

Über die Variabilität des H α -Emissionslinienprofils im Spektrum von ζ Tau

(von Ernst Pollmann, Leverkusen)

Klassische Be-Sterne sind schnell rotierende frühe Hauptreihensterne, sog. "non-supergiant B-type stars", in deren Spektren mindestens die H α -Linie als Emissionslinie beobachtet werden kann, die der Existenz einer kühlen, gasförmigen Kepler-Scheibe in der Äquatorebene des Zentralsterns zugeordnet wird. Beobachtungen zeigen, dass alle Be-Sterne eine hohe Rotationsgeschwindigkeit besitzen, die bis zu 90% der Geschwindigkeit erreicht (~ 400 km/sec), bei der die Gravitationskraft im Gleichgewicht mit der Zentrifugalkraft am Sternäquator steht. In der Realität befindet sich das Material an der Sternoberfläche bereits schon nahe im Orbit, so dass es einer geringfügigen zusätzlichen Kraft bedarf, um es vollends in eine zirkumstellare Scheibe oder Hülle übergehen zu lassen. Eine große Anzahl der Doppelsternsysteme unter den Be-Sternen durchläuft gelegentlich Phasen des Massenaustauschs zwischen den Komponenten, mit der Folge, dass unter anderem ihre H α -Emissionsstärken wie auch deren ungewöhnlichen Profilformen starken Variationen auf unterschiedlichen Zeitskalen ausgesetzt ist. ζ Tau, einer der best bekanntesten spektroskopischen Be-Doppelsterne der nördlichen Hemisphäre (Spektraltyp B2IVpe) mit einer Orbitalperiode von 132.9735 Tagen ist dafür seit vielen Jahrzehnten ein typisches Beispiel.

Die wohl prominenteste, der Amateurbeobachtung zugängliche Variation der H α -Emissionslinie, die sog. V/R-Variation, wie auch die Emissionsstärke selbst, sind seit Jahren Schwerpunkte spektroskopischer Überwachungstätigkeit des Autors. Die Ergebnisse aus diesem Monitoring sind im folgenden Bericht zusammengefasst. Zum einen handelt es sich um quasiperiodische Änderungen des Intensitätsverhältnisses des Violetten zum Roten Gipfel (IV:IR, kurz V/R-Verhältnis) im Doppelpeak der H α -Emission (vgl. Abb. 1), dessen Phasenwechsel von $V/R > 1$ nach $V/R < 1$, und um die Darlegung des Langzeitverhaltens der Emissionsstärke selbst.

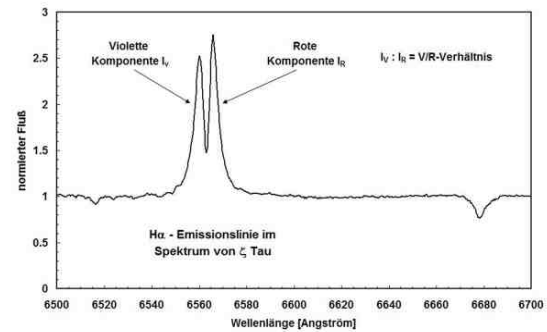


Abb. 1: Die H α -Doppelpik-Emission; aus den Linienstärken der violetten und roten Komponente wird das $V/R = I_v/I_r$ berechnet.

Die Literatur über ζ Tau als einem der wohl bekanntesten Be-Doppelsternsysteme des nördlichen Himmels gibt sehr erschöpfend über alle inzwischen bekannt gewordenen spektralen Merkmale Auskunft. Nahezu jede Veröffentlichung befasst sich dabei mit den Fragen der äquatorialen Gasscheibe, die der Zentralstern aufgrund seiner hohen Rotationsgeschwindigkeit in den Orbit schleudert.

Besonders die Kinematik ihrer Eigenbewegung, wie auch Fragen ihrer Dichtestruktur und Stabilität sind auch heute noch Gegenstand aktueller astronomischer Forschung. Seit den frühen 60iger Jahren des vergangenen Jahrhunderts hat es nicht an Bemühungen gefehlt, mit unterschiedlichen Modellen die zirkumstellaren Hüllen der Be-Sterne aufzuklären. Aus der Vielzahl der Vorschläge hatte sich dabei die eines länglichen (elliptischen) Scheibenmodells mit einer Apsidendrehung als wahrscheinlichste herausgebildet.

