**Hα-Beobachtungen am Doppelsternsystem VV Cephei**

**Bild 1**

**Einer der bekanntesten und größten Sterne in der nördlichen Hemisphäre, der versteckt innerhalb einer dunklen interstellaren Staubwolke im Sternbild Cepheus gefunden werden kann, ist der variable, außergewöhnliche Doppelstern VV Cephei mit einer visuellen Helligkeit von 4.9 mag.**

**Wenn die interstellare Staubwolke sein Licht nicht verdunkeln würde, betrüge seine visuelle Helligkeit 2.91 mag. VV Cephei ist Namensgeber der VV-Cep-Sterne, bei denen es sich um Bedeckungsveränderliche handelt, die aus einem Roten Überriesen und einem kleineren aber heißeren Begleiter.**

**Bild 2**

**Größenvergleich VV Cep zur Sonne**

**Bild 3**

**Bei VV Cep handelt es sich um ein Bedeckungssternsystem, das aus einem M2 Iab Überriesen und einem heißeren Begleitstern, vermutlich einem frühen B-Hauptreihenstern besteht.**

**VV Cep dessen heutige Radiuseinschätzungen bei etwa 1600 Sonnenradien liegen, ist ein unvergleichliches Beispiel eines Bedeckungssternsystems mit einem Massenaustausch im Periastron zwischen den beiden Komponenten, in dem der aufgeblähte helle M2-Überriese mit seiner ausgedehnten Atmosphäre von dem sehr viel schwächeren, heißen Hauptreihenstern vom Spektraltyp B umkreist wird, und bei dem bereits die thermo-nukleare Wasserstofffusion zu Helium begonnen hat und der Störungen durch Gezeitenkräfte bei dem beträchtlich größeren aber weit weniger dichten M-Stern verursacht.**

**Der heiße Begleiter mit seinem Radius von ungefähr 13 Sonnenradien umkreist den M2-Überriesen in einem mittleren Abstand von etwa 19-20 AU innerhalb eines Zeitraums von 20.4 Jahren, bei einer Bahn-Exzentrizität e = 0.34-0.35 und einer Bahnneigung von 76-77°.**

**Die äußere Atmosphärischenschicht des M-Sterns, die Chromosphäre, die zugleich auch eine Beschleunigungszone des Sternwindes ist, hüllt nun die Bahn des Begleiters vollständig ein.**

**Wegen der Überschallgeschwindigkeit des B-Sterns, mit der dieser sich auf seinem Orbit durch den beschleunigten Sternwind des M-Überriesen bewegt, und wegen den damit verbundenen Interaktionen von B-Stern und Wind des M-Sterns, entsteht in seinem Umfeld eine Bugstoßwelle mit einem abströmenden Gaskegel.**

**Ein Teil des Gases wird aber auch vom B-Stern aufgenommen, weshalb man in der Astronomie in einem solchen Fall von Akkretion spricht.**

**Im Spektrum von VV Cephei machen sich diese Vorgänge durch entsprechende Shock-Emissionslinien bemerkbar und bieten die Möglichkeit des Studiums der Dichte, der Geschwindigkeit und der Temperatur des Sternwindes.**

**Infolge der Bedeckung durch den Überriesen verschwinden diese Emissionslinien bzw. tauchen danach wieder auf. Die Zeitpunkte, zu denen dies geschieht, geben genauen Aufschluss über die Lage und Gestalt der Shockfront.**

**Bild 3a**

**Dies Bild zeigt eine drei-dimensionale Ansicht der Struktur und der Begrenzung der Oberfläche einer geschockten, stellaren Windregion, wie man sie sich nach heutigem Kenntnisstand in etwa vorstellt.**

**Bild 4**

**Dieses Bild veranschaulicht den Orbit des B-Sterns, wie er sich tatsächlich am Himmel projiziert. Die zeitlichen Marken geben die Positionen des Sterns wieder, die aus 21 professionellen Satelliten-Beobachtungen von Bennet und Bauer erhalten wurden.**

**Bild 5**

**Von besonderem Interesse ist bei Beginn und bei Ende der Bedeckung die Tatsache, dass der heiße B-Stern mit seiner energiereichen ultravioletten Strahlung dabei die inneren Bereiche des M-Überriesen von hinten durchleuchtet:**

**D. h., während der Ein- und Austrittsphase der Bedeckung »scannt« der B-Stern die Chromosphäre des Überriesen und enthüllt auf diese Weise in jeder Beobachtungsnacht neue Details.**

**Somit bietet die seit 2017 laufende und insgesamt rund zwei Jahre dauernde Bedeckung des Begleiters durch den M-Überriesen gleichermaßen den Amateur- und Fachastronomen eine einzigartige Gelegenheit, etwas über diese kurzlebige Phase dieser massereichen Sterne und ihres Materieverlusts in Form eines in der Chromosphäre entstehenden »kühlen Windes« zu erfahren.**

**Beispielsweise fällt auf, dass der kühle M-Stern, als der am weitesten entwickelte Stern, eigentlich der massereichere Stern des Systems sein müsste, aber mit 18.2 Sonnenmassen in Wahrheit eine etwas geringere Masse aufweist als sein heißer Begleiter mit 18.6 Sonnenmassen.**

