SPEKTRUM

Mitteilungsblatt
über

Astro-Spektroskopie für Amateure

Herausgeber:
Ernst Pollmann
Emil-Nolde-Str.12
51375 Leverkusen

Ausgabe Nr. 47 (01/2014)
ISSN: 1869-4454

Einzelheft als pdf-Datei: 2,00 €

Impressum
Das Mitteilungsblatt SPEKTRUM erscheint halbjährlich jeweils im April und Oktober in der alleinigen Herausgeberschaft von Ernst Pollmann, 51375 Leverkusen, Emil-Nolde-Straße 12.
Redaktionelle Bearbeitung: Roland Bücke, Ernst Pollmann
Für den Inhalt sind die Autoren selbst verantwortlich.

Kontakt
Ernst Pollmann
Emil Nolde Straße 12
51375 Leverkusen

eMail: ernst-pollmann@t-online.de
Telefon: 0214-91829

Achtung: geänderte Bankverbindung:
Konto Nr. 1010392019
Bankleitzahl: 37560092
Volksbank Rhein-Wupper eG, Leverkusen
IBAN: DE56375600921010392019
BIC: GENODED1RWL

Inhalt

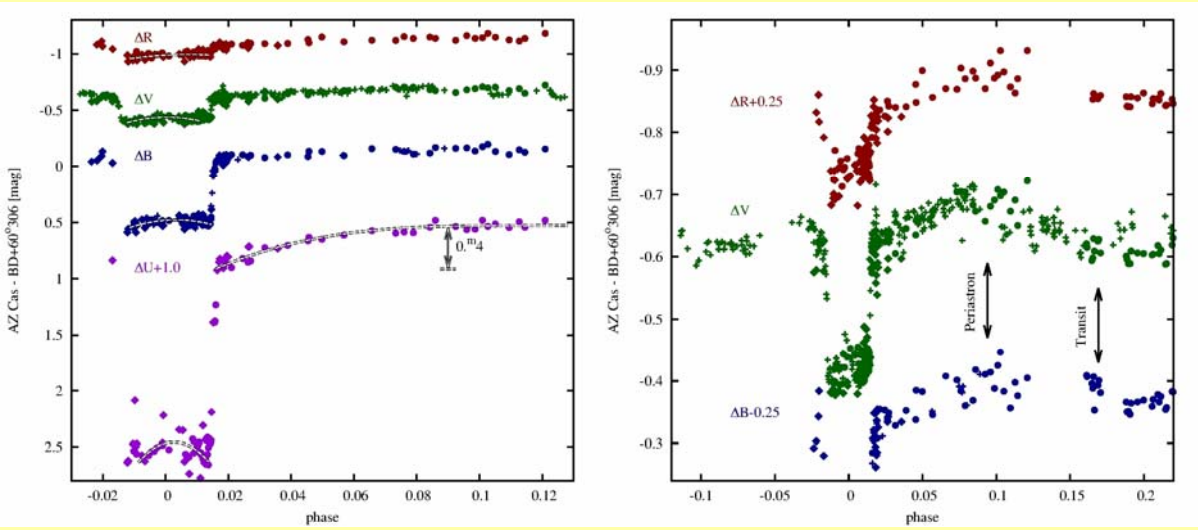
		Seite
C. Galan	AZ Cas campaign 2012-2014	1
A. Miroshnichneko	Möglichkeit der Zusammenarbeit zwischen Amateur- und Profiastronomen	4
S. Hess	Swan Banden im C5 Stern VY UMa	6
S. Hess	Das Spektrum des pulsationsveränderlichen Sterns δ Cephei	7
P. Schlatter, A. Ulrich	Der Natrium-Flash	8

AZ Cas campaign 2012-2014

(von Cezary.Galan@astri.uni.torun.pl)

Today, despite the great advances in the development of observational techniques and numerous massive photometric surveys, astronomers do not know too many of eclipsing binaries which contain giant or supergiant stars. We know a several dozens of such systems and just barely few of them are fairly well studied. AZ Cas with its orbital period 9.3 yr fall into group in which the eclipses are caused by supergiants with diameters as large as hundreds of solar radii and the decade may already to be the most convenient unit in these cases to measure of orbital period lengths. Eclipses are rare in these systems but when they occur they are very long, that last for months or even years. Good example could be VV Cep system (Porb ≈ 20.3 yr) in which duration of eclipses is nearly 2 years. The most recent eclipse in this system, in 1997, was delayed by about 1% of the orbital period relative to predictions (Graczyk et al. 1999). VV Cep is prototype for the group of variables consisting of late type supergiant (M or K) and early, hot dwarf (B or even O) in which spectra strong Balmer and [Fe] emission lines are present (Cowley 1969). AZ Cas belongs to this group. Among dozens of known VV Cep type binaries, only these two show eclipses. The next eclipse in AZ Cas system is about to come shortly. Photometrically in visible domain of radiation we can observe them from the end of November 2012 to the beginning of March 2013.

Spectroscopic study by Cowley et al. (1977) provide estimates of mass of the AZ Cas system that is very high, close to 30 M□ in total, and its mass ratio may be about 1.4. The more massive component of the system is a supergiant of late K or early M spectral type (Teff ~4000 K), which linear diameter may reach up to 1000 R□. Its companion is a hot B star (Teff ~21000 K) with a diameter several tens of times smaller (D ~30 R□). Its total amount of emitted radiation equals to those of supergiant and exceeds it many times in the ultraviolet. Due to great differences in sizes and surface brightness of the components, photometrically only the primary eclipses can be observed, when the hot component is obscured. The depth of the eclipses in particular bands differ strongly: reaches up to 2.m1 in U and decreases rapidly towards the red reaching only ~0.m23 in V.



Left: UBVR light curves obtained with 60 cm telescope at Piwnice Observatory during and after the last eclipse of AZ Cas are shown together with data obtained during previous eclipses: Suhora and Kraków measurements (Mikolajewski et al. 2004) (diamonds) and older Larsson-Leander (1960) and Tempesti (1980) data (croses). The convex bottom and the long atmospheric eclipse are highlighted with dashed lines.

Right: An expanded view of BVR light curves of AZ Cas during the eclipse, periastron passage and transit. Maximum due to ellipsoidal effect is clearly visible around periastron.

The most interesting light changes appear during and close to the eclipses. In the BV(RI)C photometric bands a gradual increase in the brightness of the system happens, reaching a maximum around phase 0.09, and then follows a relatively rapid decline. This is best seen in the V light curve (richest and accurate photometric data) where we can see the brightness drift starting already a bit before phase -0.05 (about half a year before photometric eclipse) and the eclipse appears to be imposed on this. The totality phase in whole observed range have a convex bottom with an increasing maximum towards the shorter wavelengths.

A slow increase in brightness by about 0.m4 over about 7-8 months after the egres in U band has been observed, for the first time after the eclipse in 2003 with 60 cm Cassegrain Telescope at Piwnice Observatory. The unusual photometric behavior is caused by the specificity of the orbit and the characteristics of the components. The orbit is highly eccentric (e = 0.55) and has a very special (close to zero) value of periastron longitude (ω=4°) (Cowley et al. 1977), so that the phase of occultation (primary eclipse) and transit are very close to the periastron.

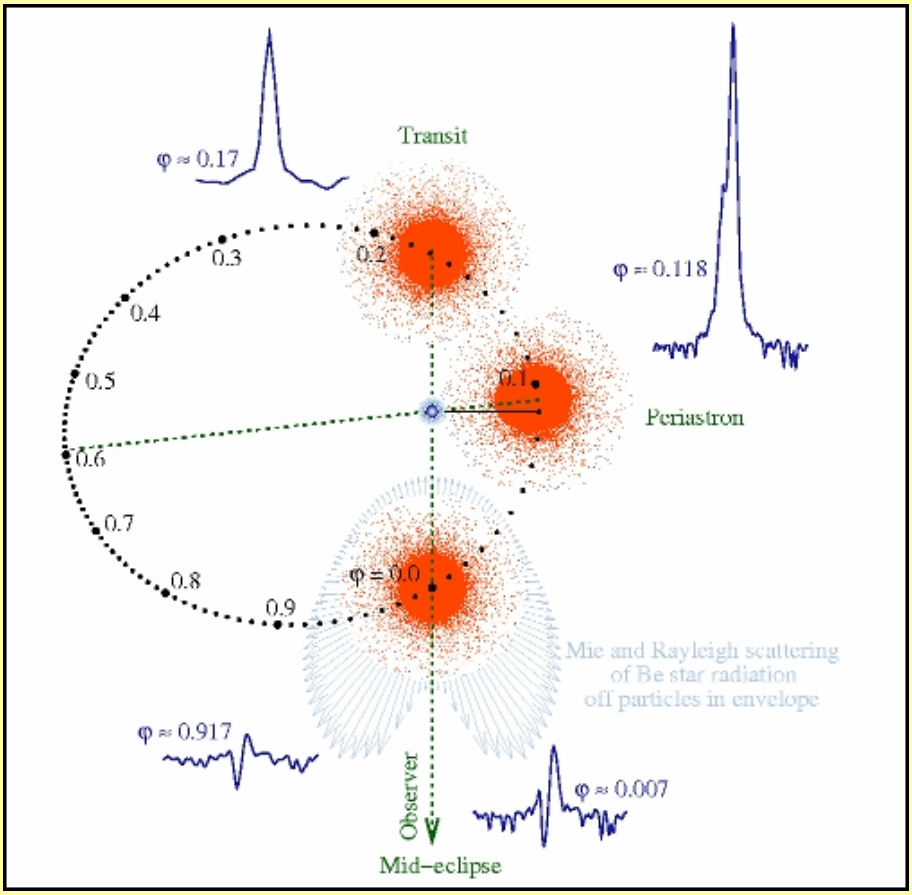


Fig. 2: Supergiant with its extended envelope on the orbit around the B star.

Supergiant with its extended envelope on the orbit around the B star. At the mid-eclipse position the scattering effect of the B star radiation off particles in the envelope is shown with blue arrows. During the periastron phase the supergiant is strongly distorted from the spherical symmetry as a result of ellipsoidal effect. The changes in the Hα profile (FWZI 13Å) observed in the selected spectra obtained at Rozhen, Asiago, Piwnice and Terskol observatories at orbital phases: 0.007, 0.118, 0.17 and 0.917, respectively are shown.

The supergiant has a realy huge diameter and furthermore it is surrounded by a very extended gaseous envelope formed as a result of an efficient mass loss. When the components approach each other during the periastron passage then the equipotential sur-

face is shrinking and the tidal forces lead to great deformation of the supergiant from the spherical symmetry. This phenomenon is responsible for the increase in brightness with maximum around the periastron. The maximum observed during the totality phase, seen as a convex bottom, could indicate the appearance of some additional, third light in the system. The increasing amplitude of this phenomenon towards the short wavelengths suggests that scattering effect could be responsible for that. In AZ Cas we observe probably for the first time such a strong scattering of the bright B stars radiation off particles in the extended envelope.

More detailed studies of the brightening in the bottom shows that its maximum is shifted somewhat towards the end of the eclipse in agreement with the change in brightness profile generated by orbiting scattering particles (Galan 2009). The effect connected with scattering is strong during the occultation, while it seems absent or very weak during the transit, which suggests that the Mie scattering dominates on particles of significant size in proportion to the wavelength of radiation. Additional support for the scattering nature of the phenomenon is the behavior of the color changes during the eclipses. The supergiant is significantly less reddened during the eclipse than its companion what indicates the existence of radiation excess in the short wavelengths (Galan et al. 2011).

The envelope causing the scattering can be responsible for the brightness increase observed after the egress in the U band. We interpret this as a result of absorption by the envelope (extensive atmosphere) of the supergiant (Galan et al. 2011) - a phenomenon analogous to that occuring in ζ Aurigae type eclipsing binaries - a class related to the VV Cep stars. If the proposed interpretation is correct, we should expect a similar "wing" caused by absorption which precedes the eclipse, and it should start in a short time. The last spectrum obtained in April 2012 at phase 0.917 shows a strong absorption component in the Hα line profile. This could indicate that the spectroscopic eclipse is already in progress.

An opportunity to observe and study in details the phenomena in AZ Cas system happens once in every 10 years. To exploit this opportunity, a dense coverage with photometric and spectroscopic observations is needed. The long time scales of changes in AZ Cas - the whole phenomenon will take more than 2 years - demands the involvement of a large number of observatories at different locations to reduce the dependency on the weather conditions and guarantee success during the important phases of the eclipse, which will be relatively short (e.g. ingress and egress). In addition an engagement of a large number of instruments in the observations should increase the accuracy of the obtained light curves.

This is very important when some changes have an amplitude as small as few hundredths of a magnitude. To achieve these goals we would like organize an international campaign for observations of the 2012/13 AZ Cas eclipse similar to the very fruitful observational campaigns for another, unique eclipsing binary EE Cep (Galan et al. 2012, Galan et al. 2010, Mikolajewski et al. 2005a & 2005b) or the finished quite recently, great campaign on the 2009-2011 eclipse in famous ε Aur system which was organized and lead by J. Hopkins & R. Stencel.

We invite to participate both professional and amateur astronomers around the world. Multicolor photometry is especially desirable obtained in bands close to the standard Johnson or Johnson-Cousins UBV(RI)C and spectra with low and high resolution covering the whole wavelength ranges from UV to IR. Nevertheless, photometric observations obtained with photographic filters RGB (owned by many amateurs) could also be very valuable. Although they differ from the standard Johnson BVR filters, it is possible to transform them to standard bands. Unfiltered CCD observations should be useful as well for timing purposes, i.e. to determine the precise moments of minimum. However, because of the strong supergiant domination in the infrared, it will be better to use at least an UV -IR blocking filter.

Möglichkeit der Zusammenarbeit zwischen Amateur- und Profiastronomen

von Dr. Anatoly Miroshnichenko
University of North Carolina at Greensboro, USA

Der Ästhetik des sternklaren, nächtlichen Himmels sind besonders die Amateurastronomen erlegen. Ihre besonders tiefe Zuwendung zum gestirnten Himmel manifestiert sich u. a. in der Beobachtung unterschiedlichster Objekte sowohl innerhalb des Sonnensystems wie etwa Monde und Planeten, Kometen, Asteroiden usw., wie auch darüber hinaus im Bereich der Veränderlichen Sterne. Interessanterweise sind in den letzten 15-20 Jahren die Amateuraktivitäten auch auf die spektroskopische Beobachtung solcher Objekte ausgedehnt worden.

Damit ist ein ganz wichtiger Fortschritt erzielt worden, weil die Sternspektroskopie in der professionellen Astronomie besonders bei hellen Sternen, die mit kleinen Amateurteleskopen erreichbar sind, keine besonders keine hohe Priorität besitzt. Gleichwohl gibt es viele interessante Probleme in Bezug auf helle Sterne, die mit Hilfe der Spektroskopie geklärt werden können. Diese beinhalten die Bestimmung und Verbesserung der physikalischen Parameter von Einzelsternen, Studien zu spektroskopischen Doppel- und Bedeckungssternsystemen und Langzeitüberwachungen von Emissionsliniensternen. Ein vielversprechendes Feld für Gemeinschaftsprojekte zwischen Amateur- und Profiastronomen sind die Be-Sterne.

Be-Sterne, die größte Gruppe der Emissionsliniensterne, sind seit rund 140 Jahren bekannt [1]. Der einzige je publizierte Katalog von Be-Sternen enthält 1159 Objekte [2]. Mehr als 400 sind heller als 8 mag und können damit von Amateuren erreicht werden. Ein großer Teil dieser Sterne ist noch nicht detailliert untersucht, die Begründung dafür, dass die Ursache des Be-Phänomens noch immer ungeklärt ist. Dies erlaubt nun dem Amateur, durch spektroskopische Studien einen erheblichen Beitrag zur professionellen Astronomie zu leisten.

Dr. Anatoly Miroshnichenko und der Herausgeber im Juli 2012 auf der Insel Hvar (Kroatien). Anlässlich des 50 jährigen Bestehens des Observatoriums der Insel, wurde dort eine internationale Konferenz von der Universität Zagreb veranstaltet.

Die folgenden speziellen Projekte erscheinen aus Sicht der professionellen Astronomie als sehr wichtig.

1) Überwachung von spektralen Langzeitveränderungen, die zur Entdeckung des Übergangs vom Be- zum normalen B-Stern führen. Solche Übergänge können bis zu Jahren andauern und erlauben das Studium der Auflösung der zirkumstellaren Scheiben, ein Phänomen, welches erst anhand einer handvoll von Objekten untersucht ist. Diese Untersuchung kann mit einer spektralen Auflösung von R < 5000-10000 erfolgen.

2) Überwachung von Linienprofiländerungen - besonders der Ha-Linie, die stärkste Linie im optischen Spektralbereich mit Auflösungen von R > 10000. Dabei werden die Kinematik der Scheiben, die Eigenschaften des Massenverlustes des Sterns und die Suche nach regelmäßigen Radialgeschwindigkeitsvariationen untersucht. Bei Letztgenannten ist die Feststellung der Anzahl von Doppelsternsystemen von außerordentlichem Interesse.

Doppelsternsysteme erscheinen vielversprechend für die Erklärung der hohen Rotationsraten bei gleichzeitig vorhandener Scheibe zu sein. Bisher sind nur 25% der hellsten 250 Be-Sterne als Doppelsternsysteme identifiziert. Diese Quote unterschätzt möglicherweise die tatsächliche Anzahl, da regelmäßige Beobachtungen fehlen. Die größten Chancen als Doppelsternsysteme erkannt zu werden, haben solche Be-Sterne, die starke Emissionslinien und komplexe Linienprofile (Dreifach-Peaks oder breite Einzel-Peaks) besitzen.

Vor allem auf dem Gebiet der Be-Stern-Spektrokopie sind inzwischen eine ganze Reihe von Kooperationsprojekten zwischen der Amateur- und Profiastronomie in Gang gesetzt worden. Populärstes Beispiel wäre etwa die Beobachtung des Be-Doppelsternsystems delta Scorpii. Die Beobachtungskooperation an diesem Objekt führte bisher zu weit über 500 Spektren und einer gemeinsamen Veröffentlichung im Fachjournal "Astronomy and Astrophysics" [3].

Ähnliche Gemeinschaftsprojekte haben ihren Schwerpunkt auf anderen hellen Be-Sternen wie pi Aquarii, zeta Tau (ein Doppelstern mit bisher unentdecktem zweiten Begleiter) und gamma Gas (seit kurzem als Doppelsternsystem erkannt, zeigt langsame Variation seines Emissionsspektrums). Eine Erweiterung der Objektliste dieser Programme wird ganz klar helfen, das Be-Stern-Puzzle aufzulösen und die Gemeinschaft zwischen Amateuren und Profis zu verbessern.