Dieses geometrische Modell enthält jedoch keine Dynamik. Daher ist es schwierig zu verstehen, weshalb sich die Apsidendrehung der Scheibe über mehrere Dekaden fortsetzt. Diesen Fragen ist Okazaki 1991 [1] nachgegangen, indem er ein dynamisches Scheibenmodell vorschlug. Die Vorstellung geht davon aus, dass die Variabilität des V/R-Verhältnisses primär durch globale Schwingungen in einer kühlen äquatorialen Scheibe verursacht wird.

Dieses sog. einarmige Schwingungsmodell basiert auf Schwingungen von nicht selbst gravitativer, geometrisch dünner Kepler-Scheiben, welche instabil für radiale Störungen

sind. Dabei kann eine einarmige Schwingungsmoden angeregt werden, die sich als wellenförmige Dichtestörung über die gesamte Scheibe erstrecken kann. Diese Dichtewelle kann man sich wie einen Autobahnstau vorstellen. Autos fahren von hinten auf, arbeiten sich durch den Stau und gelangen schließlich vorn aus dem Stau heraus [2]. Der Stau ist der Bereich größter Dichte, welcher bei entsprechenden Voraussetzungen sogar stationär sein kann.

Erschwerend für ein umfassendes Verständnis des Sternsystems ist auch heute noch die Tatsache, dass der Massentransfer von der Photosphäre des Zentralsterns in die ihn umgebende Gashölle keineswegs als stabiler oder konstanter Prozess angesehen werden kann. So gab es in der Vergangenheit sowohl Phasen relativer Konstanz in der Intensität und Radialgeschwindigkeit der Emissionslinien der Gasscheibe als auch Phasen zyklischer Erscheinungsformen.

Bei Mon [3] findet man beispielsweise erste Hinweise auf ein quasiperiodisches Verhalten des V/R-Verhältnisses im Zeitraum 1970-1986. Diese sind allerdings mit großen Beobachtungslücken von mehreren Monaten bis zu 5 Jahren behaftet. Eine Überwachungsarbeit mit einer geringfügig höheren Beobachtungsdichte des Zeitraums 1990-1994 (Abb.2) veröffentlichte Guo in [4].

Auch hier ist die Beobachtungsfrequenz mit 1-2 Spektren/Jahr zu gering, um Periodizitäten des V/R-Verhältnisses im Bereich von Wochen nachweisen zu können. Erst die Überwachungsarbeit von Guo et al. im Zeitraums 1974-1995 [5] sowie die Arbeiten von Hanuschik et al. [6] aus den Jahren 1982-1993 liefern erste Hinweise auf Änderungen der Intensitätsverhältnisse im Bereich von Wochen und Tagen. Eine aktuelle Untersuchung von Miroshnichenko [7], einer der Gesprächspartner des Autors in Sachen Be-Sternen, findet wiederum kein periodisches Verhalten des V/R-Verhältnisses.

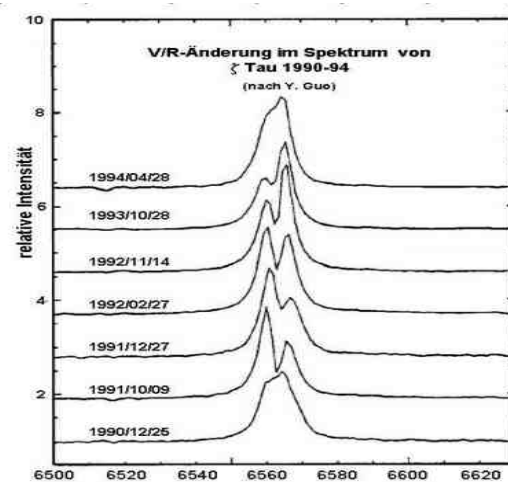


Abb. 2: Änderung des V/R-Verhältnisses zwischen 12/1990 und 4/1994 (aus Y. Guo, Info. Bull. Var. Stars Nr. 4112, 1994/11/15)

