

H α Beobachtungen am Doppelsternsystem ζ Tauri

Be-Sterne sind u.a. als veränderliche Sterne bekannt, die praktisch auf allen Zeitskalen beobachtbare Veränderungen zeigen - im Minutenbereich bis hin zu Dutzenden von Jahren. Zur Studie ihrer Veränderungen im letzt genannten Zeitbereich sind Langzeitdatensammlungen erforderlich, die im Idealfall 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 sind 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 hinzukommt, dass eine signifikante Anzahl von anzufertigenden Publikationen innerhalb der ersten Jahre nicht zu erwarten ist.

Andererseits kann die Interpretation zeitbegrenzter Beobachtungen mit professionellen Ressourcen, wie etwa der Interferometrie, der Polarimetrie oder der hochaufgelösten 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 Beobachtung am Be-Stern ζ Tau beschrieben.

Bild 1

ζ Tau ist ein heller, weiss-bläulich leuchtender B-Riesenstern mit einer Entfernung zur Erde von ungefähr 417 Lichtjahren. Seine visuelle Helligkeit variiert von 2,9-3,2 mag und ist begründet in einer intrinsischen Variabilität aber

auch im Bedeckungslichtwechsel, wobei die beiden Komponenten des Systems bei einer Umlaufperiode von 133 Tagen etwa 1 AU voneinander getrennt sind.

Der Begleitstern mit der deutlich geringeren Masse ist vom Spektraltyp G mit einer visuellen Helligkeit von 5,2 mag. Der etwa 25 Millionen Jahre alte Primärstern mit 9 Sonnenmassen ist weitgehend entwickelt und befindet sich kurz vor dem Beginn der Wasserstoffkernfusion, wenn er sie nicht schon bereits erreicht hat.

Mit einer Photosphärentemperatur von ca. 20.000 K und einem Radius von 5-6 Sonnenradien strahlt er etwa 5.700 mal intensiver als unsere Sonne. Was den Stern so besonders kennzeichnet, ist nicht etwa die Temperatur oder seine Leuchtkraft, sondern vielmehr seine Rotationsgeschwindigkeit und sein Massenverlust. Die äquatoriale Rotationsgeschwindigkeit ist mit 320-330 km/s 115 mal größer als die unserer Sonne was bedeutet, dass der Stern mit einer Periode von 1/Tag rotiert (im Vergleich dazu rotiert die Sonne mit einer Periode von 25 Tagen).

Diese hohe Rotationsgeschwindigkeit steht in enger Beziehung mit einer dicken äquatorialen Gasscheibe um den Primärstern. Die Gasscheibe mit etwa 100 Sonnendurchmessern und ihren hellen Emissionen des Wasserstoffs im roten und blauen Teil des Spektrums macht ζ Tauri zu einem der am besten bekannten B-Emissionsliniensterne des Himmels, wobei besonders Beobachtungen der H α -Emissionslinie zurückreichen über viele Jahrzehnte.

Bild 2

Während die Geometrie zirkumstellarer Gasscheiben um Be-Sterne heute recht gut verstanden zu sein scheint, gibt es betreffend ihrer physikalischen Eigenschaften, z.B. der Dichteverteilung, noch immer erheblichen Klärungsbedarf.

Das bekannte Dichtewellenmodell des japanischen Astronomen Okazaki, das auf theoretischen Ergebnissen radialer Dichtestörungen basiert, schlägt Instabilitäten in dünnen Kepler-Scheiben ohne Gravitationsabhängigkeit vor. So könnte der Beginn einer sog. ein-armigen-Schwingung etwa aus einer entsprechenden Dichtewelle resultieren, die sich über die gesamte Be-Sternscheibe verteilt.

Die Entstehung solch einer ein-armigen Dichtewelle ist in diesem Bild dargestellt. Hervorgerufen durch eine radiale Störung bewegen sich die Gasatome auf exzentrischen Umlaufbahnen wodurch eine ein-armige Dichtewelle im gemeinsamen Periastron entsteht, und dieses globale Muster stabil bleibt.