Literatur:

[1] Secchi, A., 1867, Astronomical Register, 5, 18

[2] Jaschek, C., & Egret, D., 1982, Proc. IAU Symp. 98, 261

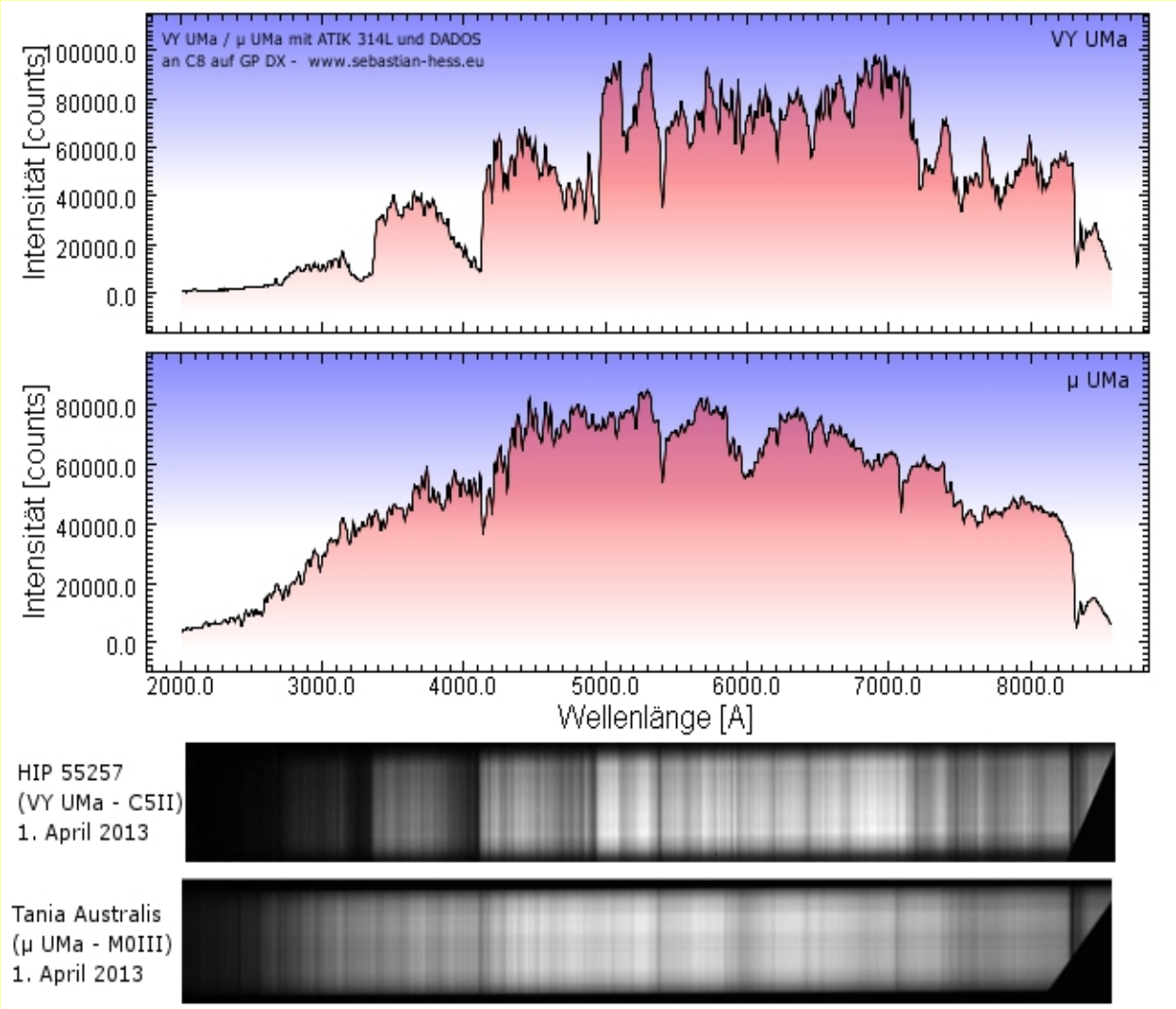
[3] Miroshnichenko, A.S., Bjorkman, K.S., Morrison, N.D., Wisniewski, J.P., Manset, N., Levato, H., Grosso, M., Pollmann, E., Buil, C., & Knauth, D. C. 2003, A&A, 408, 305

Swan Banden im C5 Stern VY UMa

von Sebastian Hess, Darmstadt

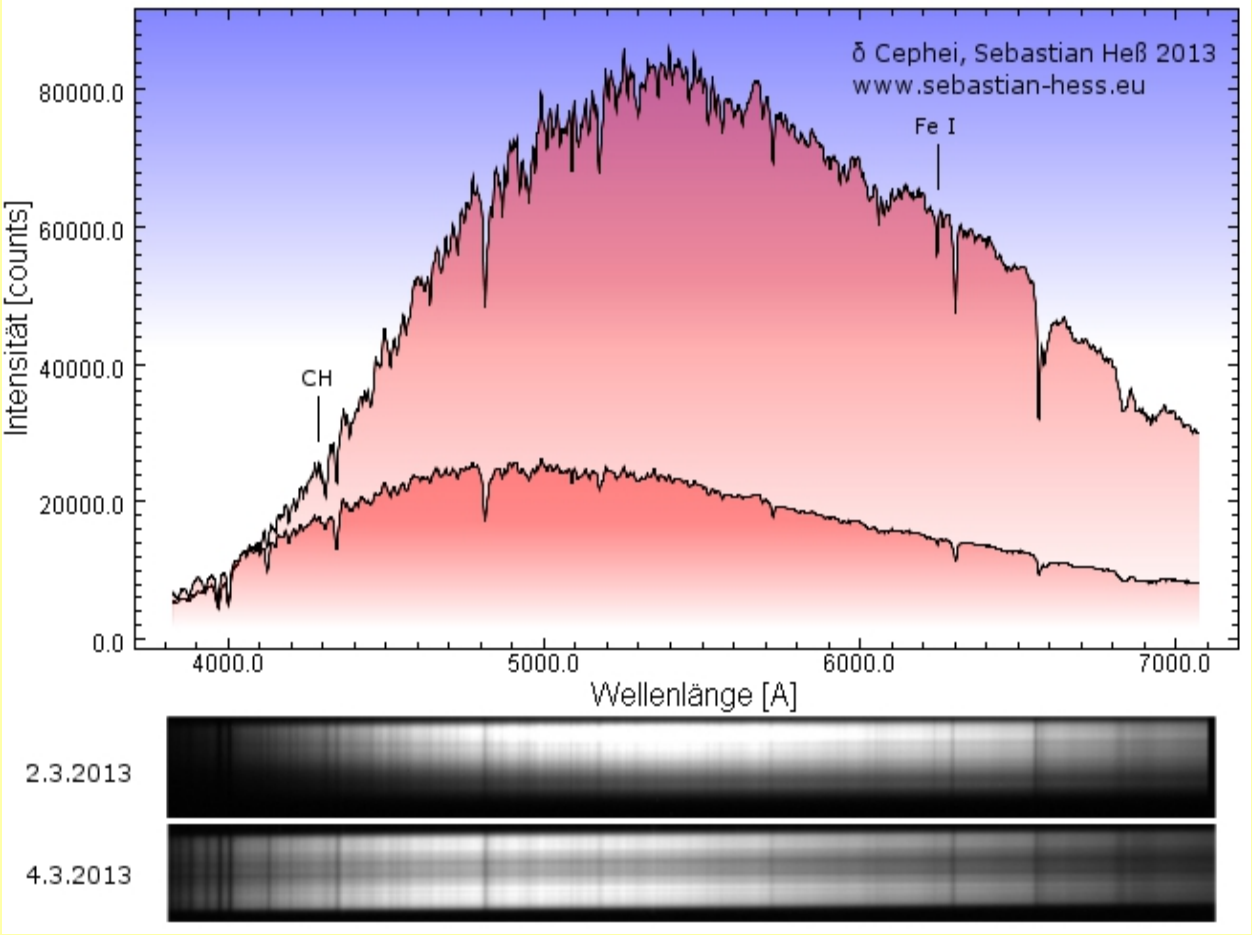
Typisches Merkmal der Kohlenstoffsterne ist, dass sie mehr Kohlenstoff als Sauerstoff besitzen. Die sogenannten „Swan Banden" im Stern VY UMa der Spektralklasse C5, der als Kohlenstoffstern zu den rötesten Sternen am nördlichen Himmel gehört, sind das markanteste spektrale Merkmal dieses Sterns . "Normale" Sterne werden aus diesem Grund auch gerne als "Sauerstoffsterne" bezeichnet.

Wie im unten abgebildeten Spektrum von VY UMa schön zu erkennen ist, handelt es sich bei den Swan-Banden um Absorptionslinien der sich bei niedrigen Temperaturen in der Sternatmosphäre bildenden C2 und CH Moleküle, die besonders das blaue Licht absorbieren. Somit erscheint der Stern noch viel roter als aufgrund seiner Spektralklassifikation angemessen wäre. Dies zeigt auch der direkte spektrale Vergleich mit dem ebenfalls im großen Bären befindlichen M-Stern μ UMa in der unteren Abbildung. Die Swan Banden sind uns übrigens im täglichen Leben aus der blauen Flammenfärbung, von Gasbrennern bekannt. Hier allerdings in Form von leuchtenden Emissionslinien.



Das Spektrum des pulsationsveränderlichen Sterns δ Cephei

von Sebastian Hess, Darmstadt)



Wie bei allen Pulsationsveränderlichen verändert sich die Sternoberfläche zusammen mit dem Volumen des Sterns aufgrund des instabilen Zusammenspiels zwischen Gravitation und Strahlungsdruck. Ist der Stern komprimiert, absorbiert die dichtere Materie die im Inneren des Sterns erzeugte Strahlung effizienter. Die aufgrund dieses Strahlungsdrucks entstehende Expansion führt jedoch wieder zu einer Verringerung des Absorbtionskoeffizienten, so dass die Gravitation schließlich wieder überwiegt und den Stern erneut komprimiert.

Die prominentesten Linien sind bei Sternen der F und G Klassen die Wasserstoff-Balmerlinien, das Natrium-Dublett, sowie die Kalzium-Doppellinie im blauen Bereich bei ~4740 Angstrom (von den ganz rechts tief im Roten befindlichen tellurischen Linien abgesehen). Bei den niedrigeren Temperaturen kommt CH (links markiert) und FeI hinzu. Außerdem verschiebt sich das Maximum bei der niedrigeren Temperatur nach rechts in Rote. Die Gesamtintensität trifft hingegen keine Aussage, sondern entsteht lediglich durch die unterschiedlichen Belichtungszeiten.

Der „Natrium-Flash"

Peter Schlatter und Andreas Ulrich

1. Das Phänomen

Dass die Atmosphäre der Erde astronomische Beobachtungen beeinflusst ist offensichtlich. Lichtbrechung und Absorption modifizieren den Ort und das Spektrum astronomischer Objekte. Meist wird jedoch nicht gleich bedacht, dass die Atmosphäre selbst leuchten kann. Blitze und Polarlicht [1] und ihr jeweiliger Lichterzeugungsmechanismus sind noch gut bekannt. Am Tage und bis tief in die Dämmerung weist der blaue Himmel auf Sonnenlicht hin, das in der Atmosphäre gestreut wird. Dass hochenergetische kosmische Strahlung tief in die Atmosphäre eindringt und diese in charakteristischer Weise in kurzen Pulsen zum Leuchten anregt, wurde in dieser Zeitschrift bereits diskutiert [2]. Neben der Anregung der Atmosphäre durch Teilchen oder Gammastrahlung gibt es jedoch auch noch eine Fluoreszenzanregung, die in der Dämmerung mit relativ einfachen Mitteln beobachtet werden kann: Der so genannte „Natrium-Flash". Von dieser Erscheinung soll hier berichtet werden.

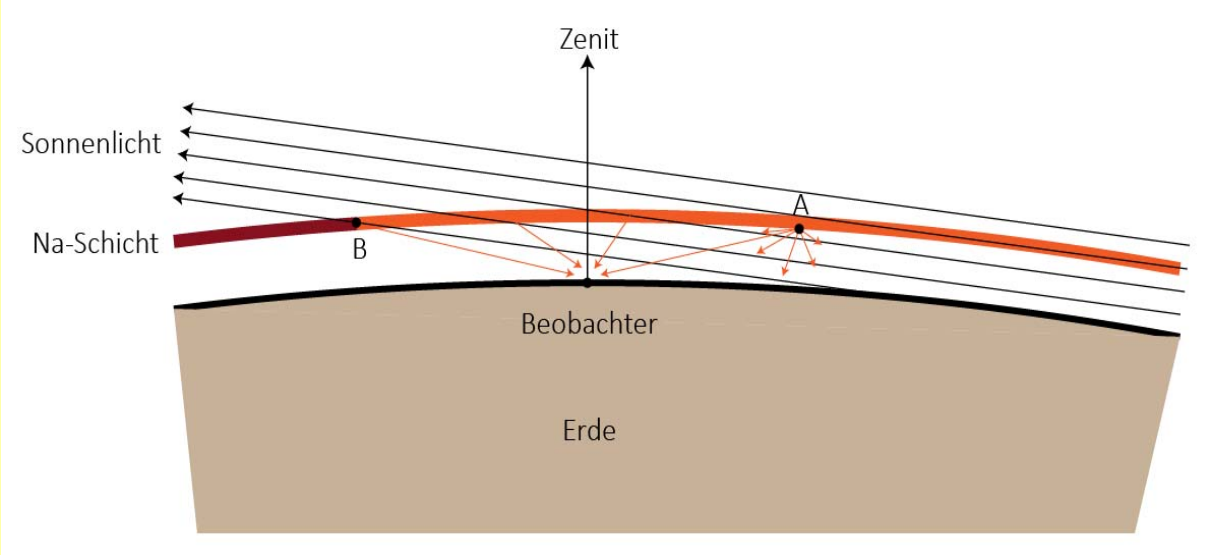


Abbildung 1: Das Licht der untergehenden (oder aufgehenden) Sonne regt die Natriumschicht der Atmosphäre (hier orange dargestellt) zur Emission von Resonanzlicht an (A). Bei der Beobachtung vom Boden aus ist der Effekt bis in Richtung zum Punkt B zu beobachten. Bei der gezeigten Situation (Sonne 7 Grad unter dem Horizont) ist das Streulicht der Sonne schon so schwach, dass das Resonanzleuchten der Atmosphäre das Spektrum des gestreuten Sonnenlichtes überstrahlt (siehe Spektren in den Abbildungen unten).

In der oberen Atmosphäre, in einer Höhe von ca. 80 bis 100 km, befinden sich neben dem atomaren Sauerstoff und Stickstoff, der beim Polarlicht leuchtet, auch Natrium, ebenfalls in atomarer Form. Seit den Arbeiten von Joseph von Fraunhofer, sowie Kirchhoff und Bunsen ist die Natrium-D-Linie wohlbekannt. Das „D" hat Fraunhofer selbst eingeführt [3], als er die stärkeren Fraunhoferlinien vom Roten zum Blauen hin klassifiziert hat. Bei der Na-D Linie handelt es sich eigentlich um zwei so genannte Resonanzlinien von Natrium. Dies sind Spektrallinien, die beim Übergang der Atome zwischen dem energetischen Grundzustand und den ersten angeregten Niveaus absorbiert bzw. emittiert werden. Die Zuordnung der Linien ist wie folgt (NIST Data base: http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html, sowie Referenz [4]):

Natrium D_1: 589,5924237 nm, $A_{ki}=6.14\times10^7\ s^{-1}$, $2p^6 3s\ {}^2S_{1/2}$ unten, $2p^6 3p\ {}^2P^o_{1/2}$ oben

Natrium D_2: 588,9950954 nm, $A_{ki}=6.16\times10^7\ s^{-1}$, $2p^6 3s\ {}^2S_{1/2}$ unten, $2p^6 3p\ {}^2P^o_{3/2}$ oben.

Diese optischen Übergänge werden durch das Sonnenlicht angeregt und erzeugen ein Fluoreszenzlicht. Mit einfachen Mitteln kann dieses recht schwache Leuchten allerdings nur in der Dämmerung beobachtet werden, wenn die Sonne am Beobachtungsort zwar noch die hoch liegende Natriumschicht beleuchtet, das Streulicht der tieferen Atmosphäre aber schon sehr schwach geworden ist. Die geometrischen Verhältnisse sind in der schematischen Skizze in Abbildung 1 dargestellt. Dabei ist der Sonnenstand, bei dem der Effekt auftritt, realistisch dargestellt (Sonne 7 Grad unter dem Horizont). Es ist zudem zu bedenken, dass es sich, wie gesagt, um Resonanzanregung handelt.

Das heißt, dass nur Sonnenlicht im Bereich der Natriumlinien diese anregt. Das Natrium in der Sonnenatmosphäre führt aber dazu, dass bei diesen Wellenlängen starke Fraunhoferlinien liegen, die Sonne dort also weniger Licht aussendet als im spektral benachbarten Kontinuum. Dies führt bei der Beobachtung mit hinreichender spektraler Auflösung zu interessanten Linienformen, die weiter unten diskutiert werden. Dass die Anregung trotzdem überhaupt stattfindet liegt daran, dass das Sonnenlicht im Bereich der Fraunhoferlinien nicht ganz ausgelöscht, sondern nur in der Intensität reduziert ist, ähnlich wie im Räumlichen die Sonnenflecken nicht vollständig dunkel sind.

Abbildung 2: Experimenteller Aufbau zur Beobachtung des Natrium-Flashs mit dem Dados Spektrometer. Das Spektrometer ist das Objekt, das aus zwei weißen Würfeln besteht und an einem Fotostativ befestigt ist. Das Licht tritt von oben senkrecht ein. Die drei Spalte des Spektrometers werden auf die Atik CCD Kamera (dunkelrot, links) abgebildet. Die Daten werden über eine USB Schnittstelle in einen Rechner eingelesen (rechts). Das Okular zur Ausrichtung des Spektrometers (rechts über dem Rechner) ist abgedeckt, um den Eintritt von Umgebungslicht zu vermeiden.

Die Resonanzfluoreszenz der Natriumschicht hat mittlerweile in der Astronomie eine große praktische Bedeutung gewonnen, da sie dazu verendet wird, künstliche Leitsterne für die adaptive Optik von Teleskopen zu erzeugen [5]. Dazu wird ein Laserstrahl, der auf eine der Resonanzlinien abgestimmt ist, in diese Schicht fokussiert. Das so erzeugte Resonanzlicht dient dann als Leitstern. Details des Phänomens sind zum Teil sehr interessant, sollen hier aber nicht weiter diskutiert werden.

So ist zum Beispiel zu bedenken, dass das Spektrum des anregenden Sonnenlichtes durch die Rayleigh-Streuung in Abhängigkeit von der Wegstrecke, das es durch die Atmosphäre bis zur Natriumschicht zurücklegt, modifiziert wird. Interessant ist noch, dass das Natrium nicht etwa von der Erdoberfläche aus, zum Beispiel vom Natriumchlorid in den Weltmeeren, in die Hochatmosphäre gelangt. Es stammt vielmehr von Meteoren, die

in dieser Höhe bei der Abbremsung verdampfen und das Natrium in der Na-D Schicht nachliefern.

2. Die Beobachtung

Die spektroskopische Beobachtung des Na-Flashs ist relativ einfach. Es muss lediglich ein Spektrometer geeigneter spektraler Auflösung ohne Nachführung zum Beispiel vertikal auf den Himmel gerichtet werden. Es sollte mit einem empfindlichen Detektor ausgerüstet sein. Ein Teleskop oder eine anders geartete Sammellinse ist nicht unbedingt notwendig. Anders als bei anderen Himmelsobjekten ist Licht des Na-Flashs eine vollständig flächenhafte Lichtquelle am Himmel.

