

**Zeitschrift:** Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft  
**Herausgeber:** Schweizerische Astronomische Gesellschaft  
**Band:** 68 (2010)  
**Heft:** 361

**Artikel:** H-Beobachtungen an einem Sternsystem : Doppelstern Tauri  
**Autor:** Pollmann, Ernst  
**DOI:** <https://doi.org/10.5169/seals-898018>

### **Nutzungsbedingungen**

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. [Siehe Rechtliche Hinweise.](#)

### **Conditions d'utilisation**

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. [Voir Informations légales.](#)

### **Terms of use**

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. [See Legal notice.](#)

**Download PDF:** 02.02.2025

**ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, <https://www.e-periodica.ch>**

## H $\alpha$ -Beobachtungen an einem Sternsystem

# Doppelstern $\zeta$ Tauri

■ Von Ernst Pollmann

*Be-Sterne sind u.a. als veränderliche Sterne bekannt, die praktisch auf allen Zeitskalen - im Minutenbereich bis hin zu Dutzenden von Jahren - beobachtbare Veränderungen zeigen. Zur Studie ihrer Veränderungen im letzten genannten Zeitbereich sind Langzeitdatensammlungen erforderlich, die idealerweise so homogen wie irgend möglich die zu betrachtende Zeitspanne abdecken.*

Die professionelle Astronomie ist jedoch im mittleren bis langzeitigen Bereich oft in ihren Studien an Be-Sternen daran gehindert, Beobachtungen auf diesen Zeitskalen mit der notwendigen Beobachtungsdichte durchzuführen. Die Gründe dafür sind die Beobachtungspraktiken, die normalerweise im Betrieb professioneller Observatorien anzutreffen und die typischerweise nicht geeignet sind, Beobachtungen heller Objekte mit Ausführungszeiten von nur wenigen Minuten und darüber hinaus wochenlang während einer Sichtbarkeitsperiode durchzuführen. Darüber hinaus ist die Fertigstellung einer solchen Langzeitdatenbank auch wegen des zu finanzierenden Zeitaufwandes problematisch, wobei ausserdem erschwerend hinzu kommt, dass eine signifikante Anzahl von anzufertigenden Publikationen innerhalb der ersten Jahre nicht zu erwarten sind. Andererseits kann die Interpretation zeitbegrenzter Beobachtungen mit professionellen Ressourcen, wie etwa der Interferometrie, der Polarimetrie oder der hoch aufgelösten Spektroskopie in nahezu allen Fällen aus der Kenntnis des Scheibenstatus von Be-Sternen im Verlauf einer langzeitigen Entwicklung aus Amateurbeobachtungen profitieren. Das Problem der professionellen Astronomie in der Langzeitdatenbeschaffung eröffnet somit dem engagierten Amateur ein viel versprechendes Betätigungsfeld. Amateurspektrographen mit relativ kleinen Teleskopen von 20 bis 40 cm Öffnung und ausgestattet mit CCD-Detektoren erreichen inzwischen Auflösungsvermögen ( $R = \lambda$

$\Delta\lambda$ ) deutlich über 10000, wobei sie zudem zur Untersuchung der hellsten Be-Sterne auch noch ausreichend empfindlich sind. In dieser Arbeit wird ein Datenbankgehalt aus mehr als fünf Jahren Beobach-

tung am Be-Stern  $\zeta$  Tau beschrieben.

### Beobachtungen

$\zeta$  Tau ist ein inzwischen gut bekanntes und häufig beobachtetes Objekt wobei Beobachtungen der H $\alpha$ -Emissionslinie zurückreichen über viele Jahrzehnte. Diese Arbeit verbessert diese professionellen Zeitserien mit Ergebnissen aus H $\alpha$ -Beobachtungen zwischen Anfang 2000 und Ende 2006, d.h. eines Zeitabschnittes von sechs kompletten Beobachtungsperioden. Sämtliche Beobachtungen sind mit einem Selbstbauspektrographen an der 20 cm Lichtenknecker-Flat-Field-Kamera in der Sternwarte Scheuren der VdS-Köln durchgeführt worden. Von November 2000 bis April 2003 ist dabei ein spaltloser Prismenspektrograph mit einer Dispersion von 43 Å/mm mit einem  $R \approx 8000$ , und von September 2003 bis April 2006 ein spalt-

