H α -Emission in diesem Sternsystem als Indikator für die Existenz der Akkretionscheibe des B-Sterns anzusehen ist, liegt der Verdacht nahe, daß nur Prozesse in den Scheibenbereichen des Systems dafür die Ursache sein können.

Die Entstehung der HII-Scheibe um den B-Stern wird durch Massenüberfluß vom M2-Begleitstern auf den B-Stern erklärt. Ist dieser Massenüberfluß variabel, kann es zu erheblichen Störungen in der Scheibe kommen. V/R-Messungen von Kawabata u.a. während der Bedeckung 1976-78 führten zu der Überlegung, daß die Dichteverteilung in der Scheibe nicht als gleichförmig angesehen werden kann. Auf Grund ihrer Gegenuhrzeigerdrehung führen erhöhte Dichten auf der linken Scheibenseite zu mehr Strahlungsfluß als auf der rechten Seite. Bei genauer Betrachtung des Zeitverhaltens

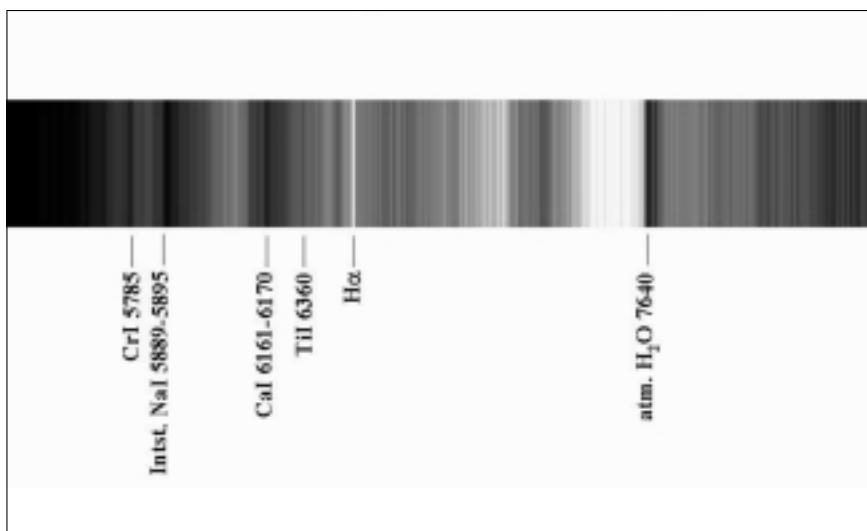


Abb. 2:
CCD-Rohspektrum von VV Cep