Das endliche Öffnungsverhältnis des Spektrometers erfasst davon einen Anteil aus einem Himmelsausschnitt, der durch dieses Öffnungsverhältnis bestimmt ist. Eine Lichtsammeloptik bietet zwar dem von der Na-Schicht ausgesandten Licht eine größere Fläche dar und leitet dieses Licht in den Spalt des Spektrometers. Man kann sich aber rechnerisch davon überzeugen, dass dadurch der beobachtete Himmelsausschnitt so eingeengt wird, dass das Signal am Detektor gleich groß ist wie ohne Optik. Dies gilt natürlich nur so lange die Flächenhelligkeit am Himmel für den Vergleich als homogen angenommen werden kann.

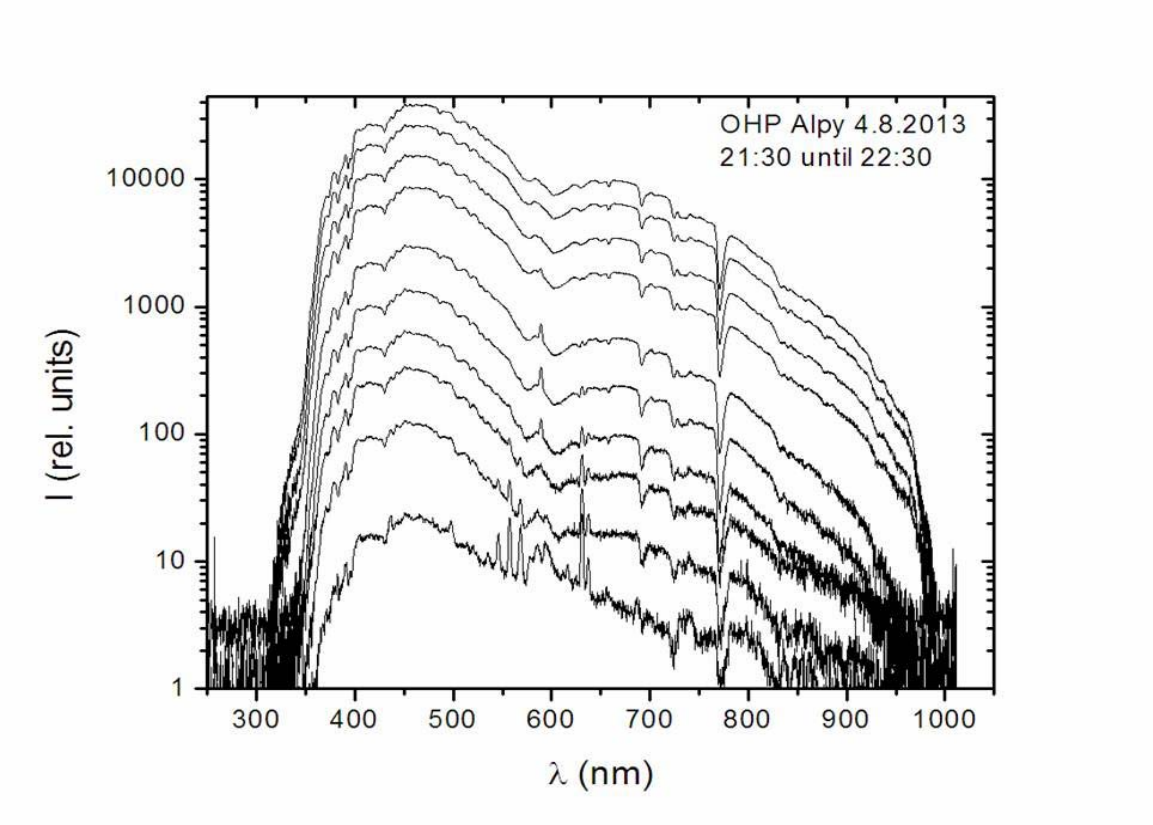


Abbildung 3: Die Spektren, die mit niedriger Auflösung aufgenommen wurden, zeigen den gesamten Spektralbereich vom nahem Ultraviolett bis zum nahem Infrarot. Die 10 Spektren wurden in der Zeit von ca. 21:30 bis 22:30 MESZ aufgenommen (von oben nach unten). Die Belichtungszeit wurde dabei von 90 sec auf bis zu 1200 sec verlängert, um die schwindende Lichtstärke zu kompensieren. Der Natrium-Flash ist rot markiert.

Die im nächsten Abschnitt vorgestellten Daten haben die Autoren im Sommer 2013 anlässlich eines Treffens von Amateur-Astro-Spektroskopikern am Observatoire de Haute Provence (OHP) in Südfrankreich aufgenommen. Als Spektrometer dienten ein „Alpy" von der Firma Sheliak und ein „Dados" der Fa. Baader Planetarium[1]. Als Detektor diente in beiden Fällen ein CCD Detektor vom Typ Atik 8 KAF 8300 Monochrom. Weitere, hoch

aufgelöste Beobachtungen wurden von einem der Autoren (PS) am 15. August 2013 in Wohlen b. Bern mit einem Lhires Spektrometer und einem CCD-Detektor des Typs QSI 516 durchgeführt.

Der Aufbau mit dem Dados Spektrometer ist in Abbildung 2 gezeigt. Dieses Foto zeigt das Spektrometer, das so an einem Stativ montiert ist, dass Licht von der Zenitregion in das Spektrometer eintritt. Das Okular für die Nachführung ist abgedeckt, um das Eintreten von Fremdlicht zu vermeiden. Die Atik-Kamera (dunkelrot) ist links im Bild zu sehen. Die zweidimensionalen Bilder, welche die Kamera liefert, wurden mit dem Programm „ImageJ" in Spektren verwandelt, bei denen die relative Intensität in Abhängigkeit von der Wellenlänge aufgetragen ist. Die Intensitätsskala wurde hierbei nicht kalibriert.

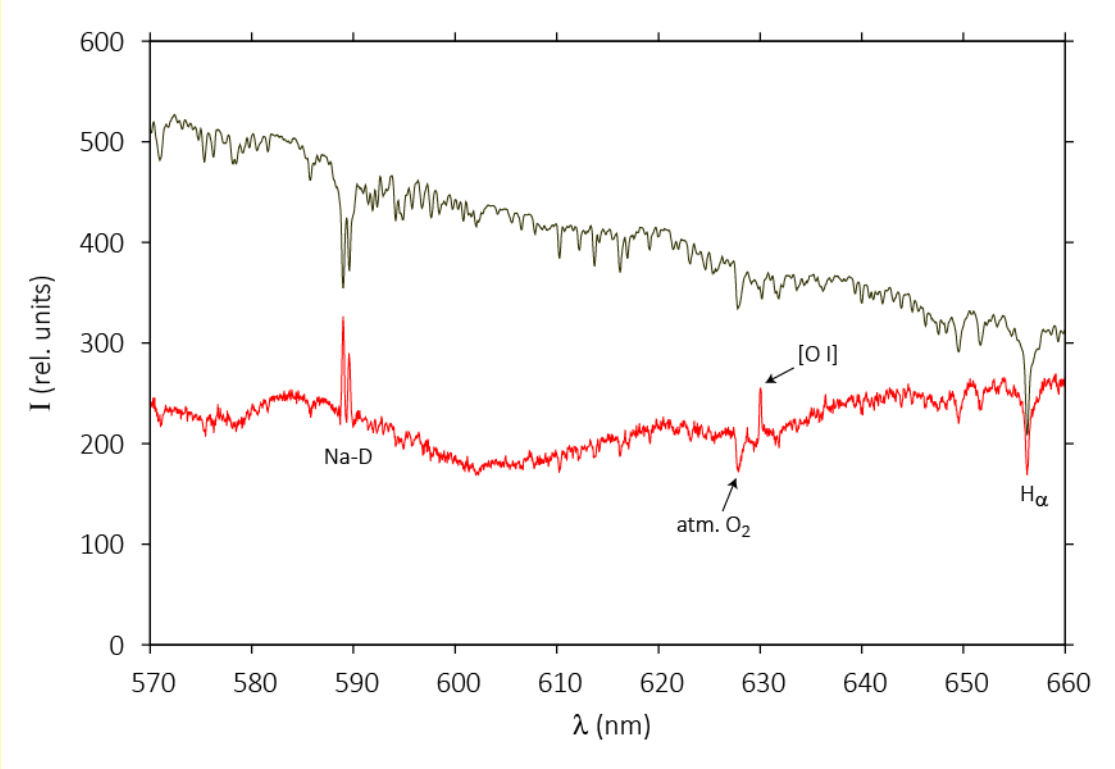


Abbildung 4: Die hier gezeigten Spektren wurden mit dem Dados Spektrometer aufgenommen. Das obere, frühe Spektrum zeigt das Streulicht der Sonnenstrahlung mit den Fraunhoferlinien. Die beiden Natrium-D-Linien sind aufgelöst. Beim späten Spektrum, unten, ist der Natrium-Flash deutlich zu erkennen. Es deutet sich an, dass die Linien schmaler sind als die Fraunhofer–Na-D-Linien. Als weitere Emissionslinie erscheint die Auroralinie des Sauerstoffs (OI). Zudem sind die Fraunhoferlinie des Wasserstoffs (Hα) und eine molekulare Absorptionslinie der Atmosphäre zu erkennen (O_2).

3. Ergebnisse: Spektren zum Natrium-Flash

Die Abbildung 3 zeigt Daten, die mit dem relativ niedrig auflösenden Spektrometer „Alpy" aufgenommen wurden. Die in dieser Abbildung gezeigte Serie von Spektren wurde am 4.8.2013 am OHP in der Zeit von ca. 21:30 bis 22:30 MESZ aufgenommen. Die frühen Spektren haben die hohe Intensität. Der spektrale Verlauf der Intensität repräsentiert zunächst das Sonnenlicht, das in der Atmosphäre gestreut wird. Damit zeigen sich die Fraunhoferlinien, wie z.B. H und K bei ca. 400 nm, sowie die starken Absorptionslinien, die durch Wasserdampf in der Atmosphäre hervorgerufen und ebenfalls den Fraunhoferlinien zugerechnet werden [3].

Selbst ohne eine Intensitätskalibrierung ist der starke Blauanteil in Folge der Rayleigh-Streuung des Sonnenlichtes ersichtlich. Der Natrium-Flash bei etwa 590 nm (siehe oben) deutet sich schon beim vierten Spektrum der Serie an und ist bis zum siebenten Spekt-

rum zu beobachten. In den späten Spektren treten weitere Emissionslinien auf, auf die wir hier aber nicht weiter eingehen möchten.

Mit dem Dados Spektrometer wird die Na-D-Linie in ihre zwei Komponenten aufgelöst. Die beiden Spektren in Abbildung 4 zeigen einen Wellelängenausschnitt des Himmelslichtes von 570 bis 660 nm. Das untere Spektrum wurde bei einer Sonnenhöhe von -7 Grad aufgenommen. Es wird ersichtlich, dass sich mit fortschreitender Dämmerung der Verlauf der Kontinuumsstrahlung signifikant ändert und der Natrium-Flash ganz deutlich auftritt. Es deutet sich auch an, dass die Emissionslinien schmaler sind als die Na-D-Linien im Sonnenspektrum. Im gezeigten Wellenlängenintervall ist noch der Flash einer Sauerstofflinie (OI) erkennbar.

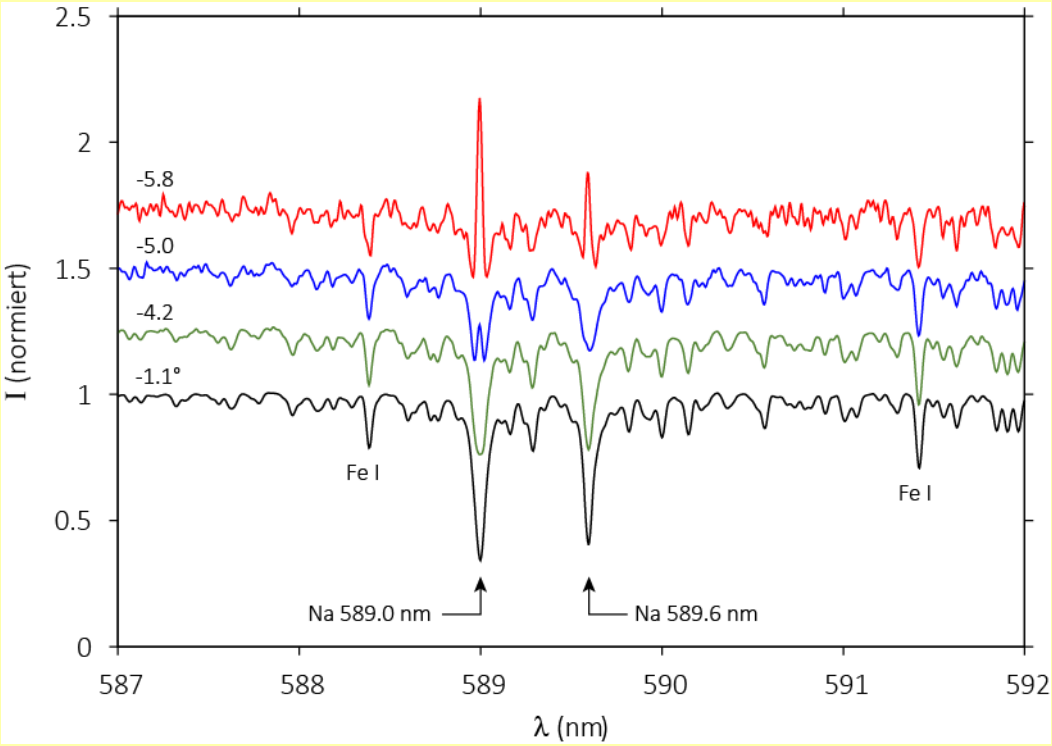


Abbildung 5: Die vier Spektren wurden mit dem Lhires Spektrometer mit hoher Auflösung aufgenommen. Das frühe Spektrum (unten) zeigt eine Vielzahl von Fraunhoferlinien in einem 5 nm breiten Wellenlängenbereich um die beiden Na-D-Linien, so auch zwischen den gut aufgelösten D-Linien. Bei den späteren Spektren (weiter oben) ist zu sehen, wie die Resonanzfluoreszenz mit einer geringeren Linienbreite als die Fraunhoferlinien schrittweise beginnt, die Na-Linien zu dominieren. Die negativen Zahlen am linken Bildrand geben die Sonnenhöhe zur Zeit der Belichtungsmitte an.

Eine Serie von Spektren zum Na-Flash mit sehr guter spektraler Auflösung zeigt die Abbildung 5. Sie zeigt einen schmalen Spektralbereich von nur 5 nm Breite. Die früh aufgenommenen Spektren sind hier unten dargestellt und die später aufgenommenen Spektren nach oben versetzt. Die Spektren zeigen zunächst, wie gut sich die Spektren über weite Bereiche reproduzieren. Die vielen Linien sind also alle echte Fraunhoferlinien. Erst beim spätesten Spektrum ist das Signal der schwächsten Linien mit dem Detektorrauschen vergleichbar.

Man erkennt sehr schön, wie dicht die Fraunhoferlinien im Sonnenspektrum auftreten. Schon Fraunhofer hatte zwischen den Linien B (686,719 nm, O_2) und H (396,847 nm, Ca^+) 574 Linien gezählt [3]. Die Serie von Fraunhoferlinien setzt sich auch zwischen den hier sehr gut getrennten Natrium-Resonanzlinien fort. Beim Natrium-Flash selbst zeigt sich sehr schön, wie zunächst das Sonnenlicht dominiert. Im zweiten Spektrum deutet sich der Flash durch eine Modifikation der Linienform an. Im nächsten Spektrum erscheint erstmals eine schmale Emissionsstruktur im Zentrum der Linie bei aufgerundet

589,0 nm. Die Linie bei rund 589,6 nm ist erstmals deutlich in ihrer Form modifiziert. Um 21:13 Uhr MESZ (Sonnenhöhe -5.8°) sind schließlich beide Resonanzlinien dominant in Emission zu sehen. Die breitere Linie des Sonnenlichtes zeigt sich noch in den Flanken der 589,0 nm Linie.

4. Zusammenfassung

Mit diesem kurzen Artikel wollten wir im Überblick auf ein Phänomen in unserer Atmosphäre hinweisen, das seit dem frühen 20. Jahrhundert bekannt ist und in den 1950er, 1960er Jahren intensiv studiert wurde [6]. Daher werden heute nur noch sehr spezielle Aspekte des Phänomens in wissenschaftlichen Artikeln diskutiert.

Durch die Entwicklung sehr empfindlicher CCD Detektoren und lichtstarker Spektrometer mit guter Auflösung, auch im Amateurbereich, wie wir sie hier verwendet haben, ist die Beobachtung des relativ lichtschwachen Phänomens bei einem guten Standort mit dunklem Abendhimmel einfach durchzuführen.

Der Natrium-Flash ist ein schönes Beispiel, welche Rolle die Atom- und Plasmaphysik bei spektroskopischen Beobachtungen spielt (Resonanzlinien, Fraunhoferlinien auf der Sonne, Rayleigh-Streuung). Damit ist seine Beobachtung wohl ein gutes und lehrreiches Projekt, zum Beispiel bei Praktikumsversuchen.

Danksagung

[1]Das Dados Spektrometer wurde einem der Autoren (A.U.) freundlicher Weise von einem der Entwickler dieses Gerätes, Vadim Burwitz, für die Beobachtungen zur Verfügung gestellt, wofür wir uns hier herzlich bedanken.

[1] Kristian Schlegel, „Vom Regenbogen zum Polarlicht – Leuchterscheinungen in der Atmosphäre", Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg, Berlin, Oxford 1995

[2] A. Ulrich, „Laborspektroskopie zur Teilchen – Astrophysik", in „Spektrum" , E. Pollmann Hrsg. Ausgabe **43** (04/2012) Seite 9.

[3] Joseph Fraunhofer, „Bestimmung des Brechungs- und Farbenzerstreuungs-Vermögens verschiedener Glasarten, in Bezug auf die Vervollkommnung achromatischer Fernröhre", Denkschrift der k. Akad. Der Wiss. zu München Bd. V S. 105-226 (1817).

[4] A. R. Striganov and N. S. Sventitskii, Tables of Spectral Lines of Neutral and Ionized Atoms, IFI/ Plenum, New York – Washington 1968

[5] Davies, R. & Kasper, M., 2012. Adaptive Optics for Astronomy. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 50(1), pp.305–351. Available at: http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2012ARA%26A..50..305D.

[6] Hunten, D.M., 1967. Spectroscopic studies of the twilight airglow. Space Science Reviews, 6(4). Available at: http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1967SSRv....6..493H.