**Aus dem Entwicklungs- bzw. Massenunterschied lässt sich abschätzen, dass der Rote Überriese früher mindestens eine Sonnenmasse mehr in sich vereint hatte als heute, und dass er diese Masse bereits durch seinen kühlen Sternwind bis heute verloren hat.**

**Derart genaue Informationen zur Masse und zur Größe erhält man nur von sich gegenseitig bedeckenden Doppelsternen, weil sich auf deren Bahndaten das dritte Keplersche Gesetz anwenden lässt.**

**Bild 6**

**Nahe der Bedeckung und in der Sichtlinie zum Beobachter taucht nun der B-Stern tief in die Chromosphäre des Überriesen ein und erlaubt so, dass ihre äußeren Hüllen bzw. Atmosphären während der Bedeckung wie auch außerhalb spektroskopisch analysiert und räumlich erschlossen werden können.**

**Die Primärbedeckung tritt ein, wenn der B-Stern mit seiner Akkretionshülle hinter dem M-Überriesen verschwindet.**

**Bild 7**

**Im sichtbaren Bereich des CCD-Spektrums von VV Cep ist die Hα-Emissionslinie der einzige Indikator für das Vorhandensein der Wasserstoff-Akkretion um den B-Stern. Alle anderen Spektrallinien stammen von dem M2-Überriesen.**

**Bild 8**

**Dieses Bild zeigt meinen Spektrographen LHIRES III, mit dem ich meine Spektren in der STW der VdS-Köln aufnehme, hier montiert an einem Schmidt-Cassegrain-Teleskop C14.**

**Bild 9**

**Spektroskopische Beobachtungen erlauben uns nun, die rätselhafte Akkretion des heißen Begleiters auf seinem Orbit um dem M-Überriesen zu studieren.**

**Die äußere Atmosphäre des M-Sterns die Chromosphäre, hüllt wie ich bereits sagte, die Bahn des B-Sterns vollständig ein. D. h. der B-Stern bewegt sich mit Überschallgeschwindigkeit (wie Radialgeschwindigkeitsmessungen von Wright 1977 zeigen) durch den chromosphärischen Wind des M-Sterns, weshalb sich in seinem Umfeld eine Bugstoßwelle, eine sog. Schockfront bildet.**

**Ein Teil des Gases wird allerdings auch vom B-Stern aufgenommen. weshalb man in einem solchen Fall von Akkretion spricht.**

**Im Spektrum von VV Cephei machen sich nun diese Vorgänge durch entsprechende Emissionslinien bemerkbar, wie hier etwa mit der Hα-Doppelpeakemission.**

**Bis heute wird angenommen, dass die Hα-Emission aus der Rekombination von ionisiertem Wasserstoff (H+) in einer HII-Region um den heißen B-Stern resultiert, wobei das zirkumstellare Gas durch Massenverlust aus dem M-Überriesen stammt und durch die UV-Strahlung des B-Sterns ionisiert wird.**

**Bild 10**

**Dies bedeutet, dass in der Region um den B-Stern zunächst eine einzelne, ungestörte Hα-Emission entsteht, wie dies bereits 1977 vom Astronomen Wright skizziert worden ist.**

**Das gesamte Doppelsternsystem VV Cep ist jedoch von einer großräumigen Wolke neutralen Wasserstoffs (dem Sternwind des M-Sterns) umgeben.**

**In Beobachtersichtlinie erzeugt dieser neutrale Wasserstoff eine Absorption, welche die eigentlich ungestörte intrinsische, Einzelemission in zwei Komponenten aufspaltet, in eine V- und eine R-Komponente.**

**Infolge der Bedeckung durch den Überriesen verschwinden diese Linien bzw. tauchen anschließend wieder auf. Die Zeitpunkte, zu denen dies geschieht, geben genauen Aufschluss über die Lage und Gestalt der Stoßfront.**

**Bild 11**

**Die niedrigauflösende Spektroskopie, etwa mit dem Spektrographen ALPY 600, wird dagegen keine brauchbaren Messungen von Äquivalentbreite, dem Linienprofil oder der Radialgeschwindigkeit liefern können. Gleichwohl hat sie den Vorteil, mit der Abbildung des kompletten sichtbaren Spektalbereichs bei kurzen Belichtungszeiten, hilfreiche spektralphotometrische Informationen über den Gesamt-Strahlungsfluss zu liefern.**

**Bild 12**

**Die hochaufgelöste Spektroskopie bietet also die Möglichkeit, die Dynamik der Akkretionsregion um den B-Stern, die für das Rekombinationsspektrum der Hα-Emission verantwortlich ist, zu untersuchen.**

**Dies geschieht sowohl durch Messung der Hα-EW, wie auch durch Bestimmung des Strahlungsflussverhältnisses der V-Komponente zur R-Komponente, dem sog. V/R-Verhältnis.**

**Dieses Bild zeigt in einem Ausschnitt von 6520Å bis 6610Å den typischen Spektralbereich der Hα-Doppelpeakemission in meinen CCD-Spektren.**

