H-Beobachtungen am Doppelsternsystem VV Cephei : interessante Giganten

Autor(en): **Pollmann, Ernst**

Objekttyp: **Article**

Zeitschrift: **Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft**

Band (Jahr): **69 (2011)**

Heft 366

PDF erstellt am: **29.04.2024**

Persistenter Link: https://doi.org/10.5169/seals-897236

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Inhalten der Zeitschriften. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern.
Die auf der Plattform e-periodica veröffentlichten Dokumente stehen für nicht-kommerzielle Zwecke in Lehre und Forschung sowie für die private Nutzung frei zur Verfügung. Einzelne Dateien oder Ausdrucke aus diesem Angebot können zusammen mit diesen Nutzungsbedingungen und den korrekten Herkunftsbezeichnungen weitergegeben werden.
Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Die systematische Speicherung von Teilen des elektronischen Angebots auf anderen Servern bedarf ebenfalls des schriftlichen Einverständnisses der Rechteinhaber.

Haftungsausschluss

Alle Angaben erfolgen ohne Gewähr für Vollständigkeit oder Richtigkeit. Es wird keine Haftung übernommen für Schäden durch die Verwendung von Informationen aus diesem Online-Angebot oder durch das Fehlen von Informationen. Dies gilt auch für Inhalte Dritter, die über dieses Angebot zugänglich sind.

Ein Dienst der *ETH-Bibliothek*
ETH Zürich, Rämistrasse 101, 8092 Zürich, Schweiz, www.library.ethz.ch

http://www.e-periodica.ch

Hα-Beobachtungen am Doppelsternsystem VV Cephei

Interessante Giganten

Von Ernst Pollmann

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 μ Cephei und der aussergewöhnliche veränderliche Doppelstern VV Cephei (Abb. 1). Bei beiden Sternen handelt es sich um sog. Überriesen mit visuellen Helligkeiten von 4,0 mag (μ Cep) bzw. 4,9 mag (VVCep). Wäre das Licht der Sterne nicht durch den Verdunkelungseffekt der Staubwolke abgeschwächt, würde μ Cep mit einer visuellen Helligkeit von 1.97 mag und VV Cep mit 2.91 mag leuchten.

Der gegenwärtig geschätzte Radius von μ 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 Iab) 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 mit seinem 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 (Abb. 2) und einer Bahnneigung von etwa 76-77° 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

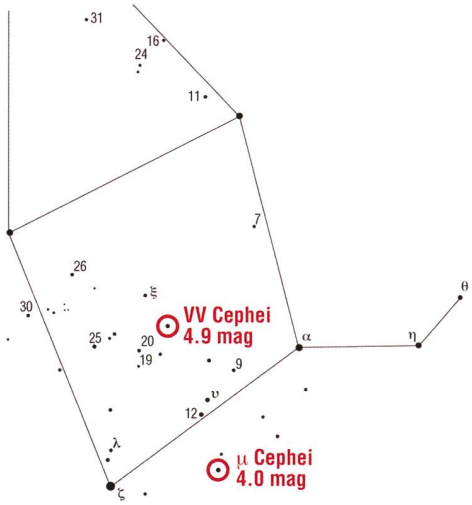

Abbildung 1: Die Lage der Sterne VV und μ Cephei im Sternbild Cepheus. (Grafik: Thomas Baer)

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 $4 \cdot 10^{-4}$

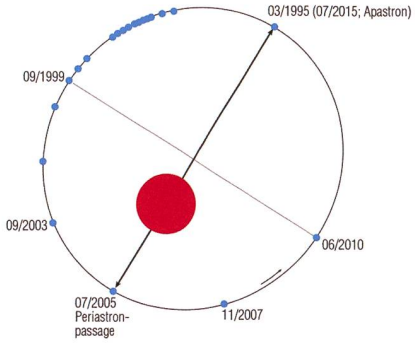

Abbildung 2: Orbit im System VV Cep.