Overview and result state of different projects of the international working group ASPA (Active Spectroscopy in Astronomy) in collaboration with

- ARAS – Astronomical Ring for Access to Spectroscopy
- AAVSO – American Association of Variable Stars
- BAV – German Association of Variable Stars
- Astroinformatics Germany
- SAG – Spectroscopy Group of the Swiss Astronomical Society
- different professional astronomical institutions

1. AAVSO-BAV-ASPA project Hα long-term monitoring of P Cyg
Time behaviour of the Hα line flux corrected for the V magnitude variations 3

2. Hα EW and radial velocity long-term monitoring of γ Cas
The relationship between Cassiopeiae's X-ray emission and its circumstellar environment, A&A, ESO 2012 4

3. Monitoring of the HeI 6678 V/R variability of γ Cas
Detection of periodic variations 5

4. 28 Tau Long-term monitoring: Hα-EW, Hα-V/R, Hα-RV
The positive correlation of V/R to the radial velocity is of large interest (so far no information about this in the literature) 6

5. π Aqr Long-term monitoring: Hα-EW, Hα-V/R
Doppler tomography of the circumstellar disk of π Aquarii; A&A, 2013 7

6. VV Cep long-term monitoring: Hα-EW, Hα-V/R
Observations of Hα emission in VV Cephei, Pollmann 2001, IBVS No. 5173;
VV Cephei outside eclipse, Pollmann 2003, IBVS No. 5398 8

7. VV Cep Hα-V/R Period analysis 9

8. ζ Tau Long-term monitoring: Hα-EW, Hα-V/R
Cyclic variability of the circumstellar disk of the Be star ζ Tau; A&A 2009 10

9. ζ Tau Period analysis of the Hα □Central Absorption
CA as indicator for possible modulation of the orbital period 12

10. Radial velocity monitoring of the HeI 6678 absorption line of ζ Tauri
Pollmann, E., Mauclaire, B., Bücke, R., . IBVS No. 6099 13

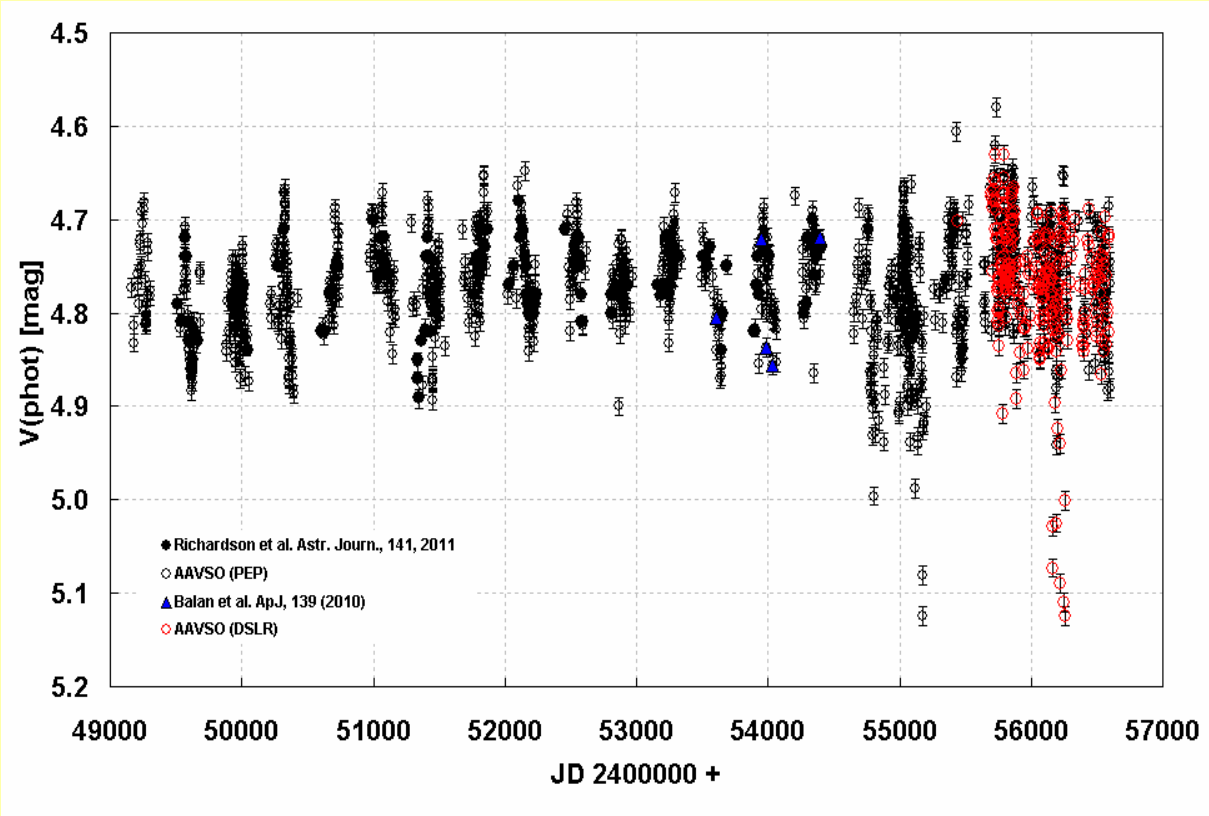
11. Nonradial Pulsations of ζ Oph 14

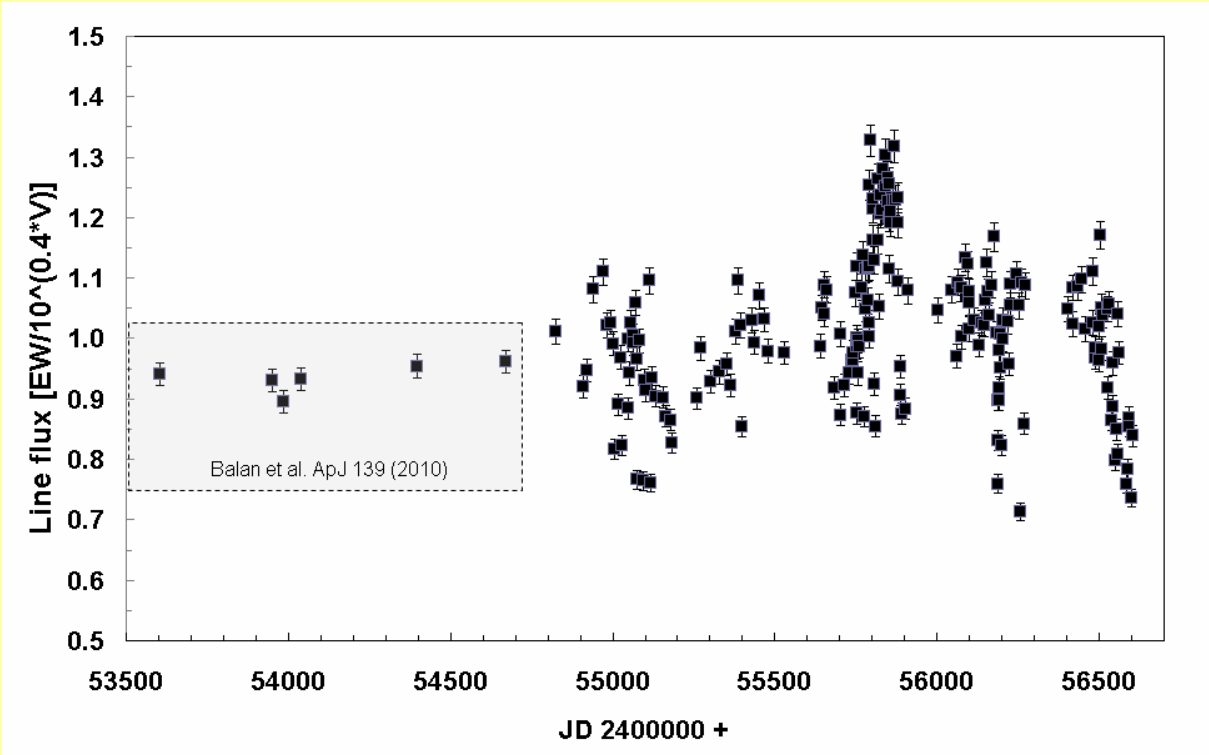
12. The current state of delta Scorpii´s circumstellar disk 19

AAVSO-BAV-ASPA project Hα long-term monitoring of P Cyg

Time behaviour of the Hα line flux corrected for the V magnitude variations

Pollmann and Bauer, JAAVSO Volume 40, 2012;
Pollmann and Vollmann, JAAVSO Volume 41, 2013

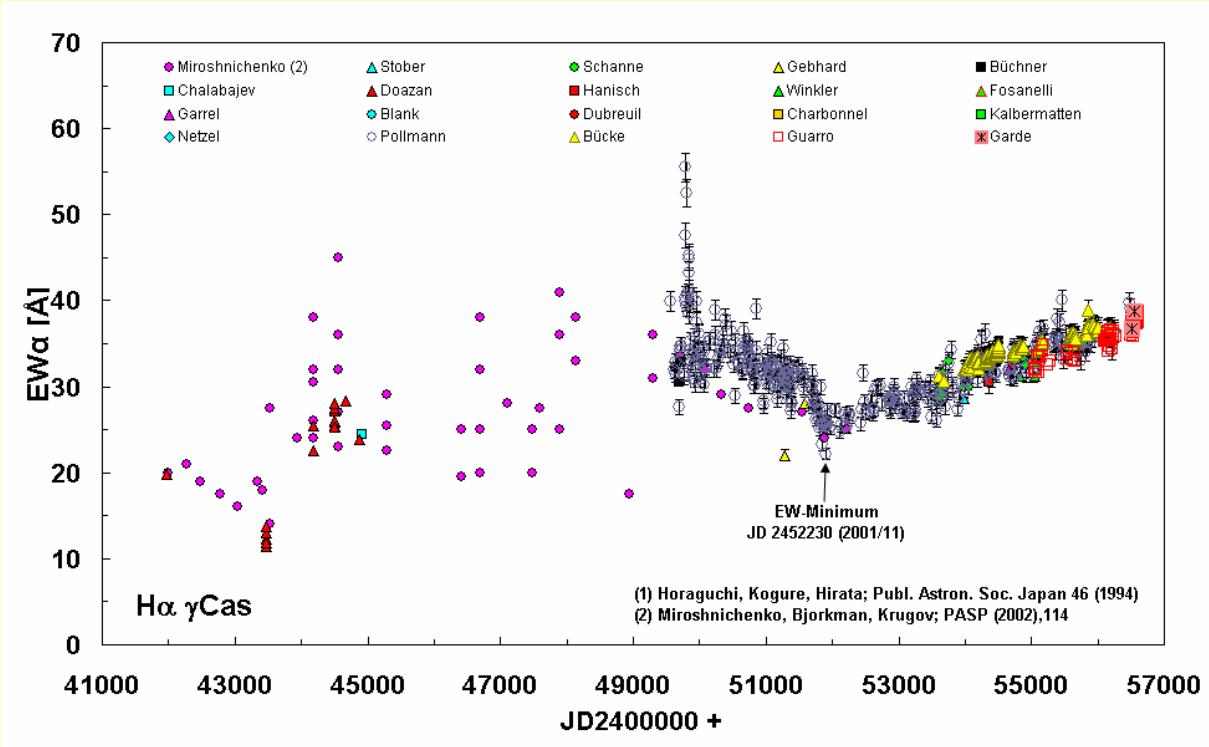


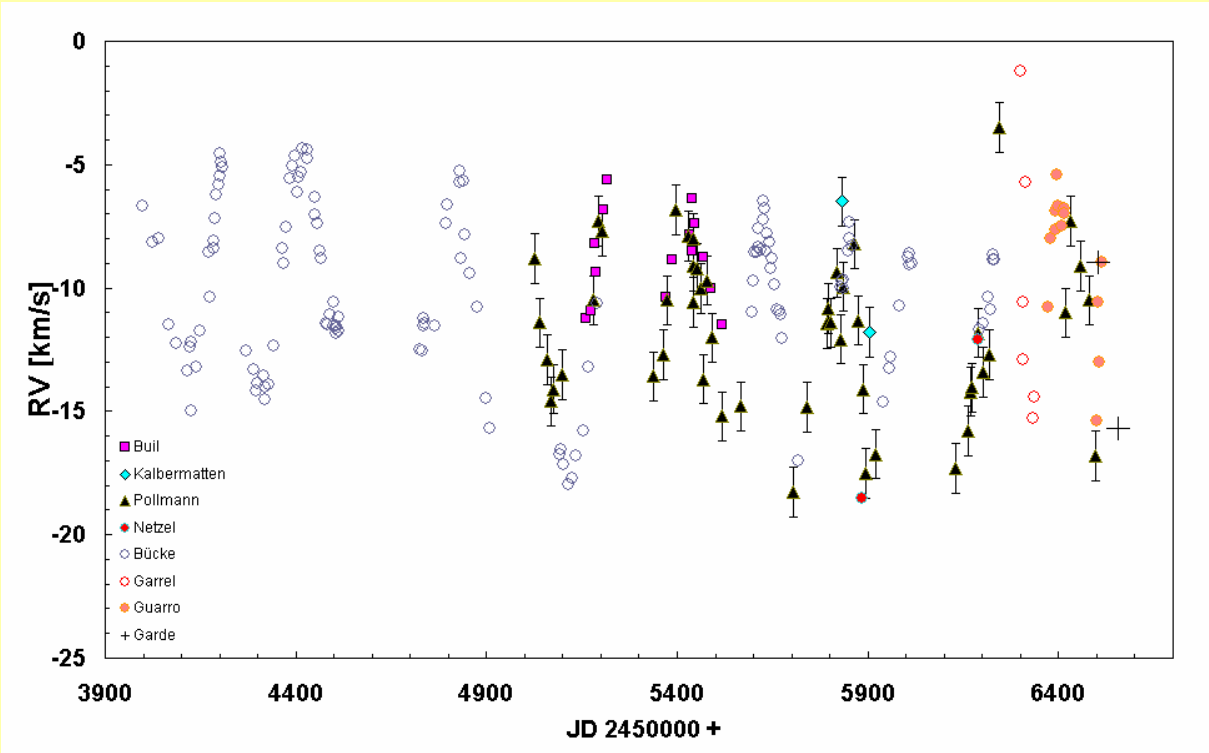


Hα EW and radial velocity long-term monitoring of γ Cas

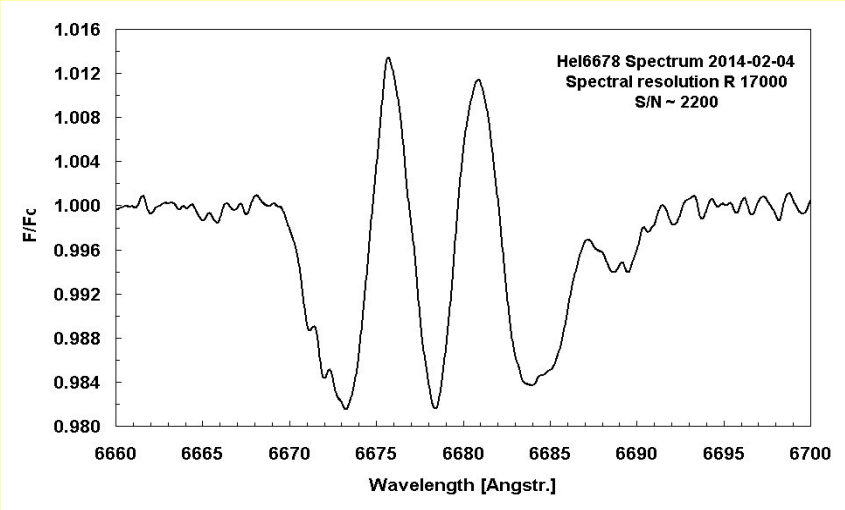
The relationship between Cassiopeiae's X-ray emission and its circumstellar environment,A&A, ESO 2012, February 1, 2012

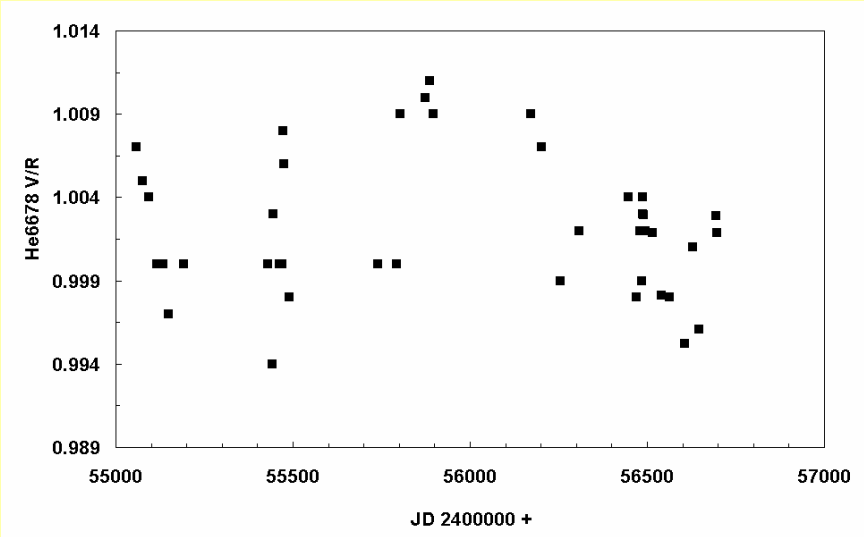
M. A. Smith1, R. Lopes de Oliveira, C. Motch, G. W. Henry, N. D. Richardson, K. S. Bjorkman, Ph. Stee, D. Mourard, J. D. Monnier, X. Che, R. Bücke, E. Pollmann, D. R. Gies, G. H., Schaefer, T. ten Brummelaar, H. A. McAlister, N. H. Turner, J. Sturmann, L. Sturmann, and S. T. Ridgway