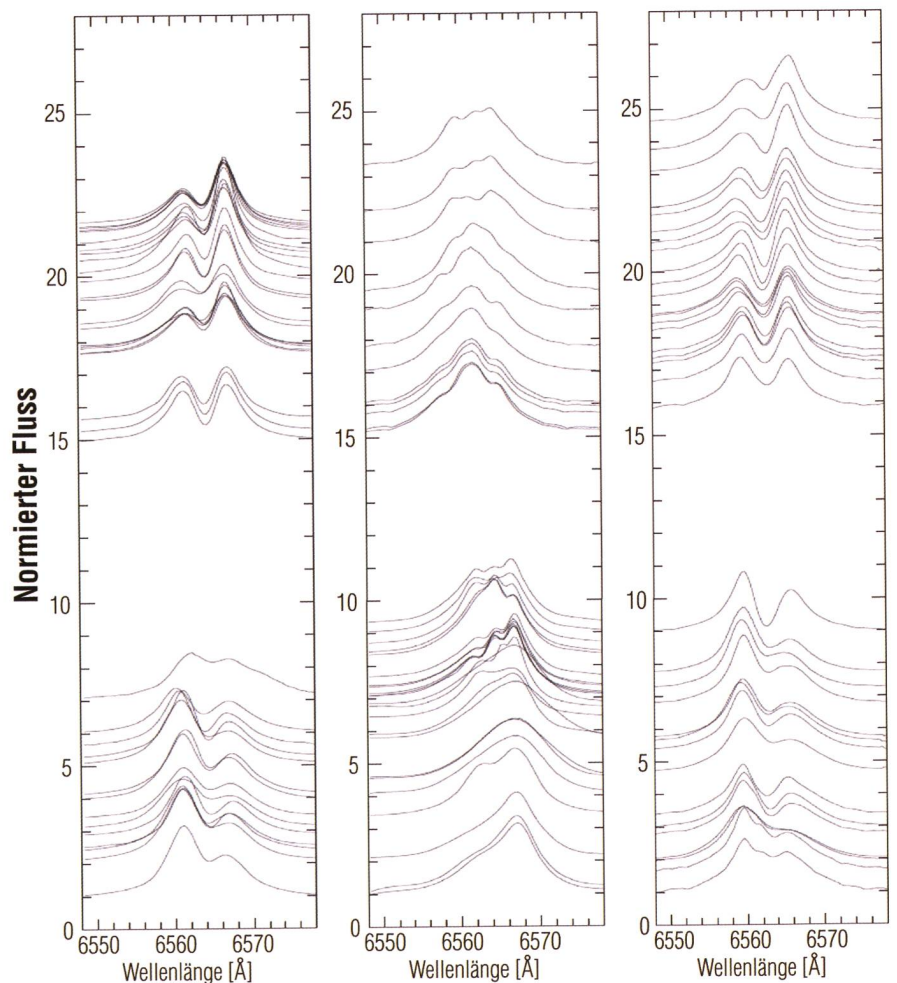


Abb. 1: Alle gemessenen H $\alpha$ -Profile von Ende 2000 bis Anfang 2006. Der vertikale offset ist proportional der Beobachtungszeit, dabei entspricht eine Kontinuumseinheit 25 Tage. Die untersten Spektren datieren von Nov. 1, 2000 (links), Sep. 9, 2002 (mitte) und Aug. 23, 2004 (rechts).

loser Gitterspektrograph mit einer Dispersion von 27 Å/mm und einem  $R \approx 14000$  verwendet worden. Die Spektren wurden durch manuelle Festlegung geeigneter Kontinuums- punkte im Spektralbereich von 6500 bis 6700Å unter Anwendung einer Splinefunktion durch diese Punkte normiert. Die Wellenlängenkalibration wurde durch Verwendung der tellurischer Absorptionslinien im H $\alpha$ -Bereich abgeleitet, wobei die Genauigkeit etwa 0.1Å betrug, verglichen mit UVES-Wellenlängen- messungen, die von Dr. R. HANUSCHIK (ESO) privat mitgeteilt worden sind. Die hier diskutierten Spektren werden elektronisch bei IBVS (International Bulletin On Variables Stars Nr. 5813) in Form von ASCII- Tabellen veröffentlicht.

## Äquivalenbreiten

In den normierten und kalibrierten Spektren ist die H $\alpha$ -Äquivalent- breite (Mass für die Linienintensität) durch Integration des Spektralbereichs von 6520-6600 Å gemessen worden. Ein Vergleich der hier präsentierten Daten mit denen, die quasi-simultan durch RIVINIUS et al. (2006) aufgenommen worden sind, bestätigen die wissenschaftliche Verwertbarkeit, sowohl hinsichtlich der H $\alpha$ -Linienprofilform wie auch Äquivalentbreite (siehe Abb. 2 und 3).