Das Monitoring des Autors, beginnend ab 11/2000 mit eigenem, spaltlosen Gitterspektrographen (siehe www.pollmann.ernst.org) an der 20cm (f/3,5) Flat-Field-Kamera (Lichtenknecker) in der Arbeitssternwarte der Vereinigung der Sternfreunde Köln, ist bis heute in weitgehender Kontinuität - lediglich bedingt durch Nichtsichtbarkeit und schlechten Wetters unterbrochen - durchgeführt worden. Die Spektren der ersten Kampagne bis 4/2001 sind mit $f(\text{Kollimator}) = 135\text{mm}$ ($f/2,8$), $f(\text{Image}) = 135\text{mm}$ ($f/3,5$), einem Reflexionsgitter (50x50mm) mit 1200 Linien/mm bei einer Dispersion von 42 Angstr./mm ($=0,38\text{Angstr./Pixel}$) aufgenommen worden.

Sämtliche Werte des V/R-Verhältnisses der Kampagnen aus 2000 bis 2003 sind in einen Bezug zur Orbitalperiode gestellt worden, wobei die in [3] angegebene Ausgangsepoche JD 2415549.638 und Periode von 132.9735d verwendet wurde (Abb. 3). Diese phasenbezogene Übersicht lässt bei allen Kampagnen eine mehr oder weniger stark ausgeprägte Periodizität erkennen verbunden mit der Auffälligkeit, dass offensichtlich die Zyklen 12/2001-4/2002 (wenngleich dieser mit geringerer Amplitude) und 2003 in Gegenphase zum Zyklus 11/2000-4/2001 stehen. A. Miroshnichenko [7] nimmt an, dass orbitale Bewegungen durch interaktive Gezeitenstörungen in der Scheibe einen Einfluss auf das V/R-Verhältnis ausüben und Periodenmodulationen der beobachteten Art zu erwarten sind. Inwieweit aber nun tatsächlich dieses (phasenverschobene) V/R-Verhalten mit den heutigen Modellvorstellungen im Einklang

steht, kann hier nicht erörtert werden. Darüber hinaus scheint sich offenbar bei Phase 0,5 die V/R-Umkehrung zu vollziehen.

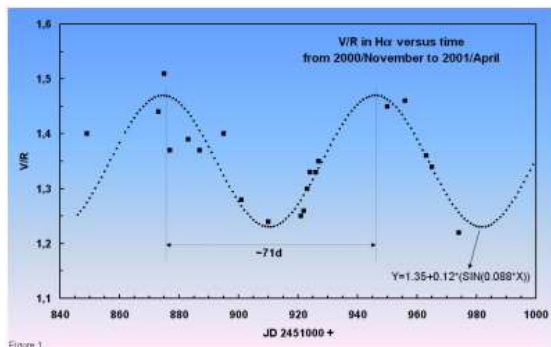


Figure 1
Abb. 3: Quasiperiodisches Verhalten des V/R-Verhältnisses in verschiedenen Beobachtungskampagnen des Zeitraums 11/2000-4/2003

Eine Übersicht zum $H\alpha$ -Profilverhalten in allen Spektren bis 4/2003 zeigt Abb.4. Ab 11/2000 bis 3/2001 kann darin das Verhältnis mit >1 , und mit Beginn der Herbstsichtbarkeit im Spektrum vom 16.10.2001 mit < 1 zweifelsfrei festgestellt werden. Im weiteren Verlauf bleibt dieses typische Erscheinungsbild bis Ende 3/2003 im Wesentlichen erhalten. Ab etwa Mitte 1/2003 bis 4/2003 (\sim Orbitalphase 279.164 - 279.66) erscheint die $H\alpha$ -Emission als triple-peak-structure, d.h., sie ist geprägt von schwachen Absorptionseinsenkungen - sog. Satellitenabsorptionen - im violetten Flügel. Diese Erscheinung, die auch bei vielen anderen Be-Doppelsternsystemen beobachtet und nicht durch die den Stern umgebende zirkumstellare Hülle oder Scheibe erklärt werden kann, wird in der professionellen Astronomie deshalb zunächst als typisches Merkmal für solche Sternsysteme angesehen.