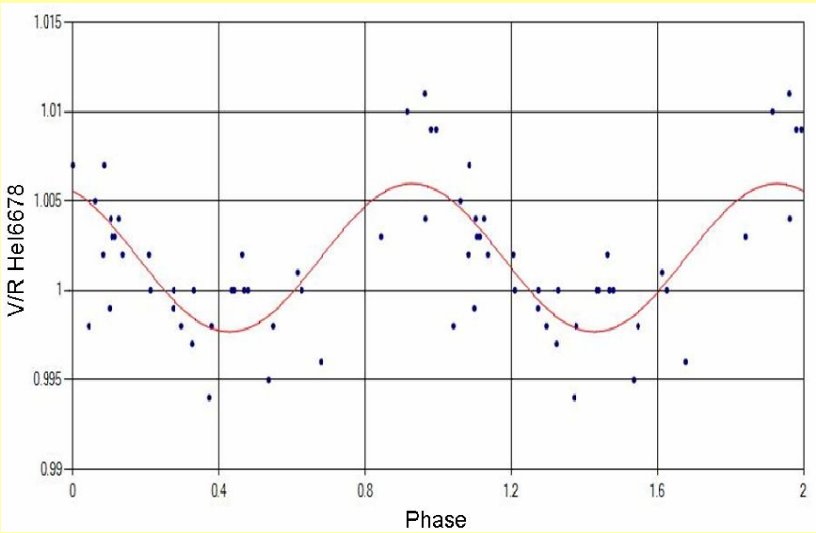


Monitoring of the HeI 6678 V/R variability of γ Cas



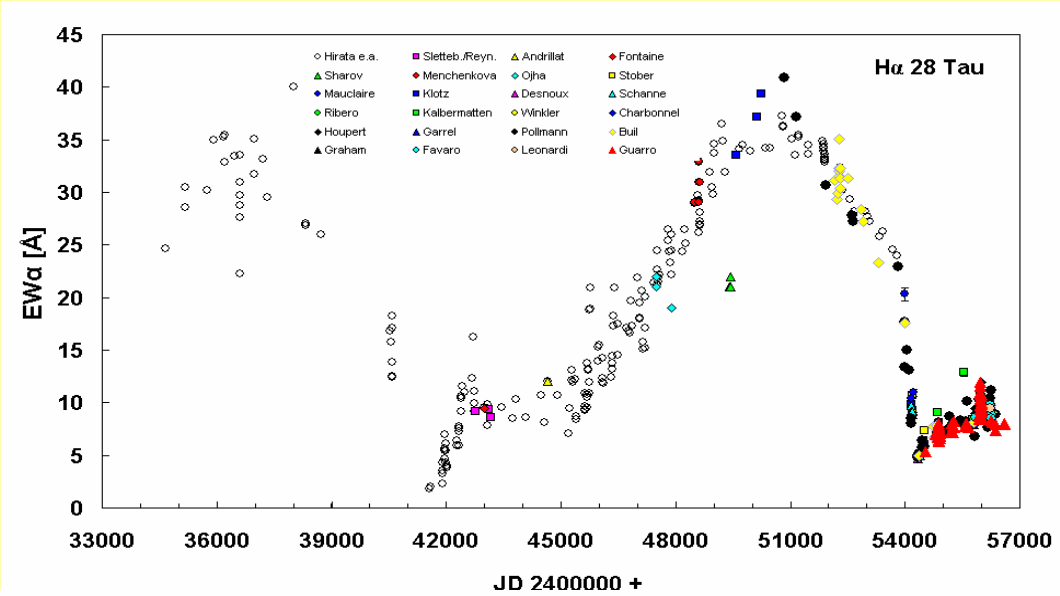


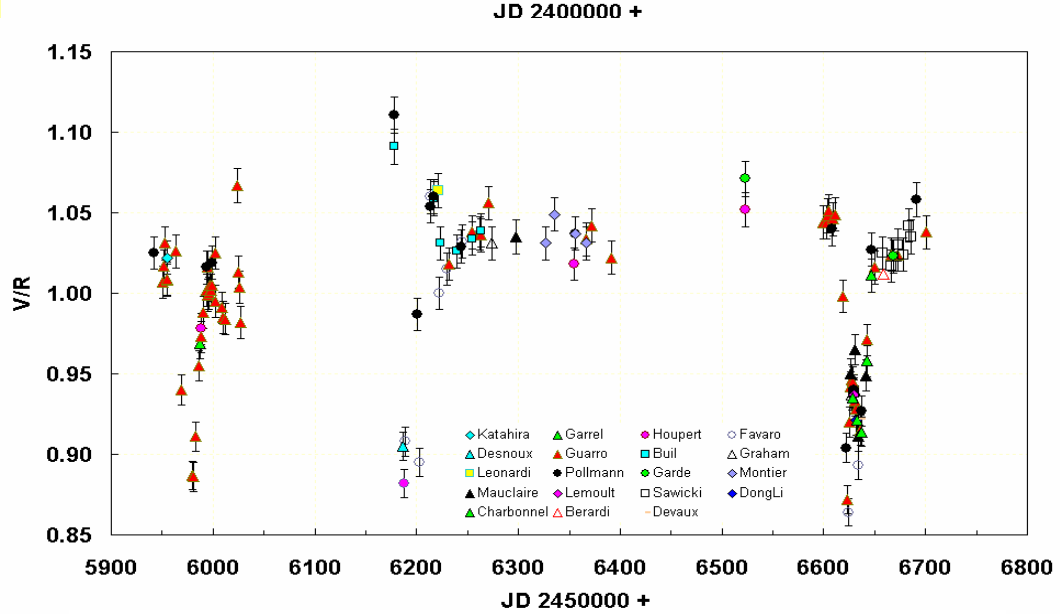
Time series of the HeI6678 data from August 2009 to February 2014



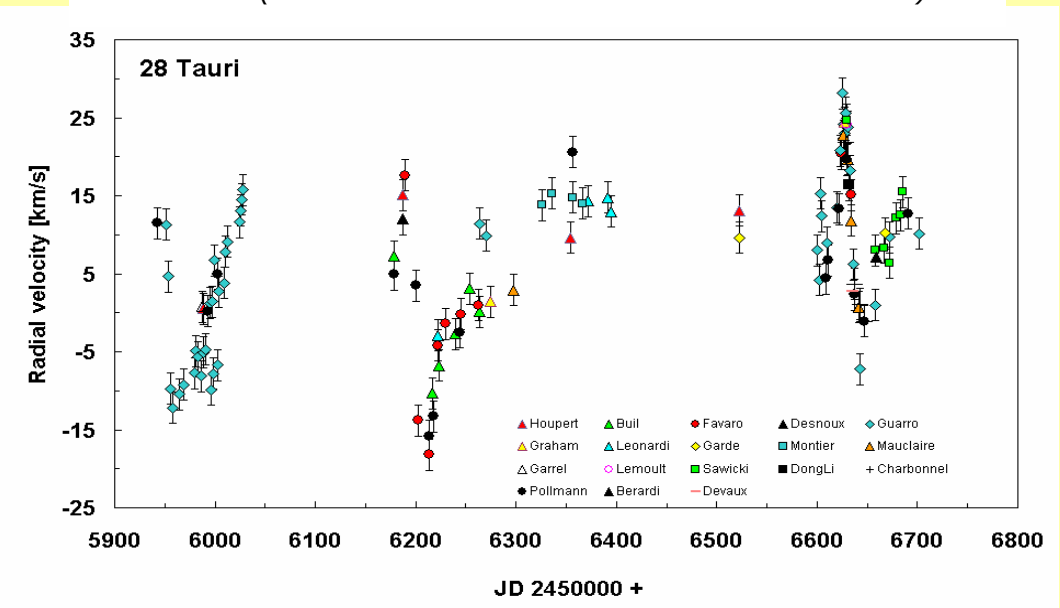
Phase plot of the data above
Period = 279 [d]; Amplitude = 0.0415; T0 = 24554967; RMS = 0.00275

28 Tau long-term monitoring: Hα-EW, Hα-V/R, Hα-RV





The positive correlation of V/R to the radial velocity is of large interest (so far no information about this in the literature)

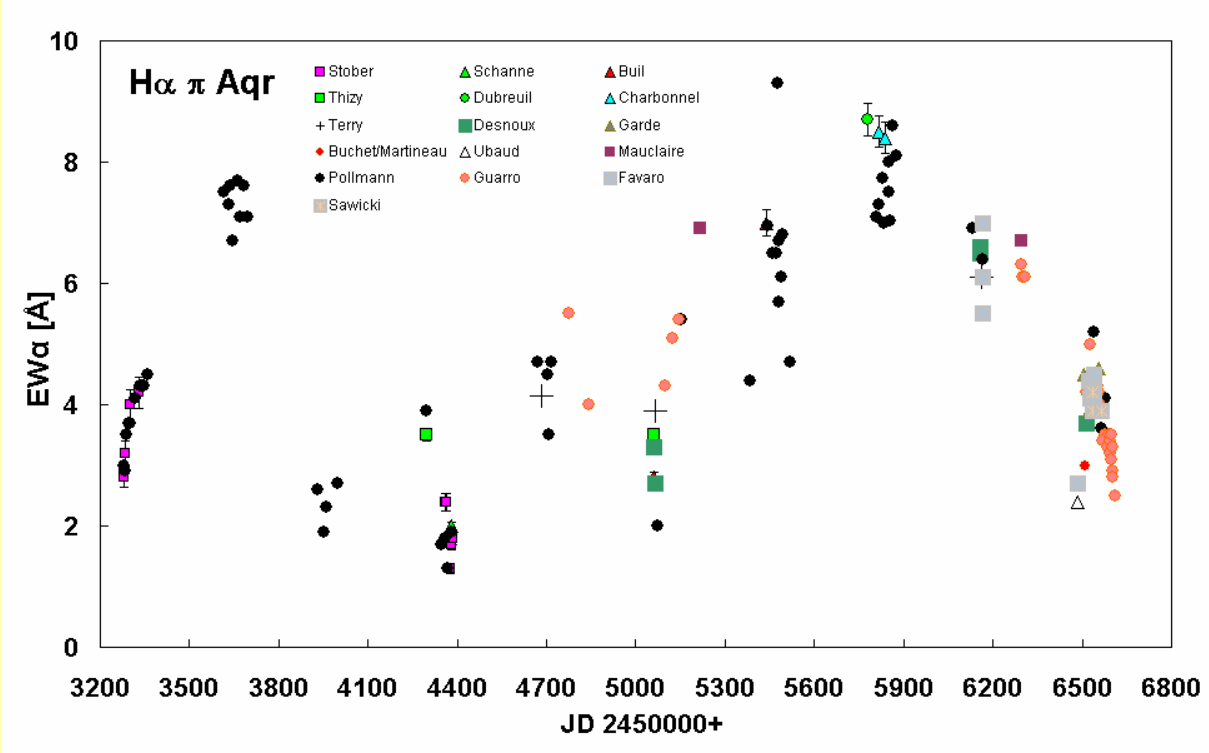


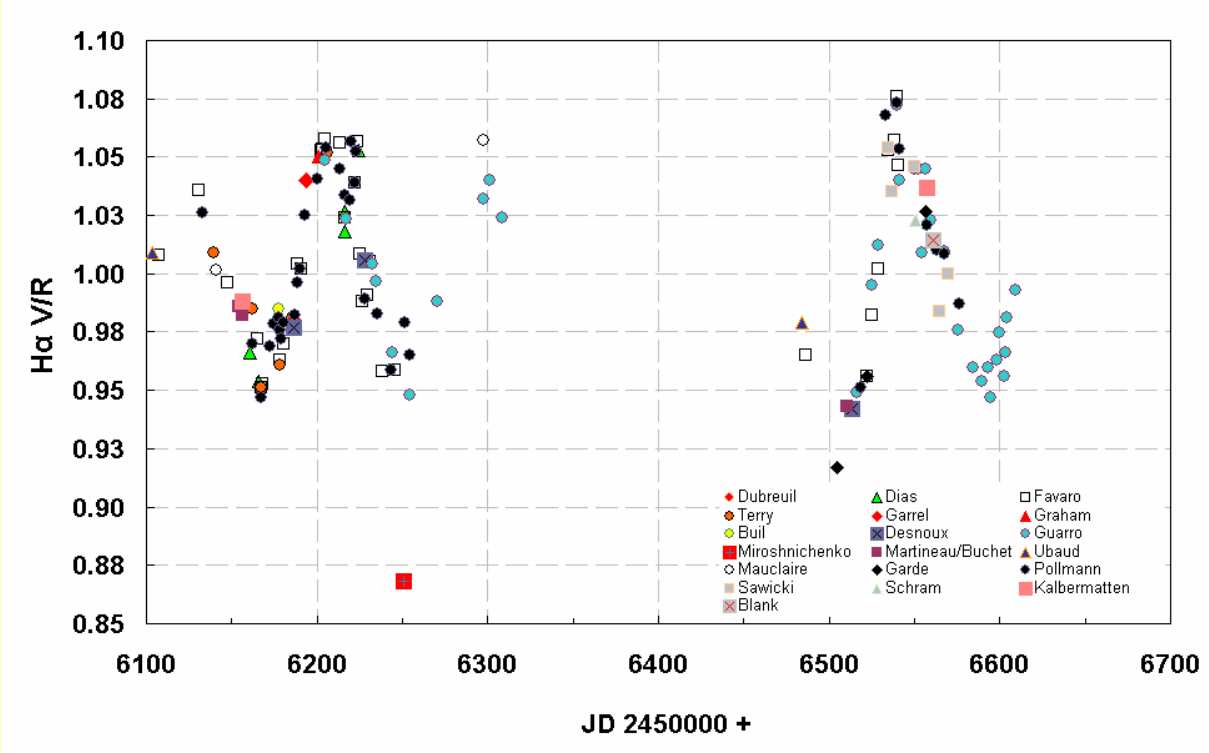
pi Aqr, long-term monitoring: Hα-EW, Hα-V/R

The Doppler tomography of the circumstellar disk of pi Aquarii

Astronomy & Astrophysics, October 25, 2013

S. V. Zharikov, A. S. Miroshnichenko , E. Pollmann, S. Danford, K. S. Bjorkman, N. D. Morrison, A. Favaro, J. Guarro Fló, J. N. Terry, V. Desnoux, T. Garrel, G. Martineau, Y. Buchet, S. Ubaud, B. Mauclaire, H. Kalbermatten, C. Buil, C. J. Sawicki, T. Blank, O. Garde

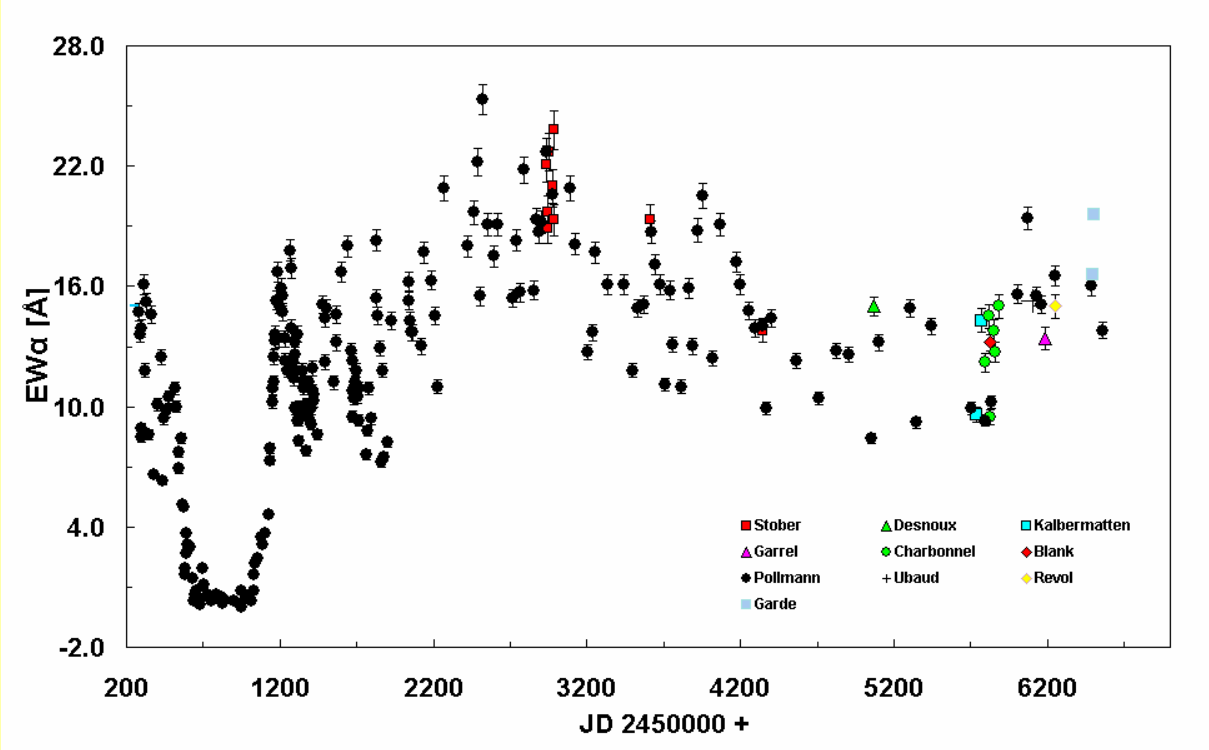


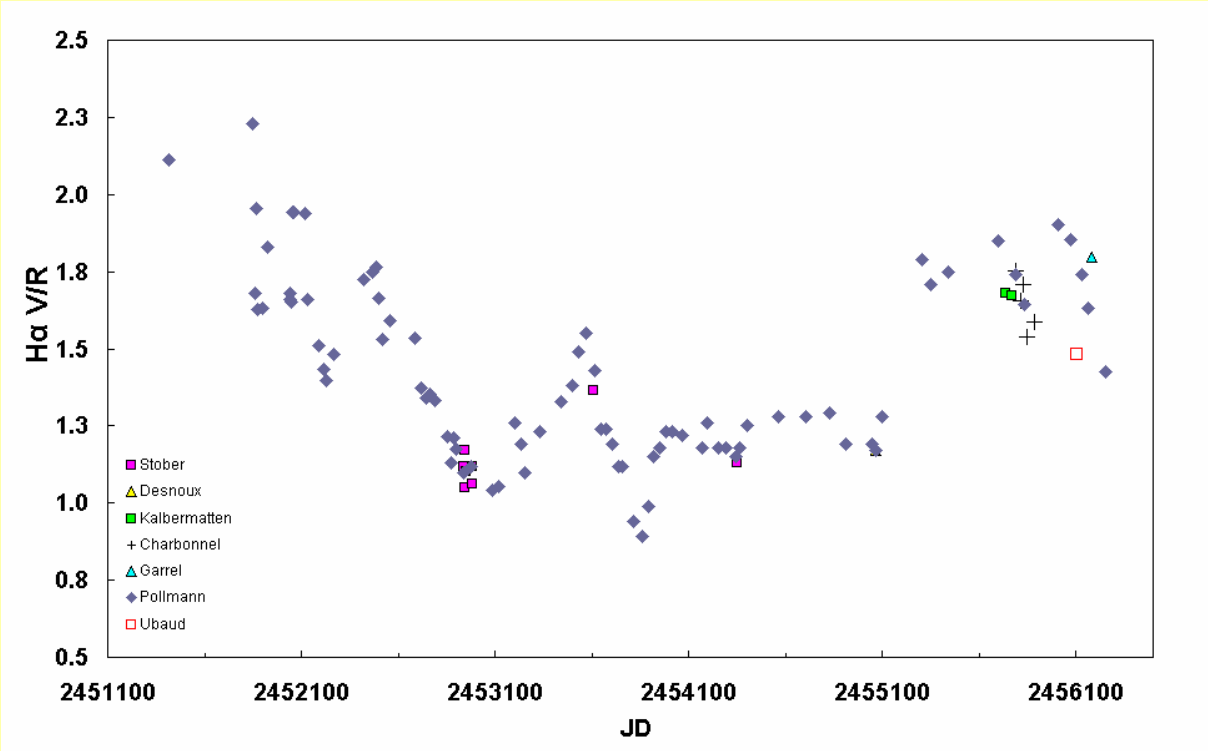


VV Cep long-term monitoring: Hα-EW, Hα-V/R

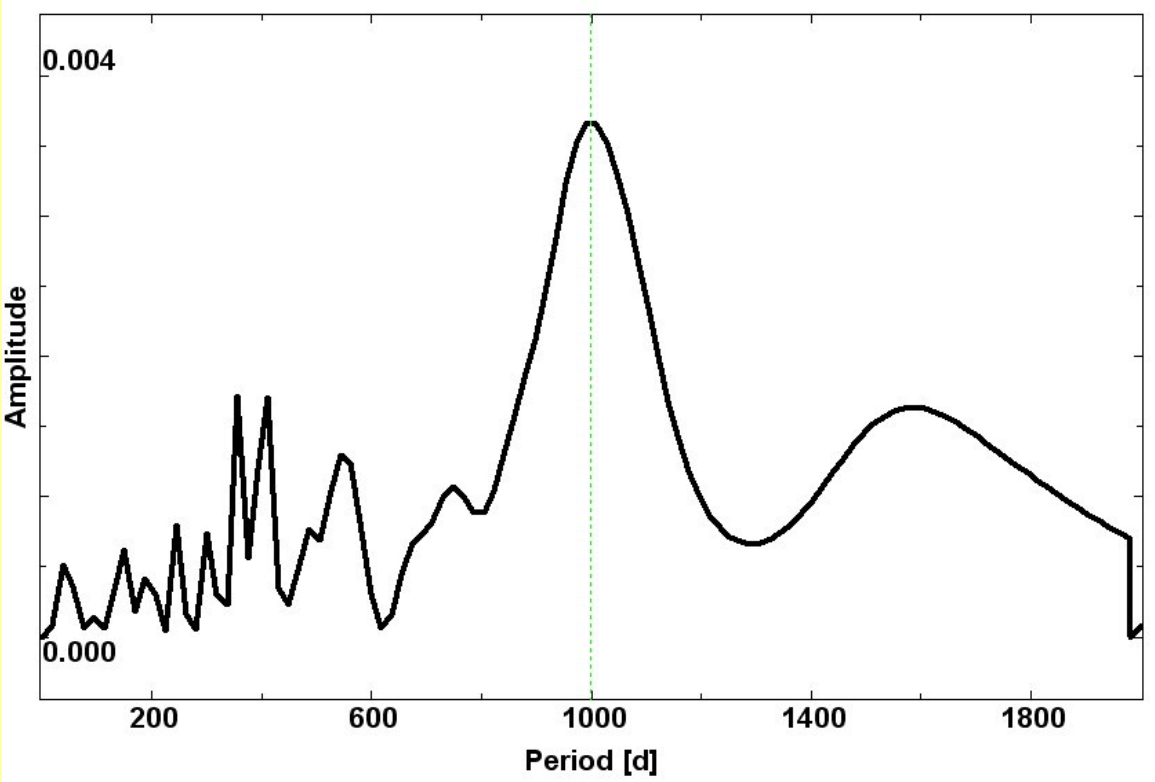
Observations of Ha emission in VV Cephei
Pollmann, E., September 16, 2001, IBVS No. 5173