**Die Hα-Linie wird also von einer ausgedehnten Emissionsregion um den heißen B-Stern gebildet, die gleichermaßen Entstehungsort der Windakkretion des Masse verlierenden M-Sterns, wie auch der Schockfront des B-Sterns mit seiner orbitalen Überschallgeschwindigkeit ist.**

**Bild 13**

**Das Hα-Linienprofil ist also auf ein einziges, intrinsisches, symmetrisches Emissionsprofil zurückzuführen, das wegen der überlagerten Absorption des neutralen Wasserstoffs des M-Sterns in der Sichtlinie des Beobachters, nahe der Linienmitte in zwei Komponenten aufgespalten erscheint.**

**Bild 14**

**Da sich nun der B-Stern auf einer orbitalen Umlaufbahn um den M-Stern mit periodisch variabler Überschallgeschwindigkeit bewegt, folgt der Hα-Emissionsschwerpunkt der periodischen Radialgeschwindigkeit des B-Sterns und bewegt sich mit Bezug auf die feste Wellenlänge der zentralen Absorption hin und her.**

**Dieser Effekt erscheint in unseren Beobachtungen als periodische Variabilität des V/R-Flussverhältnisses und bestätigt somit die Kopplung der eigentlich ungestörten intrinsischen Hα-Emission mit der Radialgeschwindigkeit des B-Sterns**

**Bild 15**

**Unsere derzeitige hochdichte Überwachung des V/R-Flussverhältnisses seit April 2017 hat zur Entdeckung einer anhaltenden periodischen Variation des V/R-Flussverhältnisses von 43.5 Tagen geführt.**

**Bild 16**

**Wenn wir einerseits eine periodische Variation des V/R-Linienflusses beobachten, stellt sich andererseits die Frage, mit welchen Anteilen jeweils die einzelnen Emissionskomponenten an der V/R-Variation beteiligt sind.**

**Diese Frage ist in diesem Bild beantwortet. Die getrennte Auftragung der V- und der R-Emissionsstärke über V/R zeigt, dass die V-Emission ganz klar mit ca. 84 % der bestimmende Faktor für die V/R-Variation ist.**

**Bild 17**

**Wenn nun die Hα-Emissionsquelle dem B-Stern auf seinem Orbit um den M-Stern folgt (wie anfänglich in Bild 3 gezeigt), und somit auch seiner variablen Radialgeschwindigkeit unterliegt, so ist zu erwarten, dass auch die V-Emissionskomponente für sich eine Variabilität ihrer Radialgeschwindigkeit aufweisen müsste.**

**Dieses Diagramm zeigt, dass die V-Emission tatsächlich eine RV-Variation von ca. -50 bis -80 km/s aufweist.**

**Dies bedeutet aber auch zwangsläufig, dass in Beobachtersichtlinie variierende V-Emissionsstärken zu erwarten sind, je nach Bewegungsrichtung aufgrund der RV-Variation von -50 bis -80 km/s der Akkretionsscheibe.**

**Übertragen wir nun diese Abhängigkeit von Emissionsfluss und RV der V-Emission auf das periodische V/R-Verhalten in Bild 15, so ist zu vermuten, dass die gefundene Periode von 43.5 Tagen der V/R-Variation, auf eine Präzessionsbewegung der Scheibenrotationsachse zurückzuführen ist.**

**Eine Präzessionsperiode von „nur“ 43.5 Tagen müsste jedoch bedeuten, dass auch die hier postulierte Akkretionsscheibe in diesem riesigen Doppelsternsystem entsprechend klein dimensioniert sein sollte.**

**Überraschend ist außerdem , dass diese Periodizität bis zur totalen Bedeckung erhalten blieb, als nämlich der B-Stern mit seiner Akkretionsregion längst bedeckt war, aber eben nicht vollständig, sondern nur partiell.**

**Bild 18**

**Das eigentliche Langzeitmonitoring der Hα-Äquivalentbreite wird bereits seit Juli 1996, also seit 22 Jahren durchgeführt, wobei natürlich die Bedeckung des B-Sterns und seiner Akkretionsregion von 1997 bis 1999 beobachtet wurde. An diesem Monitoring ist inzwischen seit April 2010 eine Vielzahl von Beobachtern aus der ARAS-Spektroskopiegruppe beteiligt.**

**Dieses Monitoring zeigt eindrücklich, dass in der momentanen Phase der bereits überschrittenen Bedeckungsmitte, die Abnahme der Hα-Emission weit geringer ausgefallen ist als während der Bedeckung 1997-99.**

**Wir sehen darin eine Bestätigung in der hier postulierten 43.5 tägigen Präzession der Rotationsachse einer Akkretionsscheibe deutlich geringeren Durchmessers als 1997-99.**

**Portrait des Be-Doppelsternsystems γ Cas**

**Bild 1**

**γ Cassiopei ist einer der hellsten Be-Sterne am nördlichen Himmel …**

**Bild 2**

**… an dem zum ersten Mal 1867 von dem italienischen Mönch und Astronomen Angelo Secchi mit einem Refraktor die Fraunhoferlinien sowie die Hα-Emissionslinie entdeckten wurden. In einer IAU-Generalversammlung 1922 in Rom wurden daraufhin Emissionsliniensterne des Typs B kurz als Be-Sterne bezeichnet**