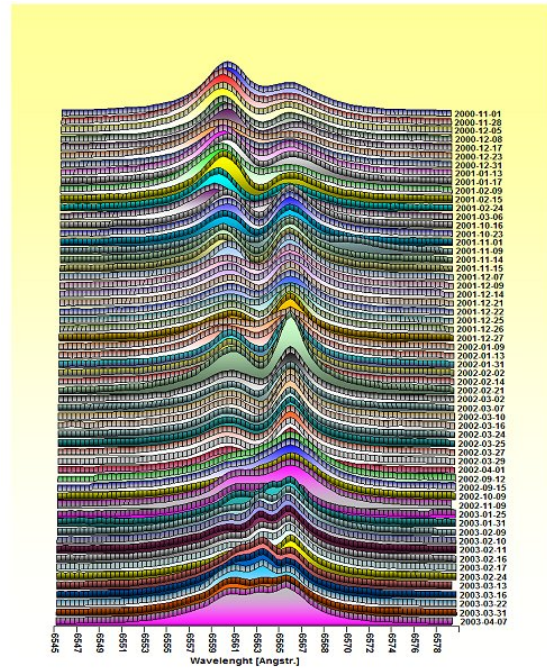


Abb. 4: Gesamtübersicht zum $H\alpha$ -Profilverhalten aller Spektren des Zeitraums 11/2000-4/2003 zur Verdeutlichung der V/R-Phasenumkehr

In einigen der bisher zitierten Arbeiten wird der Zyklus der V/R-Umkehrung im Zeitbereich von etwa 6-7 Jahren angegeben. Zum Beispiel verdeutlicht A. M. Delplace [8] in einer Übersicht (Abb.5) die einzelnen Umwandlungsphasen bei einer relativ geringen Beobachtungsfrequenz von 2-3 Spektren/Jahr von 3/1960 bis 9/1967. Abb. 4 zeigt jedoch deutlich die Notwendigkeit einer höheren Beobachtungsdichte von ca. 20 Spektren/Jahr, wenn es darum geht, den Zeitpunkt der Phasenumkehr genauer erfassen zu wollen.

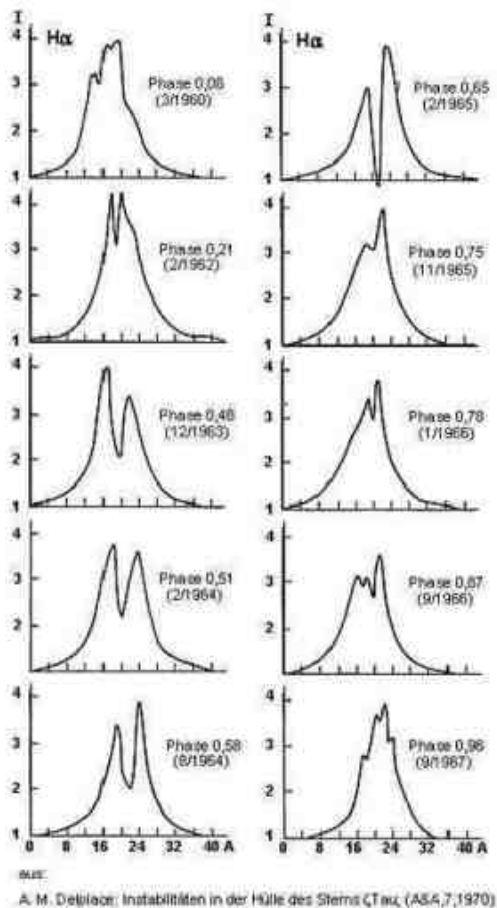


Abb. 5: Visualisierung der V/R-Phasenumkehr des Zeitraums 3/1960-9/1967 (aus [8] A. M. Delplace: Instabilitäten in der Hülle des Sterns ζ Tau; A&A, 7, 1970)

Ab 8/2003 wurden die Überwachungsspektren mit einer Dispersion von nunmehr 29 Angstr./mm (=0,26 Angstr./Pix.) bzw. einer entsprechend verbesserten Auflösung ($R = \Delta\lambda/\lambda \sim 12000$ bei $H\alpha$) durch Erhöhung der Brennweite der Imageoptik auf 200mm aufgenommen. Beginnend mit der Sichtbarkeitsperiode ab 9/2003 ist in Abb.6 das Profilverhalten (wegen schlechten Wetters) leider nur bis Ende 3/2004 gezeigt.