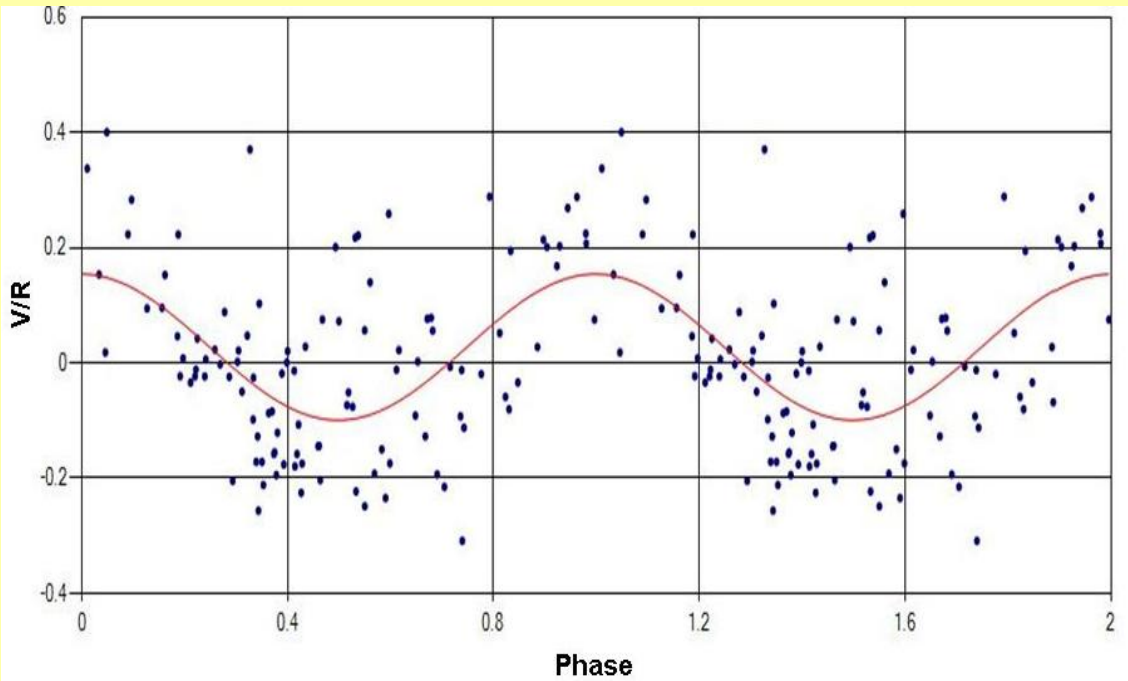
VV Cephei outside eclipse
Pollmann, E., March 29, 2003, IBVS No. 5398





VV Cep Hα-V/R Period analysis





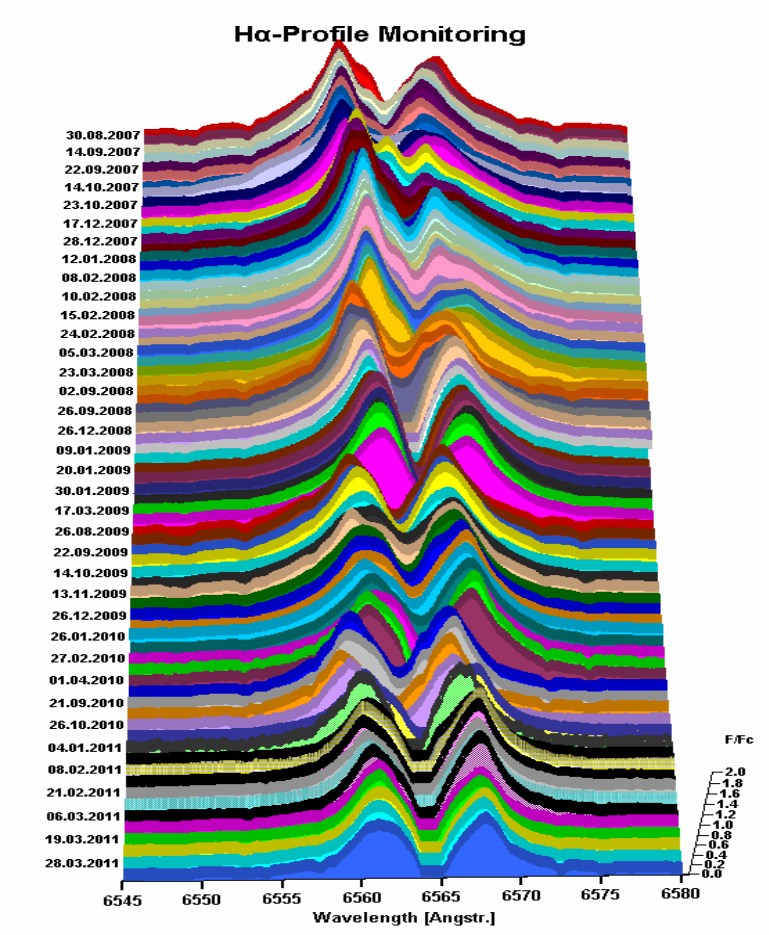
Period [days] = 997.8 Amplitude [km/s] = 0.127

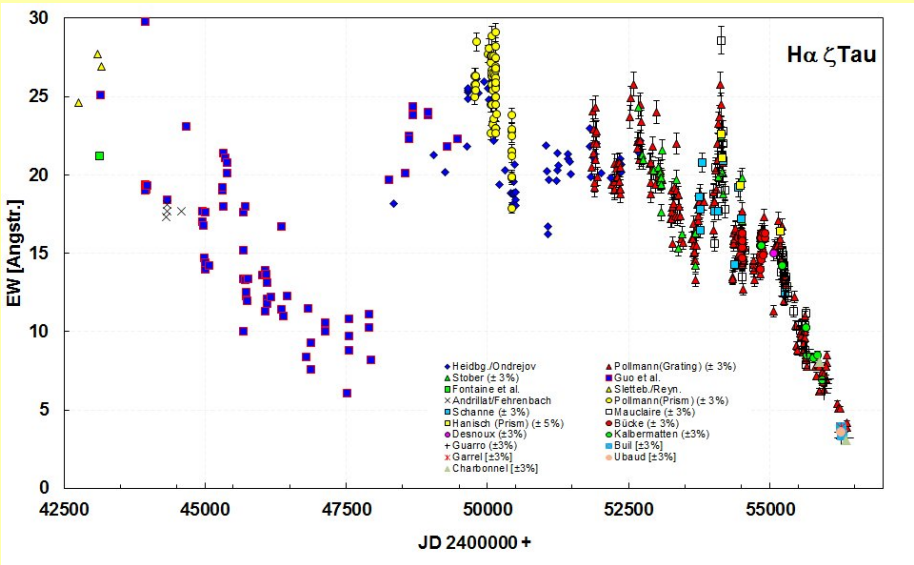
To [JD] = 2451413.9 γ [km/s] = 0.027 RMS [km/s] = 0.131

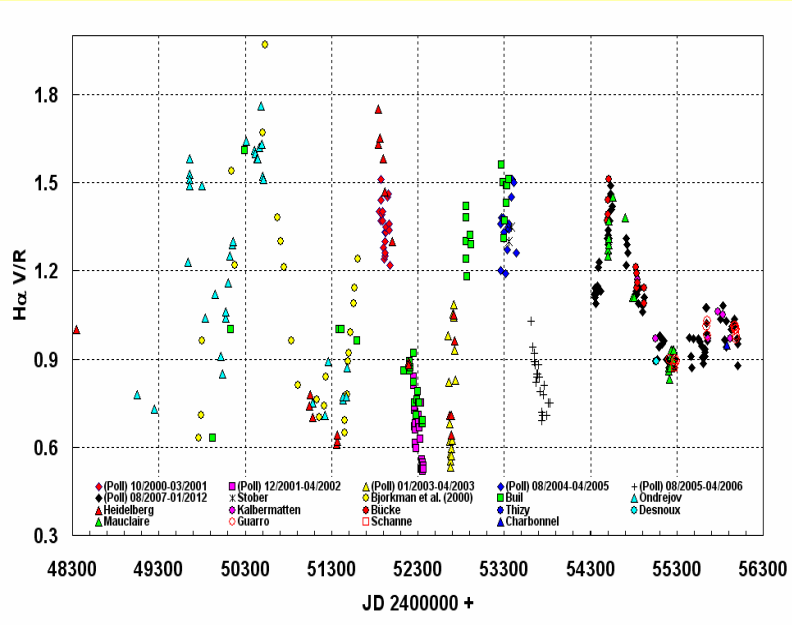
ζ Tau long-term monitoring: Hα-EW, Hα-V/R

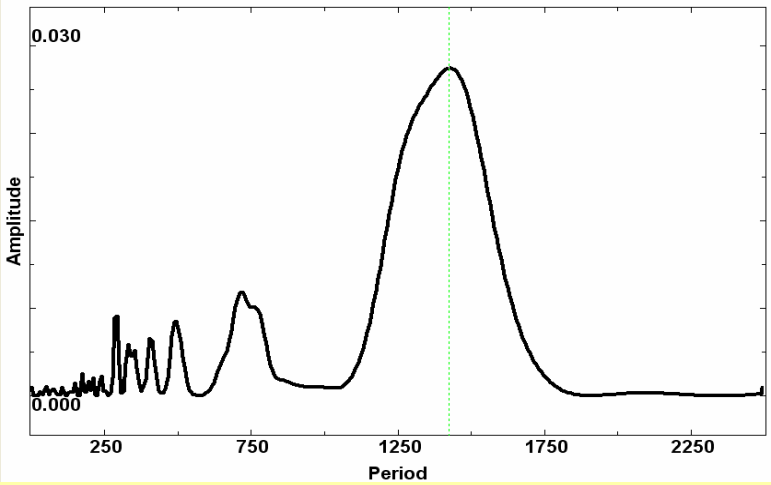
Cyclic variability of the circumstellar disk of the Be star ζ Tau
Long-term monitoring observations

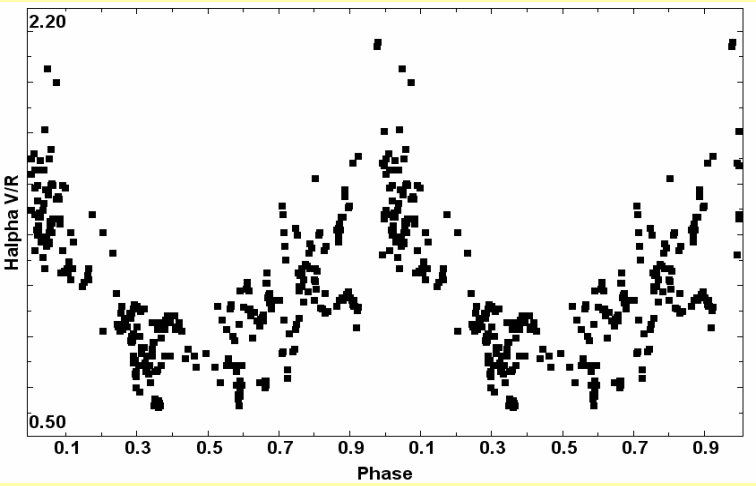
Astronomy & Astrophysics, ESO 2009, July 13, 2009
S. Stefl, Th. Rivinius, A. C. Carciofi, J.-B. Le Bouquin, D. Baade, K.S. Bjorkman, E. Hesselbach, C. A. Hummel, A. T. Okazaki, E. Pollmann, F. Rantakyr and J.P. Wisniewski









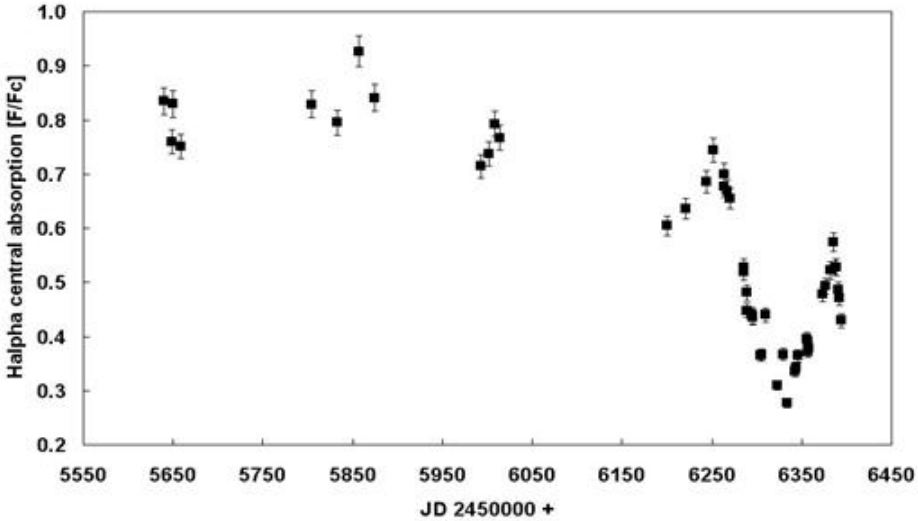


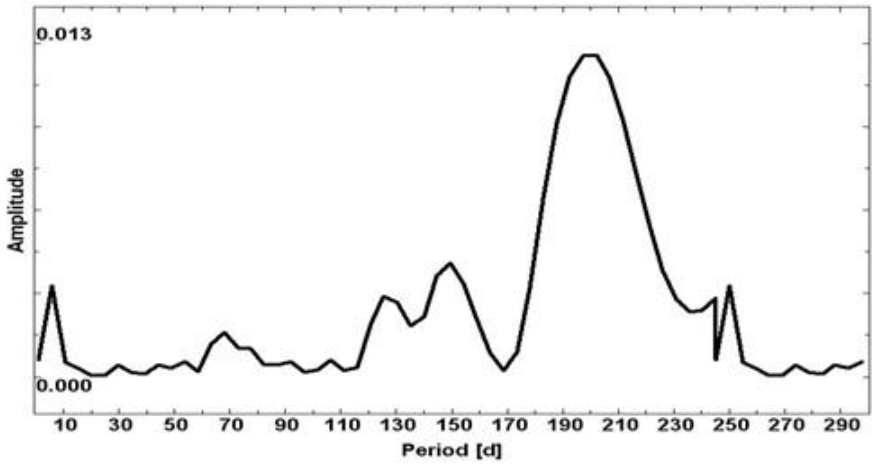
ζ Tau Hα V/R-Period Analysis 25.03.2012

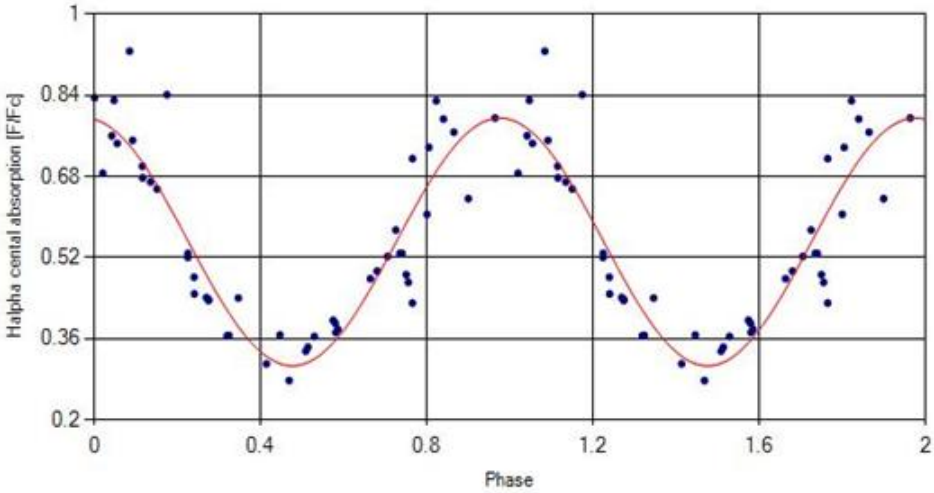
To	**= 2449764.001**
P	**= 1428.25**
K1(average)	**= 0.344**
RMS	**= 0.187**