Theoretisch sollte die gemessene Äquivalentbreite von der Dispersion des verwendeten Spektrographen unabhängig sein. In der Praxis ist dies typischerweise jedoch nicht der Fall. Die Spektren mit der geringeren Dispersion von 43 Å/mm weichen systematisch ab von denen mit der höheren Dispersion. In den vorliegenden Spektren kann dies am Vergleich mit den quasi-simultanen professionellen Messungen erkannt werden. In dieser Arbeit ist nicht versucht worden, diesen Effekt der Abweichung zwischen den Daten zu korrigieren, sondern es erschien wesentlicher darauf hinzuweisen, dass die Daten nicht überinterpretiert worden sind.

Im Allgemeinen ist die Genauigkeit mit Amateurinstrumenten gemessener Äquivalentbreiten kaum besser als etwa 5%. Zur Überprüfung der hier erhaltenen Genauigkeit, sowohl der Äquivalentbreite wie auch des Peakhöhenverhältnisses (=Verhältnis violette Komponente/rote Komponente = V/R-Verhältnis) der

H $\alpha$ -Emission, sind Reihenmessungen an Standardsternen in drei kompletten Nächten mit jeweils 8 Stunden Beobachtungszeit durchgeführt worden. Sowohl für die Äquivalentbreite wie auch für das Peakhöhenverhältnis lag die Standardabweichung (RMS-Fehler) unter 3%.

Abb. 2 zeigt die Messungen in dieser Arbeit kombiniert mit Werten aus verschiedenen Veröffentlichungen für den Gesamtzeitraum 1975 bis 2006 und zeigt die bisher längste Zeitskala für  $\zeta$  Tau überhaupt, während Abb. 3 eine Vergrößerung des in diese Studie eingegangenen zentralen Datenbereiches zeigt. Die Äquivalentbreite (EW) zeigt darin eine langsame aber stetige Abnahme, ähnlich dem Verhalten, wie es vor 1990 beobachtet wurde.

## Peak-Höhenverhältnis

Das H $\alpha$ -Linienprofil zeigt normalerweise die beiden Emissionen getrennt durch einen zentralen Absorptionskern. In  $\zeta$  Tau variieren beide Peakstärken nicht gleichzeitig, so dass das Verhältnis der Höhe der violetten zur roten Komponente, das sog. V/R-Verhältnis, sich zyklisch verändert von V>R zu V<R und zurück. Gelegentlich kann jedoch die zentrale Absorption schwächer werden oder gar verschwinden so dass die Emissionspeaks eine ziemlich komplizierte Struktur annehmen und in Subpeaks aufgespalten sein können, oder auch als dreifach-Peakstruktur in Erscheinung treten.

Die Gründe für die Entstehung dieser Profilstrukturen sind bis heute unklar. Ge-

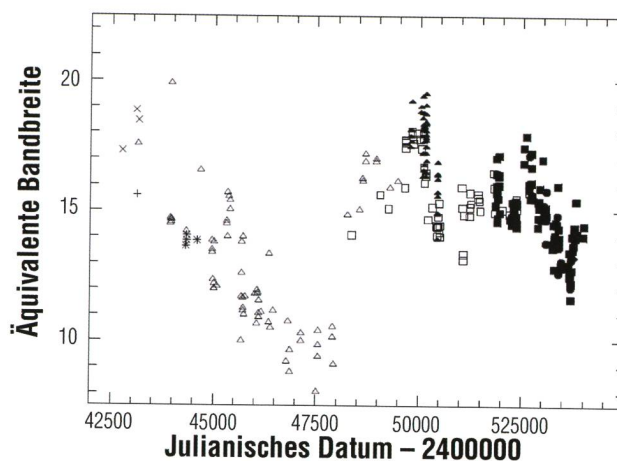


Abb. 2: Die H $\alpha$ -Äquivalentbreite von  $\zeta$  Tau seit 1975. Die Daten aus der Literatur sind geplottet als offene Symbole: Heros-Gruppe (Rivinius et al., 2006, Quadrate), Guo et al., 1995 (Dreiecke), Fontaine et al., 1982 (Plus), Slettebak & Reynolds, 1978 (Kreuze), Andriolat & Fehrenbach, 1982 (asterisks); die Daten verschiedener Amateurbeobachter sind die gefüllten Symbole: Pollmann, Prismenspektren (Dreiecke), Pollmann, Gitterspektren (Quadrate), Stober (Kreise) und Schanne (Diamant)

nerell treten sie in Erscheinung bei den Umwandlungsphasen von V<R nach V>R, nicht jedoch umgekehrt. Im vorliegenden Beobachtungsbericht sind die triple-peak-Strukturen zu sehen von Dezember 2003 bis September 2004. Die zeitliche Entwicklung des H $\alpha$ -Profils zwischen 2000 und 2006 zeigt Abb. 1.