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 vergangenen 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 $4 \cdot 10^{-4}$ Sonnemassen/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. 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 ganz normalen Be-Sterns. 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 zuge-

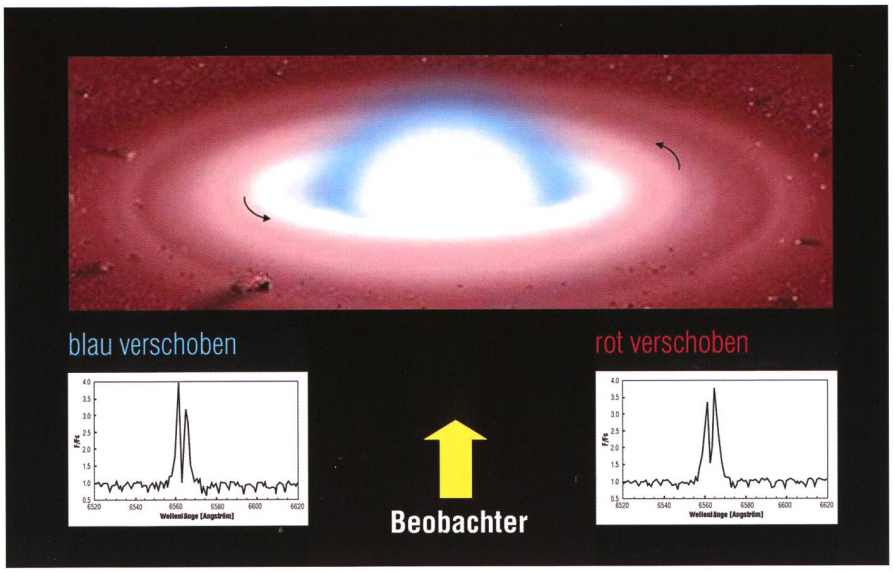

Abbildung 3: Die rotierende Wasserstoffgasscheibe und der heisse Be-Stern mit 8 Sonnenmassen im System VV Cep. (künstlerische Darstellung)

wiesen 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 (siehe Abb.3).
Die Langzeitmonitorings der Intensitätsvariationen beider Komponenten (das sog. V/R-Verhältnis) liefert wichtige Informationen über:

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

Die Quelle der zentralen Absorptionseinsenkung im Profil der Hα-Emissionslinie (siehe Abb. 4) 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 Hα-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 Bahnneigung von ca. 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. V/R-Messungen durch Kawabata (1981) während der Bedeckung 1976-1978 konnten zeigen, dass die Massen- und Dichteverteilung in der Scheibe nicht homogen ist und dass der stärker ausgeprägte violette Emissionspeak (V) durch eine grössere Dichte bzw. Masse in der linken Scheibenseite in ihrer Bewegungsrichtung entgegen dem Uhrzeigersinn gebildet wird.

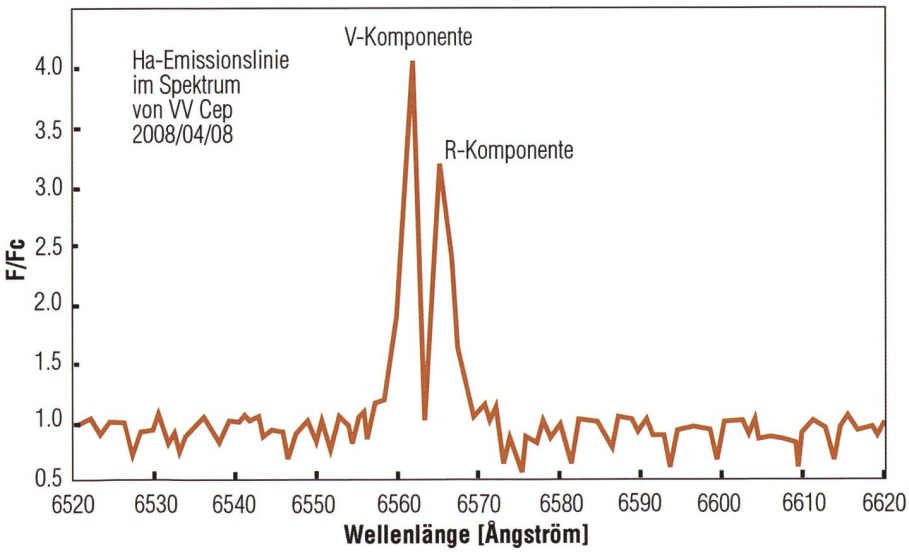

Abbildung 4: Das Doppelpeakprofil der Hα-Emissionslinie in VV Cep.