Im Doppelsternsystem ζ Tau präzediert diese Dichtewelle innerhalb eines Zeitraumes von etwa 1500 Tagen um den Zentralstern.

Bild 3

Meine Beobachtungen seit September 2003 verbessern die professionellen H α -Beobachtungen zwischen Anfang 2000 und Ende 2006 um einen Zeitabschnitt von sechs kompletten Beobachtungsperioden wobei sämtliche Beobachtungen mit meinem Selbstbauspektrographen an einem 20cm Schmidt-Cassegrain-Teleskop in der Sternwarte der VdS-Köln durchgeführt worden sind.

Die Spektren wurden im Spektralbereich von 6500Å bis 6700Å normiert und durch Verwendung der bekannten Wellenlängen der irdischen Wasserdampfabsorptionslinien kalibriert, wobei mit dieser Methode eine Genauigkeit von etwa 0,1Å erreicht wurde.

Bild 4

Ein Vergleich meiner Daten, mit denen, die quasi-simultan durch Rivinius et al. (2006) aufgenommen worden sind, bestätigt deren wissenschaftliche Verwertbarkeit, sowohl hinsichtlich der H α -Linienprofilform wie auch der Äquivalentbreite.

In diesem Bild ist der vertikale offset proportional der Beobachtungszeit, wobei eine Skaleneinheit 25 Tagen entspricht. Die untersten Spektren (links) datieren auf Nov./2000, in der Mitte auf Sep./2002 und rechts auf Aug./2004.

Bild 5

In den normierten und kalibrierten Spektren ist die H α -Äquivalentbreite (Maß für die Linienintensität) durch Integration des Spektralbereichs von 6520-6600Å gemessen worden.

Dieses Bild zeigt meine Messungen zusammen denen anderer Beobachter aus meiner Gruppe, sowie Messungen von Benji Mauclaire und Messungen aus verschiedenen Veröffentlichungen für den Gesamtzeitraum 1975 bis 2006. Dieser Plot ist die bisher längste H α -Zeitskala für ζ Tau überhaupt.

Bild 6

Hier eine Vergrößerung des zentralen Datenbereiches. Die Äquivalentbreite zeigt eine langsame aber stetige Abnahme, ähnlich dem Verhalten, wie es vor 1990 beobachtet wurde.

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 der $H\alpha$ -Emission (=Verhältnis violette Komponente/rote Komponente = V/R-Verhältnis), sind Reihenmessungen an Standardsternen in drei kompletten Nächten mit jeweils 8 Stunden Beobachtungszeit durchgeführt worden. Für die Äquivalentbreite und für das Peakhöhenverhältnis lag dabei die Standardabweichung unter 3%.

Bild 7

Das $H\alpha$ -Linienprofil zeigt normalerweise die beiden Emissionen (violette und rote Komponente) getrennt durch einen zentralen Absorptionskern. In ζ Tau variieren die beiden 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.

Bild 8

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. Generell treten sie in Erscheinung bei den Umwandlungsphasen von $V < R$ nach $V > R$, nicht jedoch umgekehrt. Hier sind die dreifach-Peakstrukturen zu sehen von Dezember 2003 bis September 2004.

Bild 9

Die V/R-Verhältnisse wurden in den Spektren gemessen, in denen beide Peaks vertreten waren. Mit Hilfe eines Zeitserienprogrammes sind sie einer formalen Periodenanalyse mit einer vorgegebenen Messunsicherheit von 1σ unterzogen worden. Diese erste Iteration führte zu einer V/R-Zykluszeit von 1471 ± 15 d, d.h. zu etwa 4 Jahren (Bild links) und steht in guter Übereinstimmung mit der Zykluszeit von 4,25 Jahren von Rivinius (2006) aus Beobachtungen zwischen 1991 bis 2003.