**Bei Be-Sternen handelt es sich um sog. *non-supergiant B-stars,* in deren Spektren mindestens einmal Emissionslinien der Balmerserie gefunden wurden.**

**Bild 3**

**In der stellaren Klassifikation steht der Suffix e in Be für Emission, also für B-Sterne mit Emissionslinien in ihren Spektren.**

**Wir sehen hier die Balmerlinien Hε, Hδ, Hγ und Hβ abgebildet, wobei die Emission in Hβ diese B-Sterne zu Be-Sternen werden lässt.**

**Diese Sterntypen sind charakterisiert durch hohe Temperaturen von etwa 10000 bis 30000 K, Massen von etwa 3 bis 20 Sonnenmassen und sehr hohen Rotationsgeschwindigkeiten von bis zu 500 km/s.**

**Bild 4**

**Diese hohe Rotationsgeschwindigkeit und der daraus resultierenden Zentrifugalkraft führt dazu, dass die Sterne sich in der Äquatorzone verformen und wegen des damit verbundenen Massenverlustes in der Größenordnung von etwa 10-8 Sonnenmassen/Jahr eine zirkumstelllare Gasscheibe um sich bilden.**

**Bild 5**

**Dieses Bild zeigt nun eine künstlerische Darstellung des Prototyps aller Be-Sterne in einer Weise, wie man sich heute die Wasserstoffgasscheiben um den Zentralstern vorstellt.**

**Bild 6**

**Dieses Bild zeigt eine schematische Darstellung der geneigten zirkumstellaren Scheibe relativ zum Zentralstern. ε ist der Neigungswinkel der Scheibe von 45° bezogen auf die Äquatorebene des Sterns. Ω ist die Knotenlinie. S gibt die stellare Rotationsachse und D die Rotationsachse der Scheibe an.**

**Bild 7**

**Das spektrale Erscheinungsbild im sichtbaren Spektrum von γ Cas lässt sich in dieser Modellvorstellung erläutern:**

**der Zentralstern des Typs B0.5 IVe ist von einer dicken, zirkumstellaren Wasserstoffgasscheibe umgeben, die sich als auffälligstes Merkmal im sichtbaren Spektrum u. a. als Hα-Emissionslinie zu erkennen gibt.**

**Weitere Erläuterungen der anderen Merkmale ……………**

**Bild 8**

**Dieses Bild zeigt ein typisches CCD-Rohspektrum der Hα-Emission von γCas im Spektralbereich von etwa 6500 – 6700 Å mit den Absorptionslinien des atm. Wasserdampfs.**

**Die sehr genau bekannten Wellenlängen dieser sog. Telluric sind sehr hilfreich und dienen einer exakten Wellenlängenkalibration.**

**Bild 9**

**Die Intensitätsscannung des Rohspektrums lässt dann die eigentlichen Profilstrukturen der Hα-Emission erkennen.**

**Zugang zu den Hüllenstrukturen in Be-Sternen erhält man z. B. durch Untersuchungen der kinematischen Linienverbreiterung.**

***Stellare Absorptionslinien* in Be-Sternen sind rotationsverbreitert. Das Breitenmaß der Linien ist die projizierte, äquatoriale Rotationsgeschwindigkeit (*υ)* des Sterns multipliziert mit dem Sinus der Achsenneigung (*i*) in der Sichtlinie des Beobachters.**

***Zirkumstellare Emissionslinien* der Gasscheiben bzw. Hüllen in Be-Sternen sind ebenfalls kinematisch verbreitert. Ihre Breite *υemi*misst die typische Rotations- und Radialgeschwindigkeit der zirkumstellaren Scheibenmasse. In diesem Sinne messen die beiden Geschwindigkeiten *υ*\*sin*i* und *υemi*  die relative Orientierung der Symmetrieachse des Sterns wie auch der zirkumstellaren Hülle.**

**Die gesamte Breite einer Emissionslinie ist u. a. abhängig von der Definition des Linienflügelprofils und ist beeinträchtigt durch die darunter liegende photosphärische Absorption.**

**Das hier gezeigte H-Profil ist also eine Überlagerung aus Emissionslinienprofil (das in der Gashülle des Sterns produziert wird) und dem darunter liegenden photosphärischen Absorptionslinienprofil.**

**Als photosphärisches Profil könnte man das H-Absorptionslinienprofil verwenden, das bei γ Cas im August 1974 beobachtet wurde. Das Ergebnis einer solchen Profilsubtraktion wäre dann das Emissionsprofil mit unterschiedlicher Linienstärke.**

**Für die Fachastronomie ist nun die Mitarbeit von Amateurastronomen im Sinne von Langzeitüberwachungen der Emissionsstärke dieser Hα-Emissionslinie von großem Interesse.**