Seit Juli 1996, also seit mehr als 15 Jahren wird von mir das Monitoring von VV Cep mit Spalt-Gitter-Spektrographen am SC-Teleskop C14 in der Sternwarte der Vereinigung der Sternfreunde Köln durchgeführt. Der bisherige Beobachtungszeitraum umfasste somit auch das Ereignis der Bedeckung des Be-Sternes und seiner Scheibe von 1997 bis 1999. Wie bereits erwähnt ist die Hα-Emissionslinie der einzige Indikator für das Vorhandensein der Scheibe. Abb. 5 zeigt das Monitoring der Äquivalentbreite der Hα-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 Abb. 5 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

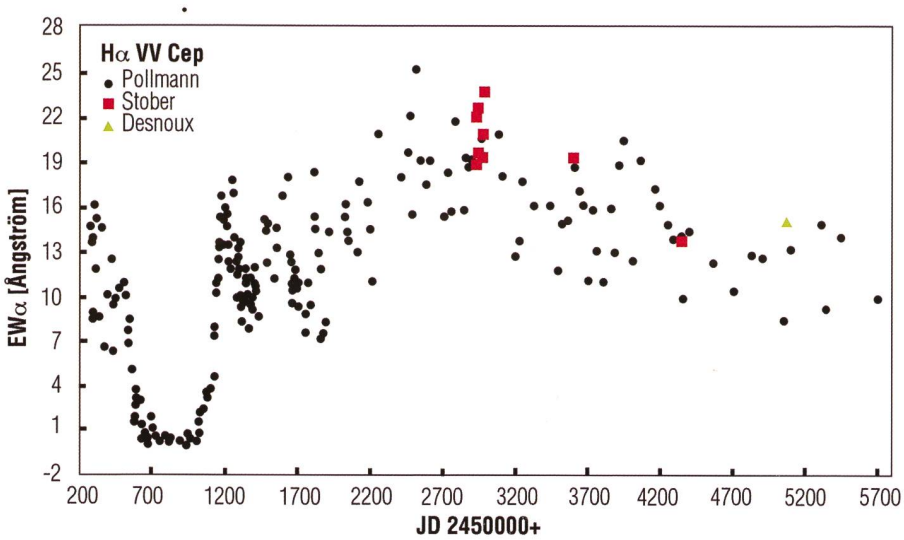

Abbildung 5: Das EW-Langzeitmonitoring an VV Cep. (Grafik: nach E. Pollmann)

Pulsationsperiode von 116 Tagen (Saito et al. 1980) die Rate dieses Massentransfers noch zusätzlich beeinflussen wird. Da die Be-Sternscheibe die offensichtliche Quelle der Hα-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.

Doch konnte mit dem vorhandenen Datenmaterial 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 Abb. 6 zeigt, steigt ausserhalb der Bedeckung die EW mit einer gewissen Streuung von bis zu 10 Å 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 Zeitfenster für die Periastronpassage. Dieser Kurvenverlauf bestätigt im Wesentlichen, dass die EW der Hα-Emission als Indikator für die Be-Sternscheibe und ihrer Masse bzw. Dichte mit zunehmender Annäherung an das Periastron durch den Massenübertrag vom M-Stern im Sinne einer zusätzlichen Scheibenfütterung mit bestimmt wird.

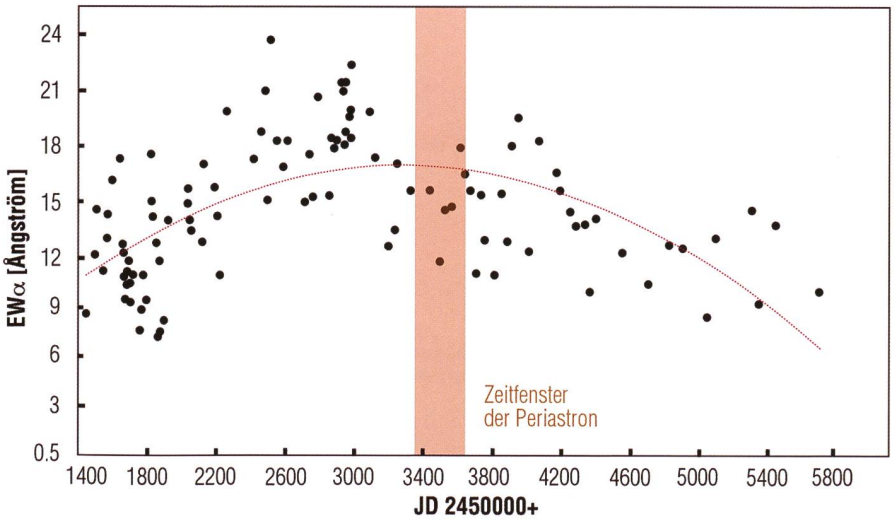

Abbildung 6: Die obige Grafik veranschaulicht das EW-Maximum zur Zeit der Periastronpassage. (Grafik: nach E. Pollmann)