Nach Abzug der langperiodischen Daten (1471 Tage-Sinuswelle) des ersten Schrittes, führte eine zweite Iteration zu den verbleibenden Residuen mit einer Zyklusperiode $69,3 \pm 0,2$ d (Bild rechts). Dieser Zyklus ist im zentralen Teil des gesamten Datensatzes deutlich präsent, wenngleich nicht mit konstanter

Amplitude, wobei doch die Varianz bei einer Zykluslänge von 1.4 deutlich über der Messunsicherheit liegt.

Die Zykluszeit von 69,3 Tagen ist etwa die Hälfte der orbitalen Periode des Doppelsternsystems von 133 Tagen. Ein exaktes 1:2 Verhältnis davon liegt jedoch deutlich außerhalb einer 3σ -Unsicherheit.

Phasengebundenheit des V/R-Verhältnisses ist bei einer Reihe von Doppelsternsystemen beobachtet worden. Während einige Forscher dies auf die Eigenschaften des Roche-Volumens zurückführen, zeigten aktuelle Simulationsrechnungen von Stan Stefl (ESO) 2007, dass eine echte Phasengebundenheit, nicht vorliegt.

Stattdessen weisen diese Simulationen auf eine Gezeitengebundenheit hin, die im Fall exzentrischer Doppelsternsysteme, wie hier bei ζ Tau, gezeiteninduzierte Störungen mit einer Periode entwickeln können, die etwas länger ist als die orbitale Periode, so dass mindestens die Doppelwellenperiode, also $69.3 \text{ Tage} \times 2 = 138.6 \text{ Tage}$, sich für diese Aussage eignen könnte.

Bild 10

Die bisherigen Ergebnisse und Studien an mehreren Be-Doppelsternen über die V/R-Variationen können wie folgt zusammengefasst werden:

- Die V/R Variationen können verbunden sein mit der orbitalen Periode
- oder sie folgen den Quasi-Zyklen mit typischen Längen von 5-10 Jahren
- oder sie sind eine Kombination dieser zwei Typen mit einem Langzeittrend
- die Länge und Amplitude der Quasi-Zyklen variiert von Zyklus zu Zyklus

Bild 11

Sicher ist aber auch, dass man auch heute noch nicht versteht, unter welchen Bedingungen die Synchronisation der V/R-Variationen mit der orbitalen Periode abläuft. Außerdem zeigen detaillierte Studien der Emissionslinien und ihrer Profile Eigenheiten, die kaum mit dem ein-armigen Schwingungsmodell erklärt werden können.

Bild 12

Der periodische Charakter der V/R-Variationen ist ein Indikator dafür, dass diese hauptsächlich durch einen Mechanismus in der zirkumstellaren Scheibe verursacht werden.

Wie diese Abbildung zeigt, scheint die Radialgeschwindigkeit der photosphärischen HeI-Absorption bei 6678 Å dem periodischen Zyklus der H α -V/R-Variation von 1500 Tagen zu folgen. Dies ist ziemlich überraschend, weil diese Linie normalerweise zur Bestimmung der orbitalen Variationen verwendet wird.

Das bedeutet aber auch, dass die Dichtestörung in der Scheibe eher dicht und heiß sein muss. Eine detaillierte Analyse dieser Linie könnte zeigen, dass ihre Variationen aus einem Zusammenspiel von Scheibengrundschwingung (Schwingungsmode $m = 1$) und orbitaler Variation resultieren.

Bild 13

So könnte also ein Langzeitmonitoring der Radialgeschwindigkeit an der HeI-Linie, neben dem zuvor beschriebenen H α -Monitoring, die physikalischen Merkmale der Dichtestörung in der Scheibe weiter eingrenzen.

Insofern macht es Sinn, dass wir Amateure mit unseren Möglichkeiten in beiden Fällen dazu beitragen. Die Abbildung hier zeigt in diesem Sinne erste Gemeinschaftsbeobachtungen in der VdS-Gruppe zusammen mit denen von Benji Mauclaire, wobei wir damit in engem Kontakt mit den Forschern Stefl/Rivinius/Baade von ESO stehen.

Bild 14

Vielen Dank