ζ Tau Period analysis of the Hα Central Absorption

CA as indicator for possible modulation of the orbital period



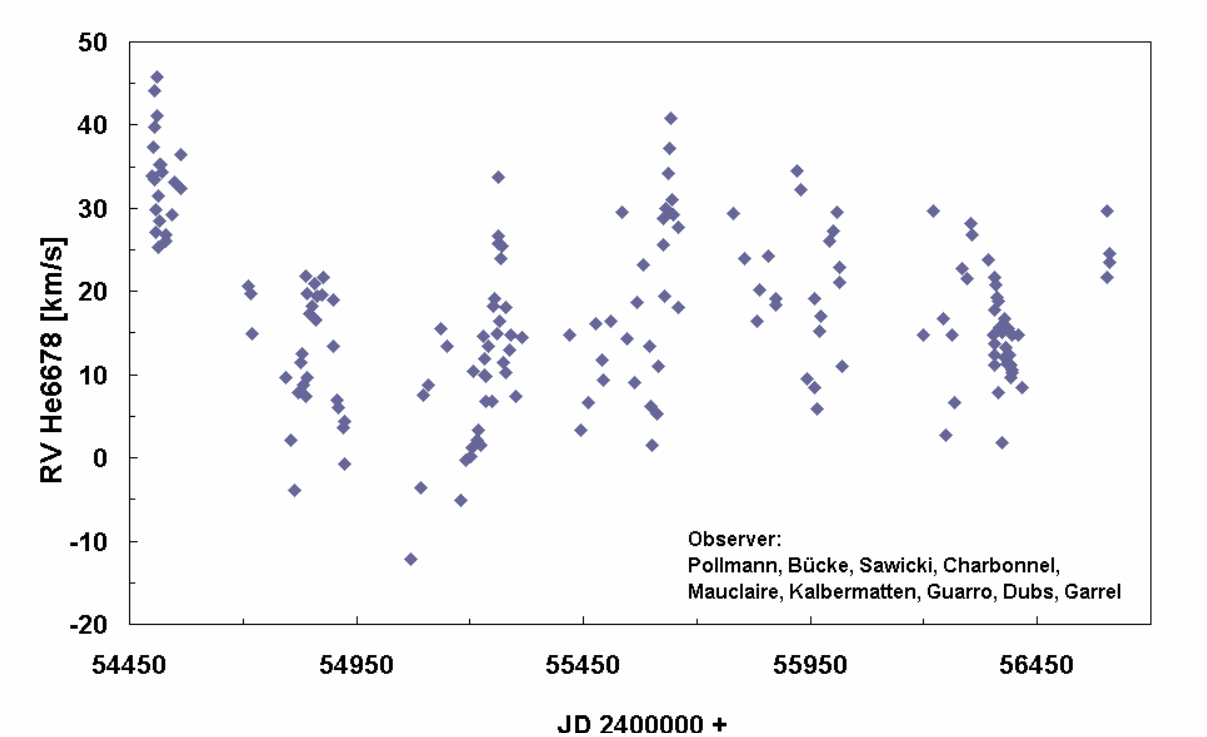


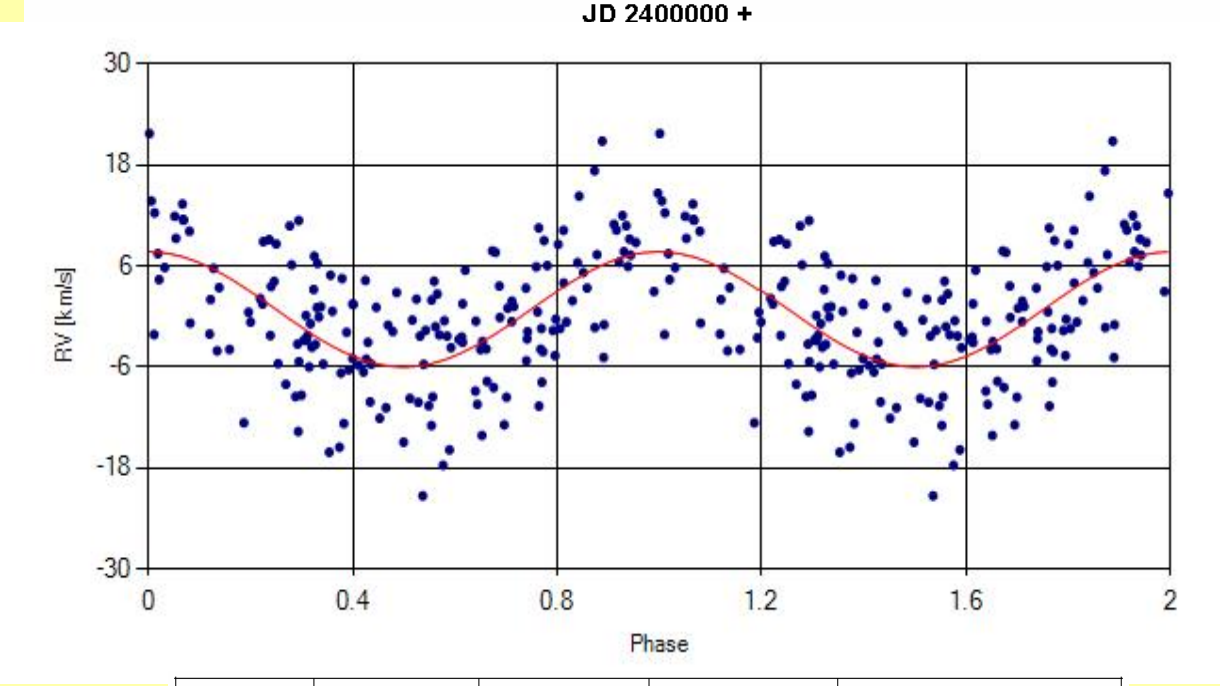


Monitoring the radial velocity of the HeI 6678 absorption line of ζ Tauri

IBVS No. 6099

Pollmann, E. - Spektroskopische Arbeitsgemeinschaft ASPA, 51375 Leverkusen, Germany
Mauclaire, B. - Observatoire du Val de l'Arc, Bouches de Rhône 13, France
Bücke, R. - Spektroskopische Arbeitsgemeinschaft ASPA, 21035 Hamburg, Germany





Element	Sol. 3	Sol. 4	Sol. 5	this paper
P (d)	132.92 (±) 0.013	133.0 (± 0.034)	132.901 (± 0.044)	132.2 (± 0.8) Program AVE 131.3 (± 0.9) Program SPS
T_{RV}	47016.4 (±3.6)	47027.2 (± 3.5)	47027.9 (± 1.3)	54608.9
K (km s^{-1})	9.74 (± 0.41)	7.6 (± 1.2)	8.29 (± 0.61)	9.1 (± 0.8)
rms (km s^{-1})	8.09	16.25	4.44	5.94
No. of RVs	801	509	178	113

Nonradial Pulsations of ζ Oph

Fast line profile variation in spectra of Be stars are today attributed to the equivalent width variations associated with non-radial pulsations of the stars. Strictly spoken this is true only for the periodic variations. There is a transient ones as well. Whether this mechanism produces the disk around star, is still the subject of specialized astronomical discussions. Spectra of the HeI6678 line of the Be star ζ Oph show distortions, which propagate uniformly across the absorption line profile. S. Vogt and G. Penrod (ApJ, 275, 661-682, 1983) conclude from their observations, that the line profile distortions are caused by high-order nonradial oscillations and an l=8, m=-8 modes provides good fits to many of the line profiles. The observed amplitude of the oscillation correlates from season to season apparently with episodes of outburst on ζ Oph.

First own attempt measurements

First own attempt measurements with the slit-grating spectrograph LHIRES III (0.11 Å/pix, spectral resolution R = 14000) during 1.5 hours (JD 2456061.418-2456061.492) with the 40 cm SC telescope of the Vereinigung der Sternfreunde Köln (Germany) shows Fig 1, compared with spectra of Vogt & Penrod (1980, June 29 and 1980 July 1). The individual spectra have been taken with 15 minutes exposure time in a temporal distance of 30 minutes.

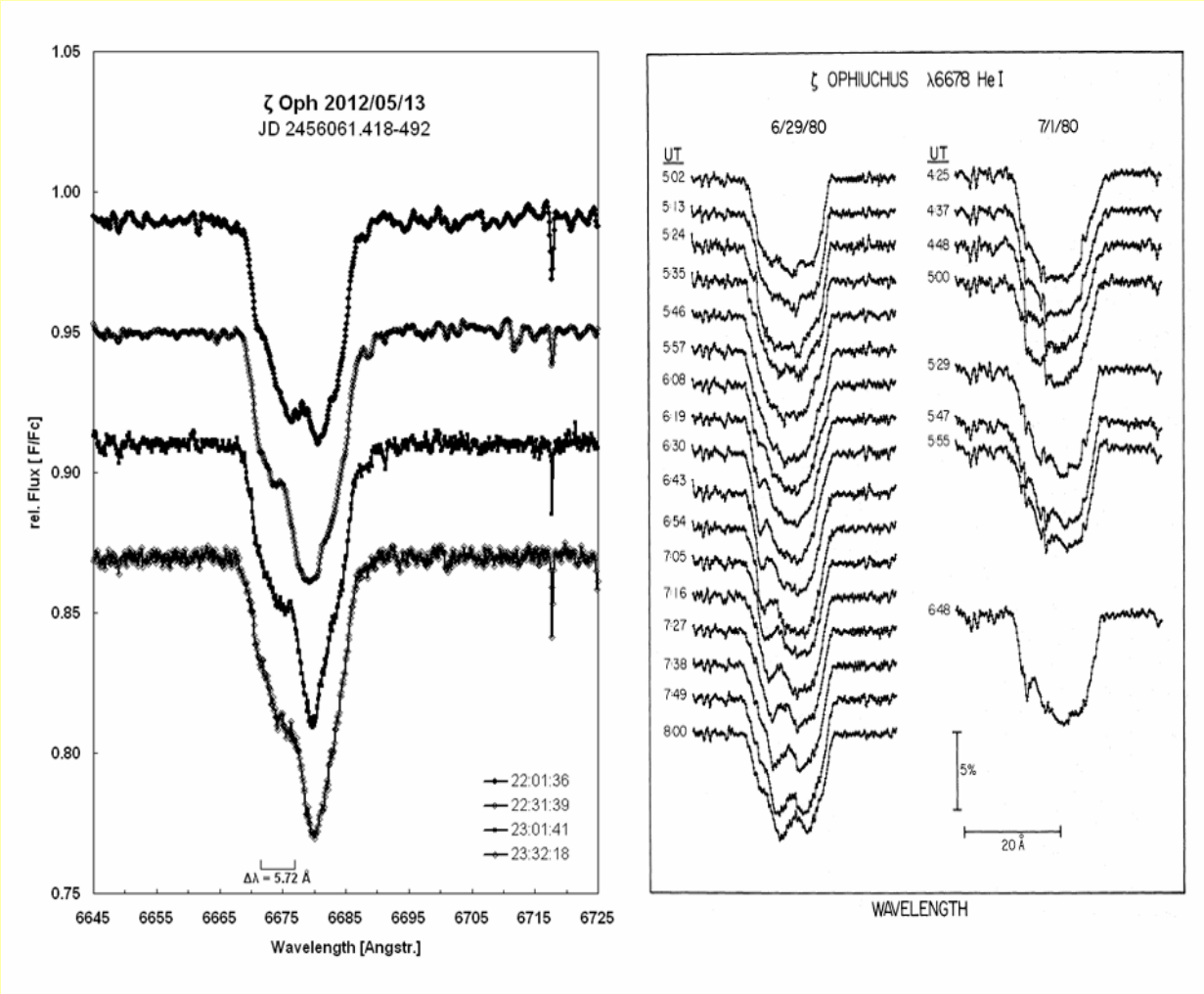


Fig. 1: First own measurements (JD 2456061.418-2456061.492 (left), compared with spectra of Vogt & Penrod (right)

Observation 2012/05/16

HeI6678 equivalent width measurements of my 2012/05/16 observation (Fig. 2) are compared with the August 1981 series of Vogt´s and Penrod´s spectra in Fig. 3 [planimetering by P. Harmanec of the line-profile plots in Vogt´s and Penrods´s paper (Harmanec, 1989, table 4)]."*No clear correlation of the equivalent width changes with the 0.643 day period is apparent, however"* (quotation of Harmanec, 1989, p. 231). Contrary to that, my observations show a very clear increasing with time during JD 2456064.3711 to JD 2456064.598.

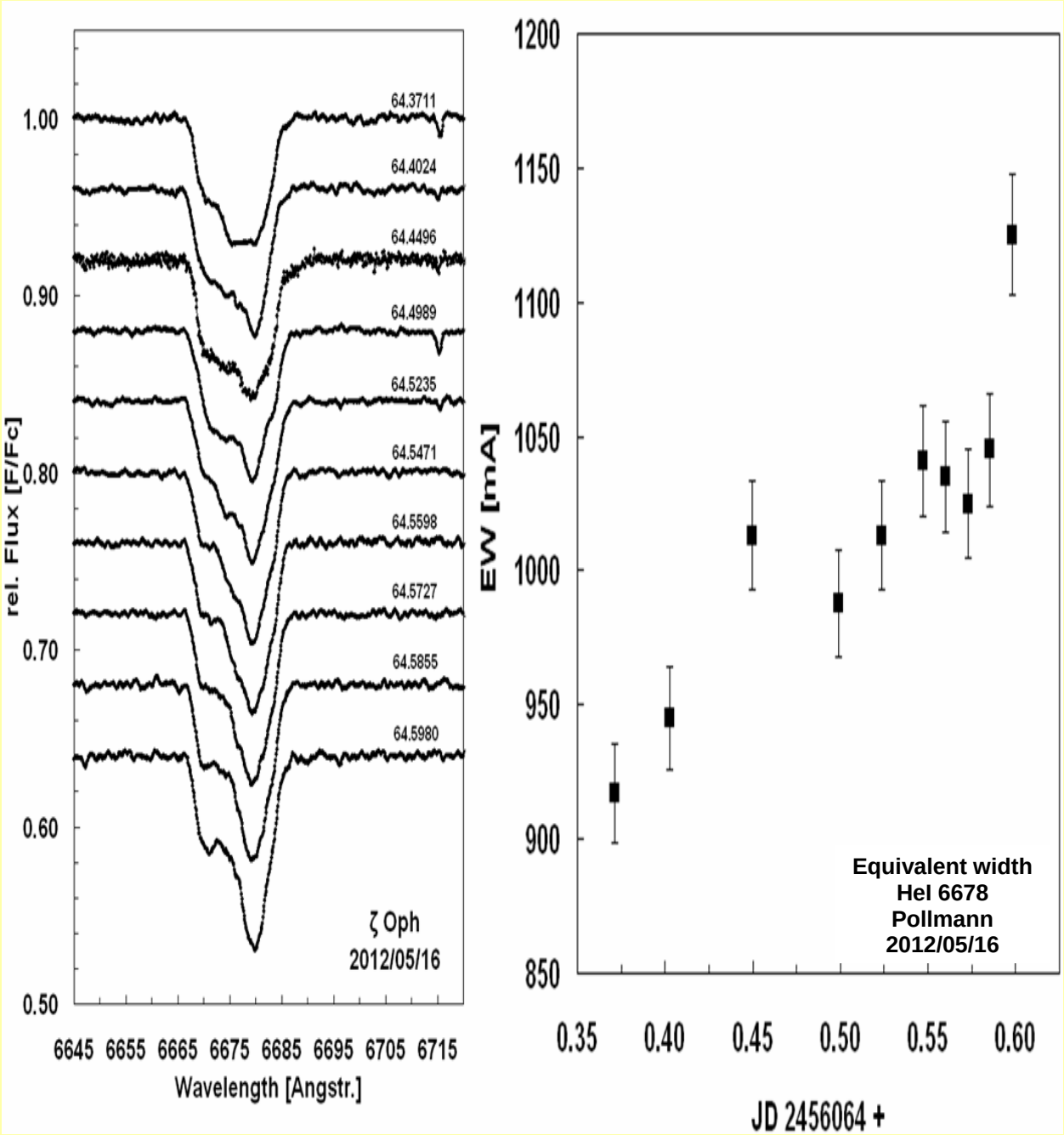


Fig. 2: Observations of 2012/05/16;
individual spectra (left), equivalent width vs. time right

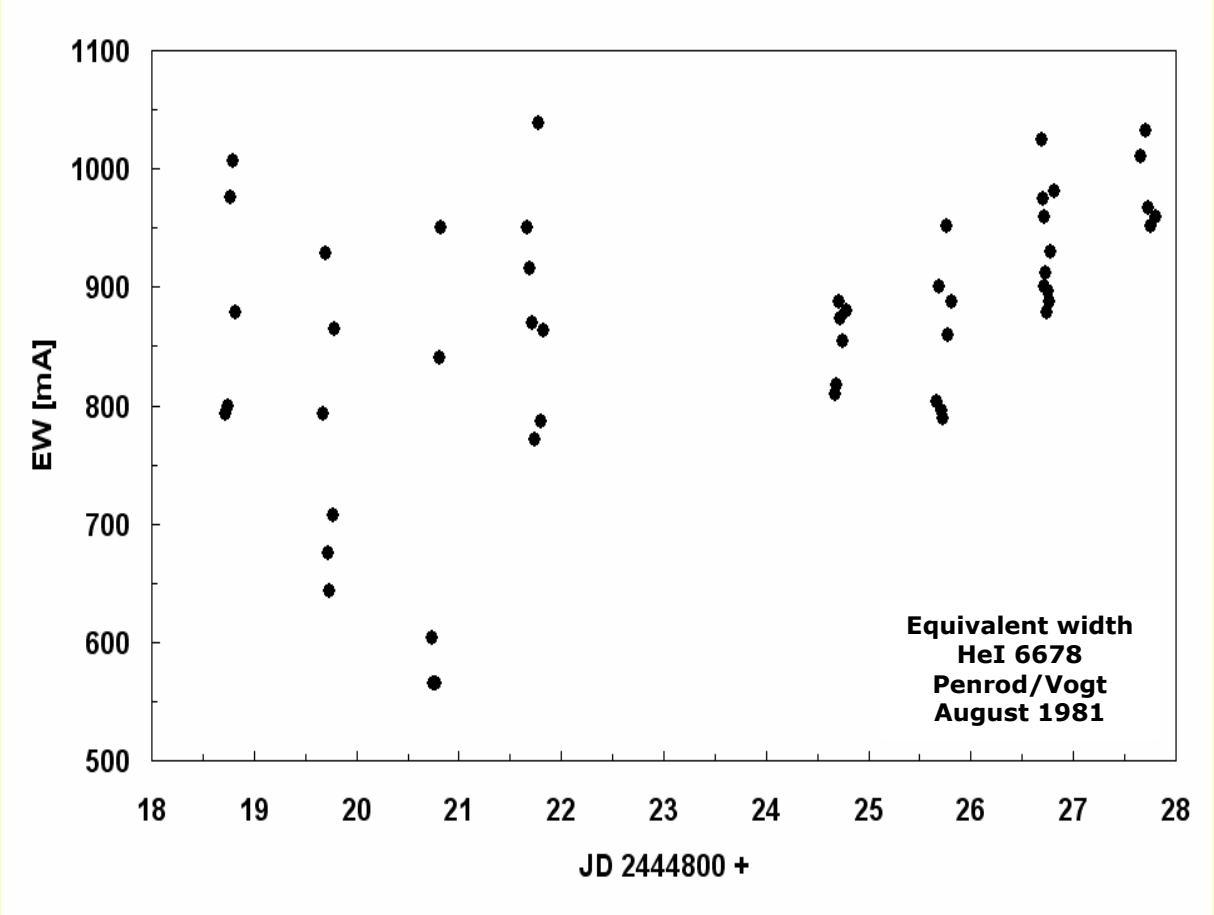


Fig. 3: PH´s EW planimetric measurements of HeI 6678
(no error bars were indicated) in August 1981 spectra of Penrod & Vogt

Observation 2012/05/24-27

A follow up observation run in 2012/05/24-27 was dedicated to figure out, whether the equivalent width is suitable for determination of the period behaviour (Fig. 4 & 5)

The HeI6678 absorption line profiles in Fig. 4 are more or less strong shaped by the appearing and disappearing of an bump between 6675 to 6680 Å, which moves (not always) uniformly across the line. This bump often shows a noticeable asymmetry in the way in which it traverses the profile.