Spektroskopische Langzeitbeoachtungen 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 Hα-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 konnten ab November 2000 eigene Messungen zusammen mit denen anderer Beobachter bei verbesserter Beobachtungsdichte denen von Wright hinzugefügt werden, wobei deutlich wurde, in welch drastischer Weise sich das V/R-Verhältnis verändert (Bild 7). Diese V/R-Phasenabhängigkeit gibt Anlass darüber nachzudenken, welches die Ursachen dafür sein könnten. Dass der Überriese an dieser Hα-V/R-Variation nicht beteiligt sein kann, geht allein schon aus seinem Spektraltyp hervor. Und so kann außerdem wegen der geringen Helligkeit und der deshalb nicht detektierbaren spektralen Signatur des Begleiters vermutet werden, dass Dichtevariationen in der Gasscheibe die eigentlichen Ursachen sind.

Die in allen Phasen des 7450 Tage dauernden Orbits stets deutlich getrennten Emissionskomponenten der rotierenden Gasscheibe (vergl. Abb. 4) weisen in ihren Peakmaxima orbitale Rotationsgeschwindigkeiten von ca. ± 100 km/s aus, was zusammen mit den ständigen V/R-Änderungen in Abb. 7 besagt, dass eine Variation der Scheibendichte vorhanden sein muss. Durch Entfernen des Langzeittrends mittels Polynom 3. Grades in Abb. 8 (ist dies die 7450 Tage-Orbitalperiode?) führt eine anschliessende Periodenanalyse der Residuen zu Perioden von 390d, 500d und 1100d (Abb. 9), wovon letztere die ausgeprägtere ist.
Hieraus leite ich die Notwendigkeit ab, dass im künftigen Monitoring von VV Cep schwerpunktmässig die

Analyse des V/R-Verhaltens bei deutlich höherer Beobachtungshäufigkeit als bisher im Vordergrund stehen muss, um so zu gesicherten Informationen über eine Periodizität der beiden Scheibendichtezonen zu gelangen.

Diese angestrebte höhere Beobachtungsdichte ist naturgemäss sehr viel leichter in einer grösseren Beobachtungsgemeinschaft zu realisieren, weshalb ich an dieser Stelle interessierte Spektroskopiker im Sinne einer Projektbeteiligung zur Mitarbeit einladen möchte.

Ernst Pollmann
Emil-Nolde-Strasse 12
D-51375 Leverkusen

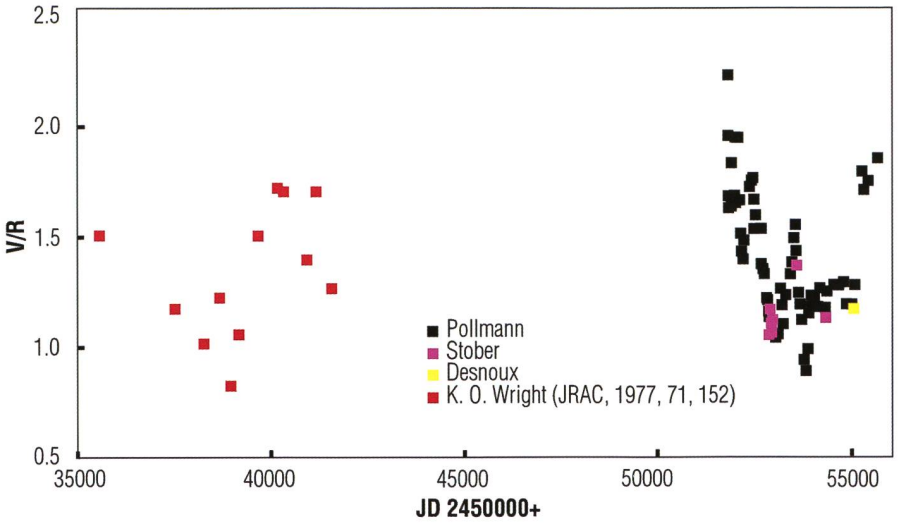

Abbildung 7: Die Hα-V/R-Variation seit 1977/78 bis heute. Die farbigen Quadrätchen zeigen die Messungen der einzelnen Beobachter. (Grafik: nach E. Pollmann)