**Bild 10**

**Dieses Bild zeigt das Hα-Langzeitverhalten von 1971 bis heute, wobei Amateurbeobachtungen erst im Jahr 1994 einsetzten. Deutlich ist darin ein Minimum Ende 2001 mit einem anschließenden allmählichen Anstieg zu höheren Emissionsstärken zu erkennen, wobei inzwischen ein internationales Konsortium von Amateuren an diesem Monitoring beteiligt ist.**

**Bild 11**

**Eine interessante Diskussion unter den professionellen Be-Sternforschern hat vor Jahren zu der Frage geführt, inwieweit eine mögliche Korrelation zwischen der Hα-Äquivalentbreite und der UBV-Helligkeit des Sternsystems existiert.**

**Es ist bekannt, dass die Sichtlinie des Beobachters einen wesentlichen Einfluss auf das Profil einer Spektrallinie ausübt. Wenn wir z. B. einen Stern „pole-on“, d. h. senkrecht von oben auf seine Rotationsachse und Gasscheibe betrachten, sehen wir ihn unter einem Neigungswinkel i=0°.**

**Betrachten wir dagegen den Stern „edge on“, d. h. unter einem Neigungswinkel i=90°, so erblicken wir ihn in seiner Äquatorebene und seine Scheibe von der Kante.**

**D. h., in Abhängigkeit vom Neigungswinkel i bezogen auf die Sichtlinie des Beobachters, tragen verschieden große Flächenanteile der leuchtenden Scheibe zur visuellen Helligkeit des Systems bei.**

**γ Cas wird nun unter einem Neigungswinkel von 45° gesehen und man beobachtet, je stärker die Hα-Emission ist, umso größer ist auch die visuelle Helligkeit.**

**Astronomen der University of Western Ontario (Canada) versuchen seit geraumer Zeit mit geeigneten Computer-Modellen solche Korrelationen aus der Beobachtung zu ergänzen bzw. zu unterstützen, weshalb auch in diesem Sinne Amateurbeobachtungen für die professionelle Forschung von großem Interesse sind.**

**Bild 12 (Doppelstern-Animation starten)**

**Bemerkenswert an diesem Doppelsternsystem ist, dass der bis heute unsichtbare Begleiter, der sich in Hα-Radialgeschwindigkeitsmessungen mit einer Amplitude von etwa 8 km/s und mit einer Periode von 203 Tagen eindeutig nachweisen lässt, spektral noch nicht identifiziert worden ist.**

**Seit September 2006 bis heute haben wir uns wiederum in einem internationalen Beobachterkonsortium mit einem Langzeitmonitoring dieser RV gewidmet.**

**Die Abb. links oben zeigt zunächst das Monitoring selbst als sog. Zeitserie. Um diese Zeitserie mittels Periodenanalyse genauer zu untersuchen ist es erforderlich, den darin erkennbaren Langzeittrend zu eliminieren in Form einer Division der originären RV-Daten durch ein geeignetes Polynom - im vorliegenden Fall ein Polynom 3. Grades.**

**Die Abb. links unten zeit nun die RV-Daten vom Langzeittrend befreit.**

**Von diesen Daten ist sodann die eigentliche Periodenanalyse im Bild rechts oben durchgeführt worden, und zwar mit der sog. Phase-Disperse-Minimization Methode (kurz PDM).**

**Hier finden wir die dominante Periode von 203.151 Tagen mit einer Genauigkeit ± 0.261 Tagen.**

**Bild 13**

**Wenngleich diese Periodenanalyse zunächst ganz zufrieden stellend aussieht, so erkennen wir doch bei etwas detaillierterer Betrachtung gewisse Anomalien im Zeitverlauf der Radialgeschwindigkeit.**

**Bild 14**

**Dies wird besonders deutlich in einer zeitlich höher aufgelösten Darstellung. Diese Anomalie ist nach Auskunft der uns beratenden professionellen Astronomen wohl schon des Öfteren in der Vergangenheit beobachtet worden, gleichwohl nicht weiter verfolgt bzw. beachtet worden.**

**Nach Vorstellung unseres Beobachtungsbefundes wäre nach Einschätzung unserer Fachberater ein dritter Körper in diesem Doppelsternsystem durchaus möglich.**

**Es ist natürlich klar, dass wir auch weiterhin in einem intensiven Ergebnisaustausch mit der professionellen Astronomie stehen.**

**Das periodische Verhalten der HeI 6678 Doppelpeak-Emission**

**Bild 15: noch einmal das Modell gamma Cas**

**Spektroskopisch ist γ Cas in der Vergangenheit bis in die 1990iger Jahre vorwiegend im Bereich der Hα-Linie untersucht worden. Erst mit der Einrichtung eines Forschungszweiges für Be-Sterne an der Ruhr-Universität Bochum unter der Leitung von Prof. Dachs und Dr. Reinhard Hanuschik um etwa 1993-94, wurden Studien mit dem Ziel durchgeführt, mehr über die Kinematik der zirkumstellaren Scheiben um Be-Sterne zu erfahren.**