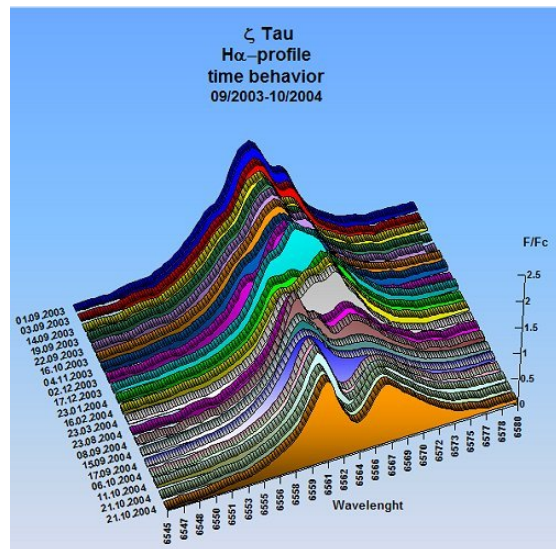


Abb. 6: Verdeutlichung des $H\alpha$ -Profilverhaltens von 9/2003 - 3/2004

Das $H\alpha$ -Profil zeigt normalerweise zwei getrennte Emissionsspeaks mit einem Absorptionskern (z.B. 11/2000 bis 1/2002 in Abb.4), dessen Struktur jedoch gelegentlich entweder zu einer "Einfach-Emission" verschmilzt, oder aber als asymmetrisch komplizierte Struktur in Erscheinung tritt. Es wird vermutet, dass diese Profilstrukturveränderungen in Beziehung zum quasizyklischen Veränderungsverhalten des V/R-Verhältnisses stehen [9]. Die schwachen Absorptionseinsenkungen, wie sie bereits in Abb.5 zu erkennen waren bzw. angesprochen wurden, treten auch hier wieder ab etwa 12/2003 bis 2/2004 (\sim Phase 281.457 - 282.029) in Erscheinung. Ihnen gilt es wegen der noch unklaren Entstehungsprozesse in Zukunft ein zusätzliches Augenmerk zu schenken.

Die bisher aufgezeigten Variationen stehen in engem Zusammenhang mit Veränderungen und Aktivitäten in der erwähnten hüllenförmigen HII-Scheibe, die bei Be-Doppelsternsystemen durch Massentransfer von der Sekundärkomponente zum Be-Stern gebildet, und in denen insbesondere die V/R-Variationen heute als Ergebnis sog. "binary interaction" interpretiert werden [10] [11], wobei erwartungsgemäß diese Interaktionen auch im zeitlichen Verhalten der $H\alpha$ -Emissionsstärke selbst wieder zu finden sind. Soweit die Literatur der vergangenen Jahrzehnte verlässlich Auskunft gibt, datieren verfügbare Messungen der $H\alpha$ -Emissionsstärke (Äquivalentweite EW

[Angstr.) bis auf Dezember 1975 zurück. Die in [12][13][14] veröffentlichten Messungen, sowie die in einer privaten Mitteilung überstellten der Landessternwarte Heidelberg und dem Astron. Inst. Acad. of Science Czech Rep., Ondrejov [15], die Gitterspektrenmessungen von Dr. B. Stober (Mitglied der FG-Spektroskopie, Littrow-Spektrograph), als auch die Messungen des Autors (Prismen- und Gitterspektren) sind in der Abb.7 im Sinne eines Langzeitverhaltens der H α -EW, beginnend ab 12/1975 bis 3/2004, also über eine Zeitspanne von fast 30 Jahren zusammengefaßt.