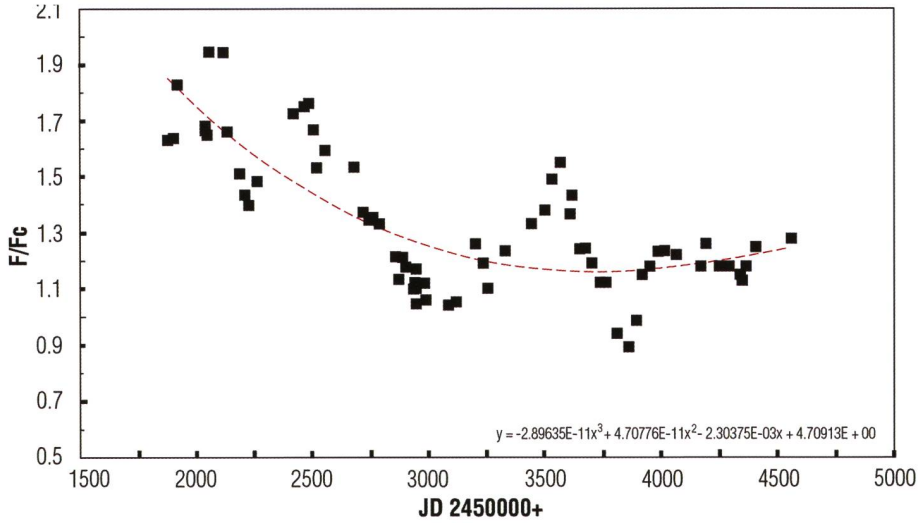

Abbildung 8: Bestimmung des Langzeittrends durch Polynom 3. Grades von JD 2451877 bis 2454564. (Grafik: nach E. Pollmann)

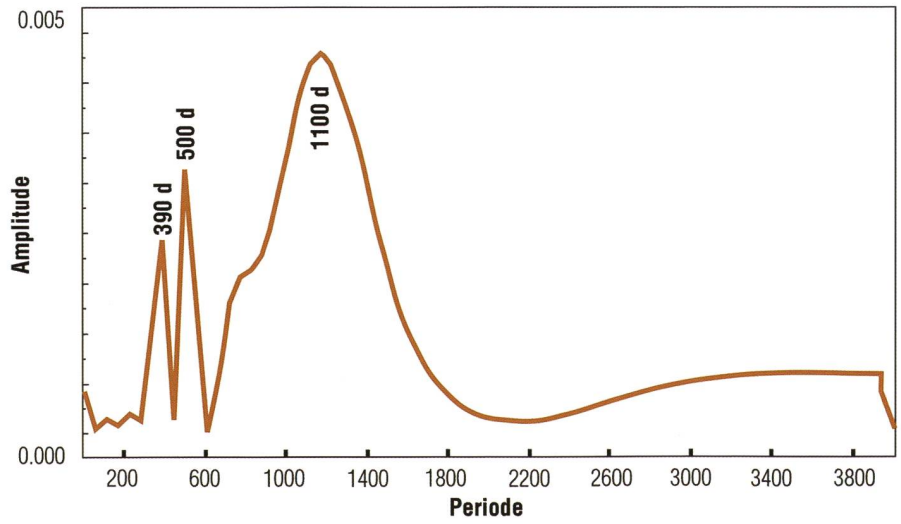

Abbildung 9: Periodenanalyse der Residuen nach Abzug des Langzeittrends in Abbildung 8. (Grafik: nach E. Pollmann)

Literatur

- Kawabata, S., Saijo, K., Sato, H., Saito, H., 1981, PASP, 33, 177
- Peery, B. F., 1965 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
- Wright, K. O., J. B. Hutchings, 1971, Mon. Not. R. astr. Soc., 155, 203-214

www.foto-zumstein.ch | Casinoplatz 8 | Bern
Zumstein FOTO VIDEO