**Dazu zählten vor allem auch Untersuchungen an den Heliumlinien, also jener Bereiche der Be-Sternscheibe in unmittelbarer Nähe des Zentralsterns. Basierend auf Modellrechnungen des japanischen Forschers Okazaki (1991, 1997) nahm man an, dass auch in diesen sternnahen Scheibenbereichen sog. „einarmige Dichtezonen“ um den Stern präzidieren.**

**Man fand, dass diese äquatorialen Dichteverstärkungen in etwa 1.5 Sternradien von der Sternoberfläche entfernt lokalisiert sind. 1998 bestätigte dann der französische Astronom Phillip Stee, dass für die HeI-Emissionslinie bei 6678 Å die Anregung und Ionisation des Heliums in einem erweiterten Bereich bis etwa 2.3 Sternradien verantwortlich sei.**

**Bild 16**

**So wurde diese HeI-Emission bei 6678 A zu einem wichtigen diagnostischen Merkmal zur Untersuchung der sternnahen Aktivitätsbereiche. Man erkannte, dass ein zeitabhängiger photosphärischer Massenverlust des Primärsterns, Dichtevariationen und somit die typischen Doppelpeak-Profilvariationen – bekannt als sog. V/R-Verhältnis - dieser Emission zur Folge hat.**

**Das V/R-Verhältnis ist das Peakhöhenverhältnis des violetten zum roten Emissionspeak und beschreibt als ein Hauptmerkmal Dichtevariationen in den Gasscheiben von Be-Sternen. Bis etwa 2012 gab es in der Literatur keinerlei Informationen über mögliche V/R-Periodizitäten der HeI-6678 Doppelpeakemissionslinie im Spektrum von γ Cas.**

**Bild 17**

**Die Genauigkeit der V/R-Messungen ist im Wesentlichen durch das S/N und die Genauigkeit des lokalen Kontinuums bestimmt. Darüber hinaus ist die Definition der Linienflügel und das darunter liegende photosphärische Absorptionslinienprofil von Bedeutung.**

**Zur Berechnung des V/R-Verhältnisses sind die violetten und roten Absorptionsminima, die zuvor durch lineare Interpolation verbunden wurden, dividiert worden, womit die erforderliche Normierung gemäß F/Fc=1 erreicht wurde.**

**Eine andere Methode zur Trennung der Emissionen vom photosphärischen Absorptionsprofil ist die Subtraktion eines gefitteten, theoretischen Absorptionsprofils. Ein Vergleich dieser beiden Methoden zueinander an ein und dem gleichen Spektrum führte zu einer Abweichung zur linearen Interpolation in der Größenordnung von 0.01% in V/R.**

**Die V und R Intensitäten, die auf diese Weise vom photosphärischen Absorptionsprofil getrennt wurden, sind dann die Linienmaxima, die zur weiteren Auswertung verwendet worden sind. Die erzielte Genauigkeit der V/R-Messungen lag im Mittel bei etwa ± 2%.**

**Bild 18**

**In einer Zusammenarbeit mit drei Kollegen aus der ARAS-Spektroskopiegruppe konnten wir Resultate der V/R-Variabilität von HeI6678 erarbeiten, die von γ Cas bisher so nicht bekannt waren.**

**Die Spektren wurden von mir in der Sternwarte der VdS-Köln und von meinen Kollegen in USA, Spanien und Frankreich aufgenommen. In allen Fällen kam dabei der LHIRES III Spektrograph mit seinem spektralen Auflösungsvermögen von ca. 17000 zum Einsatz.**

**Das S/N-Verhältnis im Kontinuum nahe der Emission lag im Mittel bei ca. 1000, meistens jedoch höher als 1500, bei einer Belichtungszeit von etwa 300-400 sec pro Einzelspektrum.**

**In diesem Langzeitmonitoring der HeI 6678 Emission ist die Variabilität des V/R-Verhältnisses ganz offensichtlich. Allerdings muss hier bedacht werden, dass seit Beginn des Monitorings im August 2009 bis heute lediglich neun orbitale Perioden erfasst werden konnten.**

**Wir fanden, dass diese Variabilitäten Perioden besitzen, die nichts mit der orbitalen Periode zu tun hatten.**

**Bild 19**

**So haben wir natürlich mittels Fourier-Periodenanalyse versucht herauszufinden, inwieweit hier tatsächlich klare Periodizitäten vorhanden sind. Wir finden im Power-Spektrum (Bild oben) einen dominanten Peak mit einer Periode von 465 Tagen, der jedoch noch ziemlich breit ist, weshalb die Analyse noch um einen gewissen Betrag unsicher erscheint. Wir sind jedoch zuversichtlich, dass wir mit weiteren künftigen Beobachtungen zu einem verbesserten Ergebnis, d. h. zu einer genaueren Periode gelangen werden.**

**Das untere Bild zeigt das Phasendiagramm der gefundenen 465d-Periode. Dieser Phasenplot ist mit dem Programm Spec-TSA meines Freundes und Kollegen Roland Bücke in Hamburg durchgeführt worden.**

**Diese gefundene 465d-Periode deutet mit ihrem ziemlich großen Abstand zu der orbitalen Periode von 203 Tagen doch auf eine erhebliche Zuverlässigkeit des periodischen V/R-Verhaltens.**