Die V/R-Verhältnisse wurden in den Spektren gemessen, in denen beide Peaks vertreten waren. Mit Hilfe eines von KAUFER et al. (1996) entwickelten Zeitserienprogrammes, sind sie einer formalen Periodenanalyse (mit einer vorgegebenen Messunsicherheit von  $1\sigma$ ) unterzogen worden. Die erste Iteration

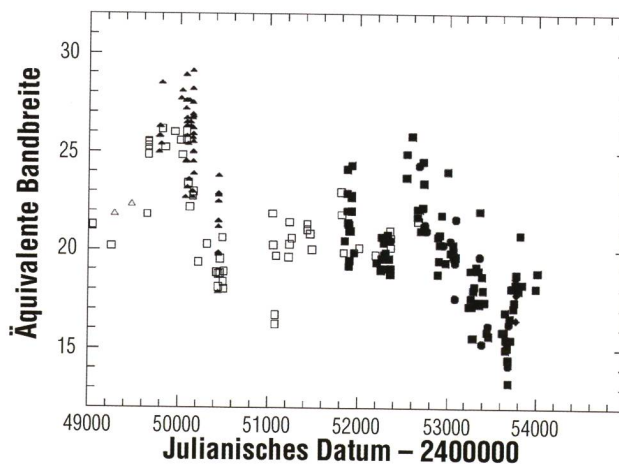


Abb. 3: Vergrößerung von Abb. 2 zur Verdeutlichung im Detail, aber auch zum Vergleich der Daten von Amateuren mit professionellen Messungen.

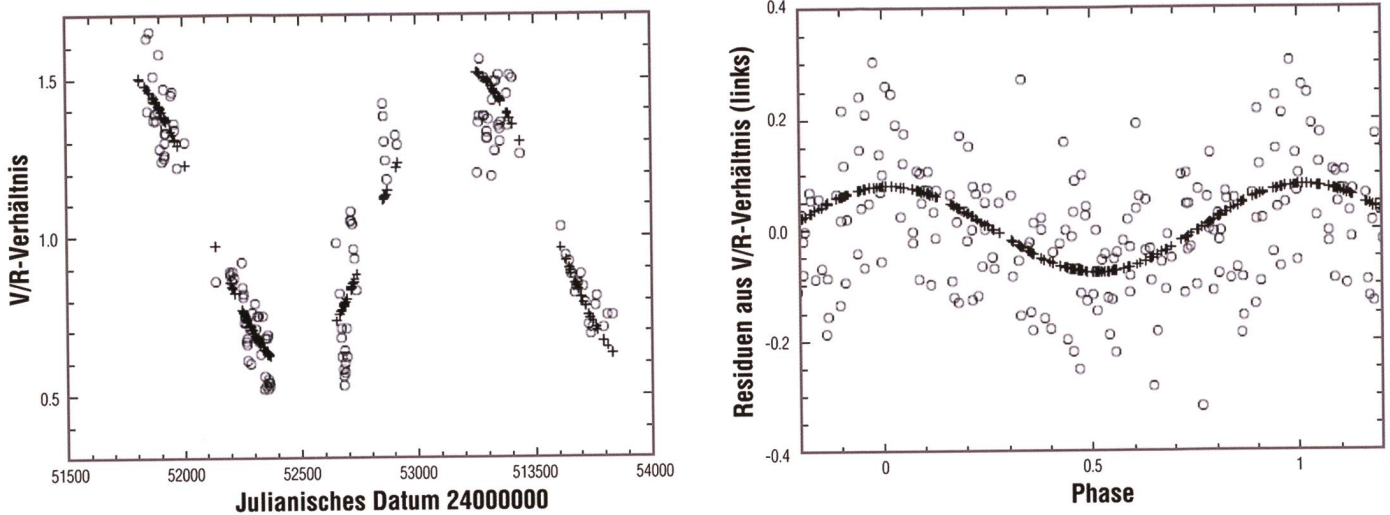


Abb. 4: Das  $H\alpha$ -V/R-Verhältnis. Links: die gemessenen Werte vs. Julianischem Datum (offene Symbole) mit der Sinuswelle mit  $P = 1471$  d (Pluszeichen). Rechts: die Residuen aus dem linken Plot, gefaltet mit  $P = 69.3$  d und entsprechendem Sinusfit. Gezeigt sind hier 1.4 Zyklen zur Verdeutlichung, d.h. 40% der Messpunkte sind redundant.

fürte zu einer V/R-Zykluszeit von  $1471 \pm 15$  d, d.h. zu etwa 4 Jahren (Abb.4, links). Während diese Periode kürzer ist als die 5-7-Jahre-Periode von OKAZAKI (1997), die er aus Beobachtungen zwischen 1960 und 1993 abgeleitet hat, steht sie in guter Übereinstimmung mit der Zykluszeit 4,25 Jahren von RIVINIUS et al. (2006) aus Beobachtungen zwischen 1991 bis 2003. Der Hauptzweck dieser ersten Analyse der Zeitspanne von etwas mehr als einem Zyklus war die Aufbereitung der Daten für eine anschließende Kurzzeitvariationsanalyse.