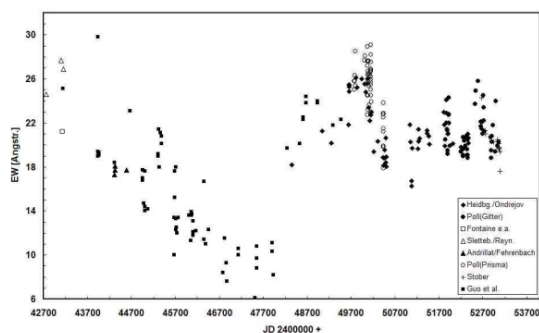


Abb.7: Langzeitverhalten der H α -EW aus Messungen verschiedener Beobachter

Ganz allgemein zeigen die Variationen der H α -Emission an, dass die zirkumstellare Hülle zeitweise in instabilen Zuständen beobachtet werden kann, wobei sich wie oben erwähnt, das Profil in seiner Form wie auch das V/R-Verhältnis mit der Zeit quasiperiodisch verändern können. Die Übersicht in Abb.7 deutet darauf hin, dass ausgehend von 42700 bis etwa 47900 sich zunächst die zirkumstellare Scheibendichte verringert, und/oder sich das Scheibenvolumen abgebaut und danach ein Ausbruch mit erneutem Masseneintrag in die Scheibe stattgefunden hat. Da sich vermutlich weder die Orientierung der Scheibe noch die Strahlung des Zentralsterns geändert haben, wäre theoretisch auch eine kleinere Scheibe bei gleichzeitig geringerer Masse und gleicher Dichte vorstellbar [15]. Da aber Be-Sternscheiben von innen versorgt und in den Außenbereichen abgebaut (verdünnt) werden, scheint eine geringere Dichte als der wahrscheinlichere Kandidat. Der Verlauf nach dem Ausbruch ist zunächst bis etwa 50200 geprägt von weiter steigender Emissivität mit anschließend relativ steilem Abstieg bis etwa 51000. Innerhalb dieses Abschnittes sind auf Anregung von Dr. R. W. Hanuschik (ehemals Astron. Inst. Ruhr-

Universität Bochum) mehrere Nächte mit dem Beobachtungsziel kurzzeitiger H α -Emissionsaktivitäten dem System ζ Tau gewidmet worden, in denen insbesondere die (Prismen)-Spektrographenstabilität im Vordergrund stand. Unter anderem konnten in drei Nächten EW-Kurzzeitvariationen von -0,82/1,40 und 1,53 Angstr./Std. mit Amplituden von ca. 5-7 Angstr. bei einer Standardabweichung der Einzelmessungen von 1,7 bzw. 3,2% gemessen werden [16]. Abb.7 zeigt aber auch, dass Kurzzeitvariationen der H α -Emissionsstärken offenbar ebenso ein typisches Merkmal des Systems ζ Tau sind. Der Abschnitt ab etwa 51000 ist im Sinne steigender bzw. abnehmender Emissionsstärken tendenziell weniger ausgeprägt bis auf die Tatsache, dass das EW-Gesamtniveau deutlich niedriger liegt als z. Zt. des Maximums um etwa 50200.

Literatur:

- [1] A. T. Okazaki, Publ. Astron. Soc. Japan 43 (1991) 75
- [2] M. Winkhaus, Diplomarbeit, Ruhr-Universität Bochum, 1997
- [3] M. Mon, T. Kogure, M. Suzuki, und M. Singh, Publ. Astron. Soc. Japan 44 (1992) 73
- [4] Y. Guo, Info. Bull. Var. Stars 4112, 1994, Nov. 15
- [5] Y. Guo, L. Huang, J. Hao, H. Coa, Z. Guo, und X. Guo, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 112 (1995) 201
- [6] R. W. Hanuschik, W. Hummel, E. Satorius, O. Dietle, und G. Thimm, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 116 (1996) 309
- [7] A. Miroshnichenko, K. Bjorkman, und V. D. Krugov, Amer. Astron. Soc. Meeting 196 (2000)
- [8] A. M. Delplace,; Astro. & Astrophys. 7 (1970) 68
- [9] Y. Guo et al., Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 112, 210-212 (1995)
- [10] Harmanec, P., IAU Symp. No. 98, p.279 (1982)
- [11] Tomokazu, K., Ryuko, H., Bull. Astr. Soc. India (1982) 10, 281-309
- [12] Slettebak, A., Reynolds, R. C., Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 38, 205-228 (1978)
- [13] Fontaine, G. et al., Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 49, 259-266 (1982)
- [14] Andriolat, Y., Fehrenbach, Ch., Astrophys. Suppl. Ser. 48, 93-136 (1982)
- [15] Rivinius, Th., Landessternwarte

Heidelberg, private Mitteilung
[16] Pollmann, E., Sterne und Weltraum
2/1998