**Solche periodischen Phänomene im Zeitverhalten verschiedener Spektrallinien im Spektrum von Be-Sternen führen letztendlich zu einem besseren Verständnis der Struktur ihrer zirkumstellaren Gasscheiben.**

**Bild 20**

**Auch die Radialgeschwindigkeit dieser sternnahen Emissionsring des HeIiums zeigt gelegentlich ein bemerkenwertes Verhalten in der Radialgeschwindigkeit.**

**Im oberen Bild sehen wir ein Monitoring aus RV-Messungen des bekannten Be-Sternforschers Peter Harmanec - gekennzeichnet mit H2000 - kombiniert mit Messungen der ARAS-Spektroskopie-Gruppe**

**Die enorme RV-Änderung des H2000-Zeitraums führt natürlich zu der Frage über die zugrunde liegenden Ursachen.**

**Ein Vergleich zum Hα-EW-Verhalten des gleichen Zeitabschnittes im unteren Bild erscheint deshalb nicht uninteressant.**

**Darin ist eine EW-Abnahme um ca. 45% von ursprünglich 40- 45Å auf ca. 25 Å festzustellen.**

**Nun steht die Hα-EW als unmittelbarer Indikator für die gesamte Masse der Wasserstoffgasscheibe um den Primärstern, die zusammen mit dem sternnahen Heliumring (HeI 6678) entgegen dem Uhrzeigersinn um den Zentralstern rotieren.**

**3. Kepler-Gesetz: m1 \* a1= m2 \* a2**

**Ein Massenverlust der Scheibe von nahezu der Hälfte ihrer Ursprungsmasse würde in diesem Doppelsternsystem mit seinen Massen m1 für den Begleiter, und m2 für den Primärstern plus seiner Scheibe bedeuten, dass sich auch der Abstand a2 des Primärsterns plus Scheibe zum gemeinsamen Schwerpunkt ändert, was eine Änderung des (Radial)-Geschwindigkeitsvektors bis zum H2000-RV-Maximum bei ca. JD 2451500 zur Folge hätte.**

**Ab etwa JD 2451800 (in beiden Abb.) würde hingegen ein völlig anderer Zusammenhang zutreffen.**

**Ab diesem Zeitpunkt zeigt die EW nämlich eine stetige Zunahme, die zwar einem Wachstum der Scheibe entspricht, diese jedoch durch Massenverlust des Primärsterns bei ansonsten gleich bleibender Masse m2 gespeist wird, weshalb dieser Vorgang eben keine Änderung des Abstandes a2 zum gemeinsamen Schwerpunkt und somit auch keine Änderungen des (Radial)-Geschwindigkeitsvektors zur Folge hat.**

**Bedeutung von Hα-Profil-Beobachtungen am Beispiel des Be-Doppelsterns ζ Tauri**

**Bild 1**

**ζ Tau (HD 37202, 123 Tau, HR 1910) ist ebenfalls einer der helleren Be-Sterne am Nordhimmel (V = 2.7 - 3.2 mag) und inzwischen ein gut bekanntes und häufig beobachtetes Objekt, wobei v. a. Beobachtungen der Hα-Emissionslinie zurückreichen über viele Jahrzehnte.**

**Der Stern zeigt auf mehreren Zeitskalen deutliche Variabilitäten in seiner Helligkeit, in seinem Spektrum und in seiner Farbe. Außerdem ist ζ Tau auch als spektroskopischer Doppelstern bekannt mit einer orbitalen Periode von 133 Tagen.**

**Bild 2**

**Das Hα-Linienprofil zeigt normalerweise die beiden Emissionskomponenten getrennt durch einen sog. zentralen Absorptionskern.**

**In** **ζ 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.**

**Bild 3 (Animation starten)**

**Hervorgerufen durch eine radiale Störung bewegen sich die Gasatome auf exzentrischen Umlaufbahnen, wodurch eine einarmige Dichtewelle im gemeinsamen Periastron entsteht wobei dieses globale Muster stabil bleibt. In ζ Tau präzediert nun diese Dichtewelle innerhalb eines Zeitraumes von etwa 1500 Tagen um den Zentralstern.**

**Bild 4**

**Die Zeitreihe unseres bisherigen V/R-Monitorings der Hα-Emission ermöglicht zunächst einmal eine Periodenanalyse, die eine Periode von 1407 Tagen ergab.**

**Darüber hinaus ist in dem Monitoring eine signifikante Abnahme der Amplitude innerhalb des Zeitraums von April 1991 bis heute (~ 27 Jahre) zu beobachten, wobei sich die Frage nach den physikalischen Ursachen stellt, die zu dieser Abnahme führen.  
  
Im Allgemeinen repräsentiert die periodische Variation des V/R-Verhältnisses von ζ Tau lokale Dichteunterschiede in der präzessierenden Be-Stern-Scheibe.  
  