Nach Abzug der langperiodischen Daten (1471 d-Sinuswelle) des ersten Schrittes führte eine zweite Iteration zu den verbleibenden Residuen mit einer Zyklusperiode  $69,3 \pm 0,2$  d (Abb. 4, rechts). Dieser Zyklus ist im zentralen Teil des gesamten Datensatzes deutlich präsent, wenngleich nicht mit konstanter Amplitude, wobei doch die Varianz, gezeigt im rechten Bild von Abb.4 bei einer Zykluslänge von 1.4, deutlich über der Messunsicherheit liegt.

Tatsächlich ist der 69.3 d Zyklus in den individuellen Beobachtungsphasen vor JD= 2452100 nicht zu sehen, kaum sichtbar bis 53000, wurde dann aber sehr deutlich umschliesslich nach JD=2453500 wieder schwächer zu werden. Die Ephemeriden der Residuen des V/R-Maximums sind:

$$2452996 + 69.3 \times E$$

Die Zykluszeit von 69,3 d ist etwa die Hälfte der orbitalen Periode des

Systems von 132.97 d (HARMANEC, 1984). Ein exaktes 1:2 Verhältnis davon liegt jedoch deutlich außerhalb einer  $3\sigma$  Unsicherheit. In einer Art Gegencheck zeigten die mit der orbitalen Periode sortierten Daten eher die Eigenschaften eines Streudiagrammes als eine sinnvolle Phasenkurve.

Die Phasengebundenheit des V/R-Verhältnisses ist bei einer Reihe von Doppelsternsystemen beobachtet worden. Während HARMANEC et al. (2002) dies auf die Eigenschaften des Roche- Volumens z.B. im Fall von 59 Cyg zurückführt, fanden dagegen STEFL et al. (2007, auch priv. Mitteilung v. OKAZAKI) in hydrodynamischen Simulationen, dass eine echte Phasengebundenheit im Fall einer Dichtewelle nicht vorliegt, wie im Fall von V/R- Variationen bisher stets angenommen wurde.

Bei 59 Cyg sind sie eher zurückzuführen auf radiative Effekte (MAINTZ et al., 2005), was bei  $\zeta$  Tau jedoch nicht wahrscheinlich ist. Stattdessen weisen die Simulationen auf exakte Gezeitengebundenheit hin, die im Fall exzentrischer Doppelsternsysteme gezeiteninduzierte Störungen mit einer Periode entwickeln können, die etwas länger ist als die orbitale Periode. Wir möchten anmerken, dass mindestens die Doppelwellenperiode sich für diese Aussage qualifizieren könnte.

Dieser kleine Unterschied könnte auch eine Erklärung für die starke Amplitudenvariabilität sein: unter der Annahme, dass die orbitale Periode eine Dichtestörung verursacht, würde die V/R-Variationszykluslänge sich wie beobachtet ent-

wickeln zu einer Langzeitperiode mit einem Anregungsmechanismus von etwa 9 Jahren.

## Ernst Pollmann

Emil-Nolde-Strasse 12  
D-51375 Leverkusen

## Literatur

- ANDRILLAT Y., FEHRENBACH C., 1982, A&S, 48, 93
- DOAZAN V.FONTAINE G., VILLENEUVE B., LANDSTREET J. D., TAYLOR R. H., 1982, ApJS, 49, 259
- KAUFER, A., STAHL, O., WOLF, B., et al., 1996, A&A 305, 887
- GUO, Y., HUANG, L., HAO, J., CAO, H., GUO, Z., & GUO, X., 1995, A&AS, 112, 201
- OKAZAKI, A., 1997, A&A 318, 548
- RIVINIUS, TH., STEFL, S, BAADE, 2006, A&A 459, 137
- SLETTEBAK A., REYNOLDS R. C., 1978, ApJS, 38, 205
- STEFL, S., OKAZAKI, A.T., RIVINIUS, T. & BAADE, D., 2007, Active OB-Stars: Laboratories for Stellar and Circumstellar Physics, ASP Conf. Series 361, 274