Fig. 5 shows an attempt of period analysis. The upper plot shows the time behavior of the HeI6678 equivalent width, the middle plot the dominant period at 0.643 d, the lower plot the phase representation of this period. In contrary to P. Harmanec futile efforts (Bull. Astron. Inst. Czechol. 40, 1989), to find out a correlation of the HeI 6678 equivalent width to the 0.643 day period, the period and phase analysis of my observation data reveals fairly clear by usage of the program AVE (<http://www.astrogea.org/soft/ave/aveint.htm>) this period of 0.643 d.

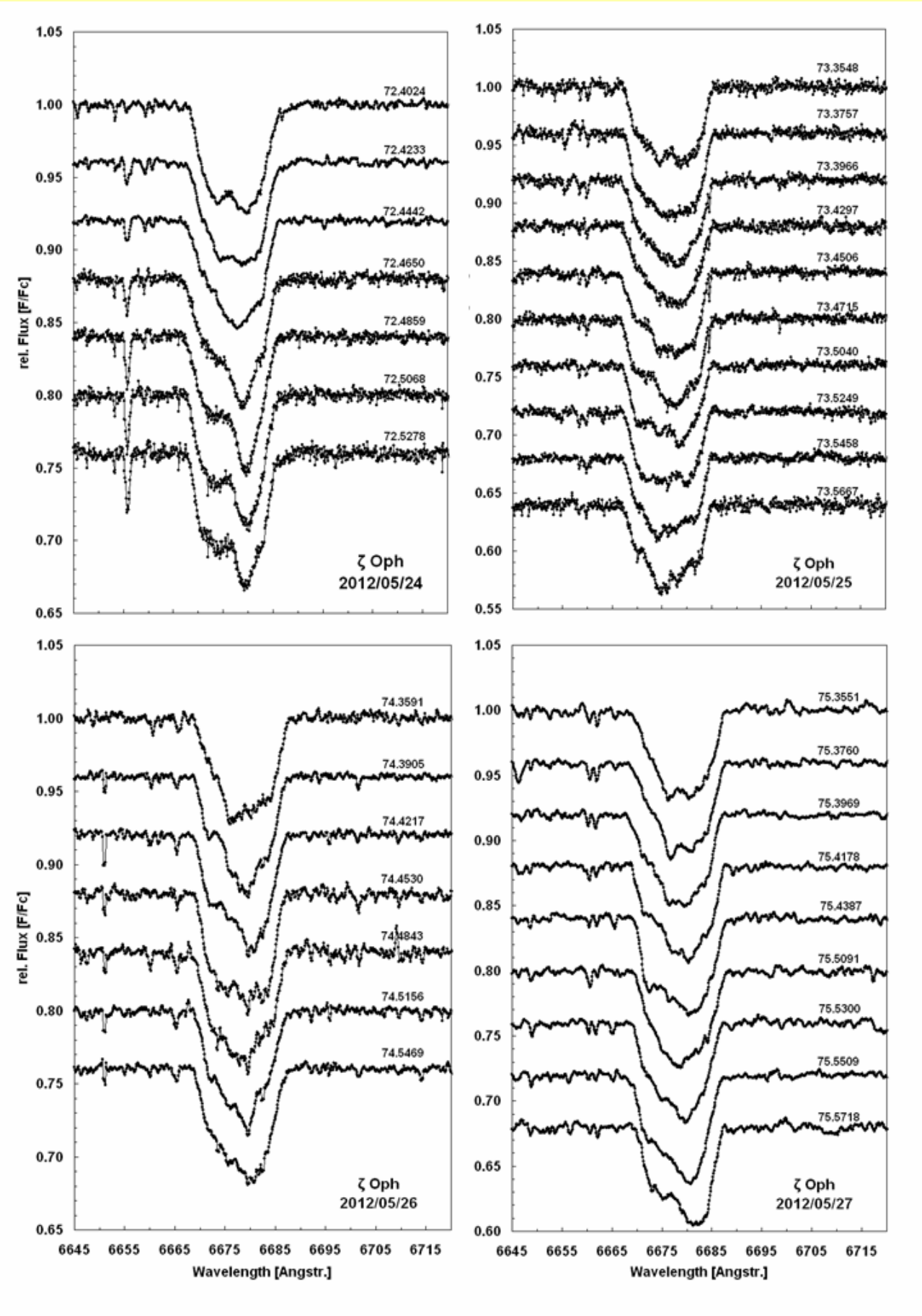


Fig. 4: Individual spectra of the 24.-27.5.12 observation

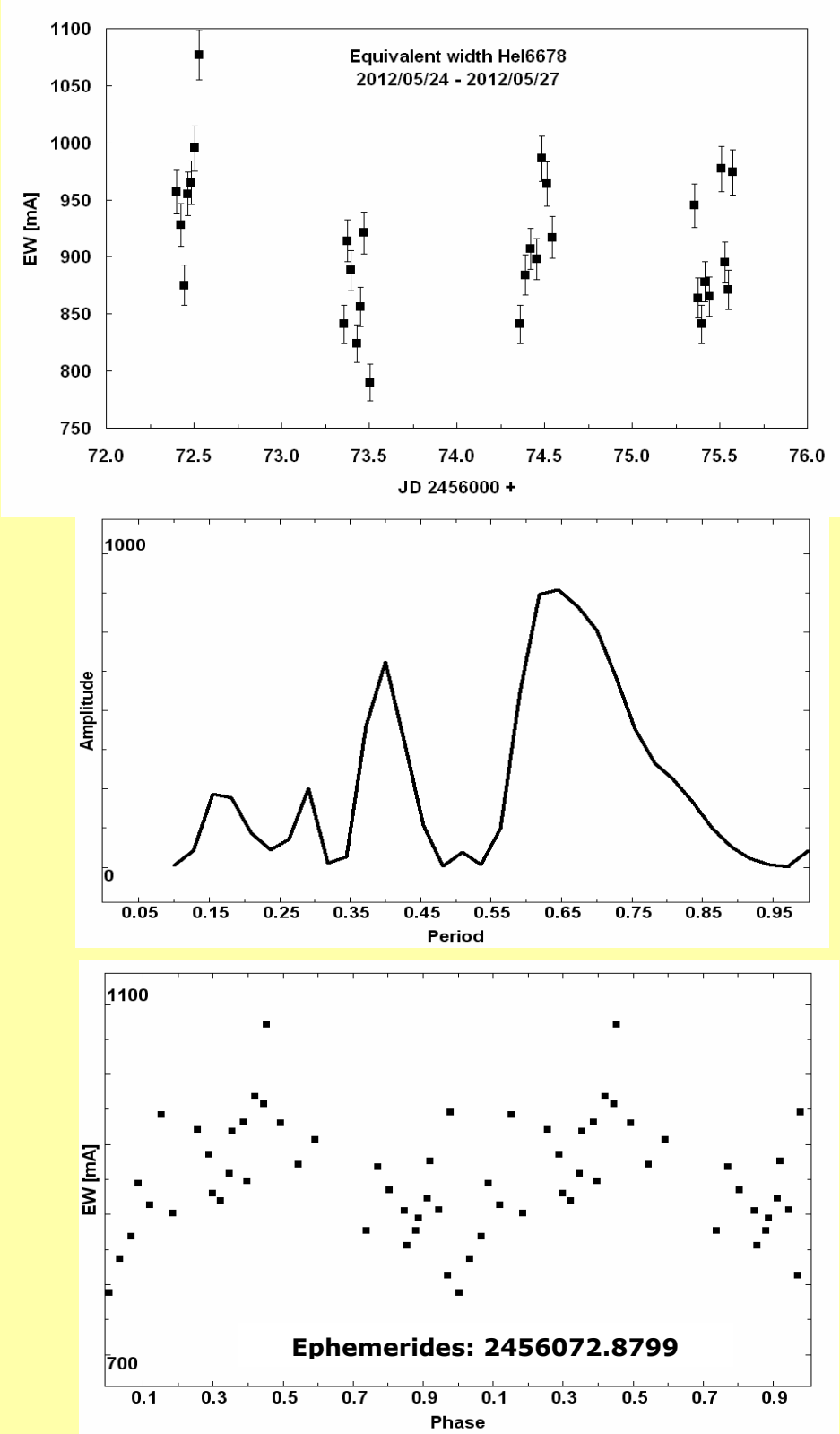


Fig. 5: Equivalent width versus time (top), periodogram (middle), phase analysis (below)

The current state of delta Scorpii´s circumstellar disk

The Hα-emission line profiles resulting from a rotational motion in Be star envelope (additional line broadening mechanisms such as Stark effect and expanding motions will be neglicted). On basis of a calibration of the effective rotation velocity of the star (*v* sin *i*) with the half maximum intensity (FWHM = full width half maximum) of the spectral line [1], this FWHM (in km/s) is used as measure for the projected rotation velocity of the disk gas [2]. He found also, that this correlation generally exhibits a certain scatter and non-kinematical contribution for Hα.

The profile and the distribution of the Doppler-broadening of the emission line can be viewed in principle as a Gauss-function. The measured FWHM-velocities of the Hα emission line depends on S/N, since in noisy spectra extended wings can hardly be distinguished from the stellar continuum. In addition it depends on the instrumental profile and on the spectral resolving power R of the used spectrograph. The used spectrograph in this paper was the type LHIRES III with R ~ 17000.

The orbital velocity *v* of the gas rotating around the star in the envelope decreases with increasing distance from the star according to Kepler´s third law $v \sim r^{(-0.5)}$. Higher velocity corresponds to smaller distance from the primary and vice versa. The Hα FWHM velocity (rotational and/or radial) of the circumstellar matter as inverse indicator for disk diameter in Fig. 1 shows since January 2011 (JD 2455578) until the periastron in July 2011 (JD 2555747) a more or less continuously increase. This means that the diameter of the disk was decreasing until that point.

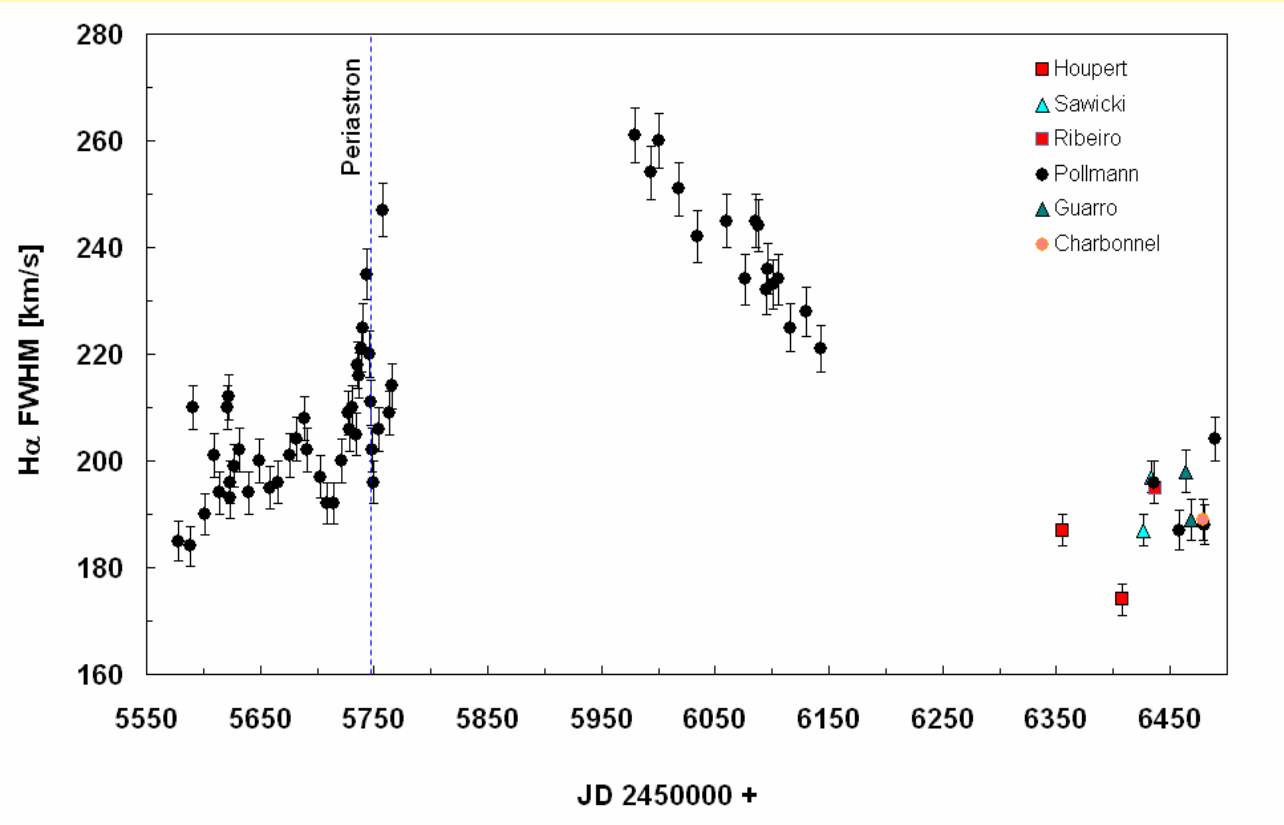


Fig. 1: Time behaviour of the Hα FWHM velocity before and after the periastron passage July 2011 (JD 2555747)

After the periastron the Hα FWHM velocity did decrease constantly, while the disk diameter increases until now. Unfortunately there is a lack of observation afterwards until February 2012 (JD 2455979). Fig. 2 shows for both sections, before periastron and afterwards until August 2012 (JD 2456131) the Hα FWHM versus optical brightness development based on visual estimations of S. Otero (Argentina) & DSLR measurements of W. Vollmann (Austria).

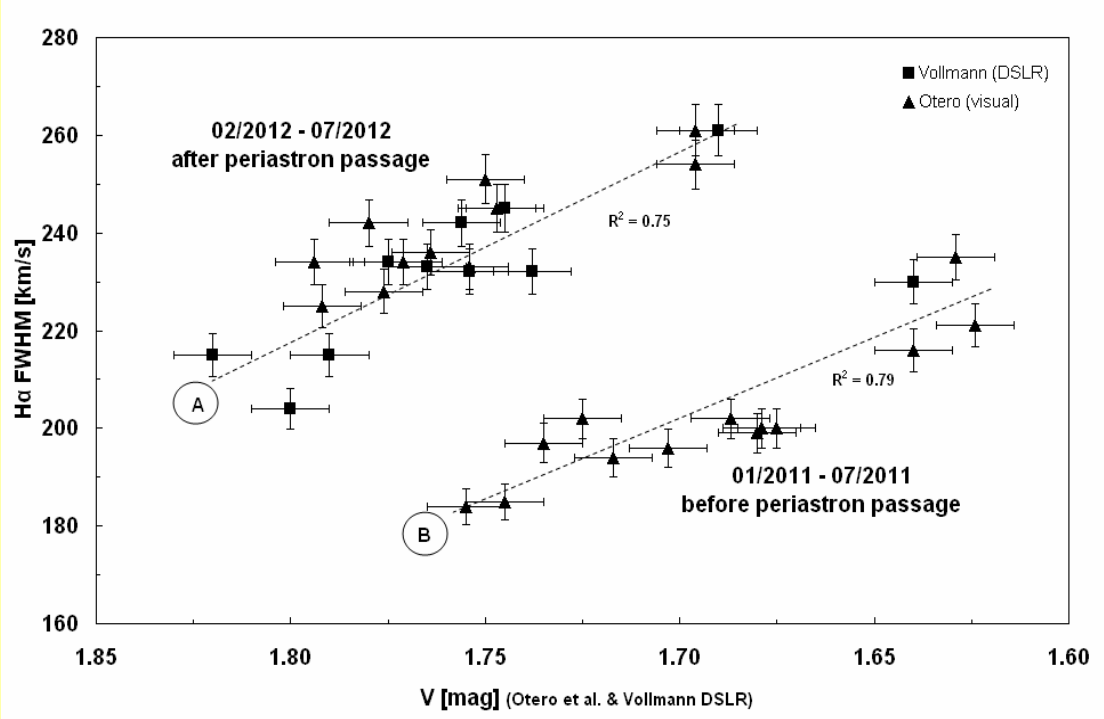


Fig. 2: Inverse correlation between total V brightness of δ Sco and the disk diameter as Hα FWHM. Contemporaneous FWHM measurements in BeSS spectra of F. Houpert, C. Sawicki, J. Ribeiro, E. Pollmann & Vmag measurements of S. Otero & W. Vollmann.

First of all, there is for both curves (A & B) an inverse correlation between the disk diameter (Hα FWHM) and V-mag of better than 0.7. Since the disk absorbs the UV radiation of the primary and re-radiates in the optical and IR regions, a correlation between optical brightness and disk size should exist [3] [4].

Although the result in Fig. 1 shows, that the disk after periastron was much larger than before, in Fig. 2 is recognizably, that δ Sco have had in spite of different disk sizes same brightness, how it is demonstrated by the curves A & B. When we take e.g. V = 1.7 mag or V = 1.75 mag, the difference in disk size between A & B is (according to Kepler´s third law $v \sim r^{(-0.5)}$) approx. 1.7 !

This can be explained by a higher disk density after periastron, because only the disk inner parts contribute to the brightness most significantly. Higher disk density means more radiation from the same area of the disk. A smaller size disk (after periastron) with a higher density will produce the same optical brightness as a larger size disk (before periastron) with a lower density.

However, we have to consider the fact that the disk density effect on the object's brightness may not be easily separated observationally from the disk size effect on it. When new material joins the disk from the star, it starts rotating around the star and also moving away from the star due to the viscous energy transfer. Therefore, the disk grows as the amount of matter increases in it. At the same time the disk density becomes larger at all distances from the star.

If the matter ejection from the star stops, the disk turns into a ring [5]. When a disk becomes a ring, the Balmer lines become narrower, because the most rapidly rotating matter from the inner parts of the disk does not exist. Such an effect should lead to a different behavior of the curves in Figure 2. That means: the curves A and B both depend on the disk size and density, but the density of the disk after periastron is higher than that before it.

The circumstellar disk, viewed at the observed inclination angle, covers half the star disk unless the disk is very small. In the case of δ Sco, one can safely suggest that the disk covered the same fraction of the stellar surface before and after the periastron. Since the disk seems to be optically-thick in the inner regions that covers the star in the observers inclination angle (38°), the star's contribution to the brightness will always be the same.

Acknowledgements:
I am grateful to Prof. Dr. Anatoly Miroshnichenko for his patient support and improvements of this observation report.

References

[1] A. Slettebak et al. “A system of standard stars for rotational velocity determination”, ApJS 29, 137, 1975
[2] R.W. Hanuschik, Astrophysics and Space Science 161, 61-73, 1989
[3] A. S. Miroshnichenko et al. 2001, A&A, 377, 485-495
[4] A. S. Miroshnichenko et al. 2003, A&A, 408, 305-311
[5] Th. Rivinius et al. 2001, A&A, 379, 257

Ernst Pollmann, July 2013