Vor diesem Hintergrund könnte man annehmen, dass die zuvor beobachteten Dichteunterschiede in der Scheibe innerhalb des anschließend beobachteten Zeitraums nahezu ausgeglichen sind.**

**Bild 5**

**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.**

**Bild 6**

**Da es sich hier um ein Doppelsternsystem handelt, wird durch die Gezeitenwirkung des Begleiters die Neigung der Scheibe und damit auch ihre Rotationsachse moduliert.**

**Dies kann sich in einer Nickbewegung oder durch eine Taumelbewegung der Scheibenachse manifestieren, wie die Untersuchungen von Schaefer et al. (2010) in dieser Abb. zeigen.**

**Animationen (fast & slow) starten**

**Wenn Pp die Präzessionsperiode, und Pb die Orbitalperiode ist, dann kann eine „Nickperiode“ angegeben in der Form:**

****

**Mit der bekannten Präzessionsperiode Pp von 1430 Tagen und der Orbitalperiode Pb von 133 Tagen, ist die „Nickperiode“ 73.3 Tage.**

**Diese Hypothese wird durch die Tatsache bekräftigt, dass in einer gemeinsamen Untersuchung von mir und Thomas Rivinius von der ESO (Chile) von Sept. 2000 bis März 2007 (JD 2451800 – 2453800) eine Periode von ca. 70d in der HeI6678-Absorptionslinie nachgewiesen werden konnte (Pollmann & Rivinius, 2008).**

**Bild 7**

**Während nun die Hα-Emissionslinie die Scheibe als Ganzes erfasst, spiegelt der von der zentralen Absorptionslinie (CA) erfasste Bereich die Struktur und Dynamik der Scheibe in der Sichtlinie des Beobachters wieder.  
  
In der Literatur wird angenommen (Schaefer et al. 2010), dass die CA durch unterschiedliche Winkel der Scheibenebene in Bezug auf die Sichtlinie des Beobachters als Folge der Scheibenpräzession um den Primärstern verursacht wird.  
  
Es ist auch bekannt, dass die Präzession der Scheibe von ihrer Größe (Radius) und ihrer Masse aufgrund von Gravitationseffekten abhängt (Katz et al. 1982, Larwood et al. 1996, Lubow & Ogilvie 2001).**

**Bild 8**

**Unser Monitoring der zentralen Absorption seit mehr als 7 Jahren (JD 2455500 bis JD 2458170) ermöglicht nun das Studium ihres Zeitverhaltens.  
  
Auf der Basis von mehr als 220 hoch aufgelösten Spektren der ARAS-Spektroskopie-Gruppe konnte nun die Variabilität des zentralen Absorptionkerns ausgewertet werden.**

**Im Gegensatz zu Escolano und Mitarbeitern (2015), die lediglich marginale CA-Variationen der Hüllenlinien fanden (~JD 2449000 - JD 2455000), umfasste die CA in unseren Untersuchungen den beträchtlichen Bereich von F/Fc von 0,28 bis 1,9.  
  
Selbstverständlich ergibt sich hier die Frage, welche Mechanismen für dieses periodische Verhalten verantwortlich sind.**

**Die periodische Neigung der Scheibe als Folge der Präzession könnte sich als Nickschwingung manifestieren und damit die CA-Variabilität beeinflussen.**

**Jedenfalls ergab die Periodenanalyse unserer Zeitreihendaten eine Periode von 442 Tagen.**

**Bild 9**

**Im Folgenden haben wir nun versucht herauszufinden, wie und ob sich die Scheibenmasse auf die Präzessionsperiode auswirkt.  
  
Die obere Abb. zeigt zunächst das Langzeitmonitoring der Hα-EW, als Zusammenarbeit von Amateuren mit der professionellen Astronomie.**

**Es zeigt während des rot eingerahmten Beobachtungszeitraums von etwa JD 2455500 bis JD 2458170 eine deutliche Verringerung der Hα-Emission, was einem Abbau der zirkumstellaren Scheibe gleichkommt.**

**Die Scheibenmasse erreichte ihr historisches Minimum bei JD 2456359.  
  
Der untere Plot zeigt die Scheibenmasse gegen die Zeit aus Untersuchungen von Tycner & Sigut. Der rote Rahmen zeigt, dass innerhalb dieses Zeitfensters das Minimum der Scheibenmasse mit dem EW-Minimum übereinstimmt.**

**Der Zufall wollte es, dass dieses Zeitfenster sehr gut übereinstimmt mit unserem Monitoring der zentralen Absorption CA, so dass wir unsere gefundene Periode von 442 Tagen direkt dem Minimum der Scheibenmasse zuordnen können.**

**Die höhere Scheibenmasse (oben links) entspricht dagegen einer Präzessionsperiode von (ca.) 1430 Tagen (Schaefer et al. 2010).  
  
Nun ist allgemein bekannt, dass die Präzession unter anderem eine Funktion der Masse ist, ein Zusammenhang, der sich auch in unseren Untersuchungen offensichtlich bestätigt.**

**Dennoch bleibt unklar, ob die von uns gefundene Hα CA-Periode von 442 Tagen als Folge der veränderten Präzessionsdauer und der veränderten Scheibenmasse verstanden werden kann, weshalb natürlich klar ist, dass wir unsere Untersuchung auch in den nächsten Jahren weiterführen werden.**