

**Guten Abend meine Damen und Herren, liebe Sternfreunde !**

**Ich freue mich sehr, dass Sie mir im Rahmen Ihrer Vortragsveranstaltungen die Gelegenheit geboten haben, zum Thema Amateur-Astrospektroskopie heute Abend einen Beitrag leisten zu können. Dies ist mir eine ganz besondere Freude, zumal dieses Thema innerhalb der bundesdeutschen Amateurastronomie immer noch einen viel zu niedrigen und damit unwürdigen Stellenwert besitzt.**

**Ich möchte Ihnen in meinem Vortrag einen Überblick vermitteln über die verschiedenen Spektrographentypen, die in der Vergangenheit, aber auch heute noch in der Amateurastronomie Verwendung finden, kombiniert mit einigen typischen Beobachtungsergebnissen, die mit diesen unterschiedlichen Spektrographen erarbeitet wurden.**

#### **Bild 1**

**Beginnen möchte ich in dieser Übersicht mit dem klassischen Objektiv-Prismen-Spektrographen, bestehend aus einem Objektivprisma, Teleobjektiv und einer Kleinbildkamera, mit dem die spektroskopisch interessierten Amateure in den 1960iger Jahren ihren Einstieg in den Bereich der Astrospektroskopie unternahmen.**

#### **Bild 2**

**Dieses Bild zeigt den OPS in der Variante eines Maksutov-Spiegelteleobjektivs mit einer Brennweite von 1000mm, 100mm Öffnung (also f/10) kombiniert mit einer CCD-Kamera. Die Dispersion dieser Variante betrug  $64 \text{ \AA/mm}$  zwischen den Wasserstoff-Balmerlinien  $H\gamma$ - $H\delta$ .**

#### **Bild 3**

**Auch die Verwendung eines sog. Dachkant-Prismas ist als Objektivprisma möglich, wie diese Variante hier zeigt, die bevorzugt von einem bulgarischen Amateur bis in den 1990iger Jahren verwendet wurde.**

#### **Bild 4**

**Objektivprismen können auch direkt vor die Teleskopöffnung montiert werden, wie diese Variante hier zeigt. Eine Methode übrigens, die auch in den Anfängen der professionellen Astrospektroskopie der 1930-40iger Jahre Verwendung fand. Die hier gezeigte Instrumentierung, Newton 120/690 mit  $45^\circ$ -Prisma (Bor-Kron-2) ist vom Amateur Bernd Hanisch (Frankfurt/Oder) zu DDR-Zeiten sehr erfolgreich eingesetzt worden.**

#### **Bild 5**

**Dieses Bild zeigt einen ganz ähnlichen OPS, bei dem ein  $30^\circ$  Kronglasprisma im Tubus eines Newton-Teleskops mit  $f = 700 \text{ mm}$  (1:10) eingesetzt war. Die Dispersion lag hier zwischen  $H\beta$ - $H\epsilon$  bei  $104 \text{ \AA/mm}$ .**

#### **Bild 6**

**Diese Variante zeigt einen sog. Prismen-Spektrograph-Ansatz im Primärfokus des Teleskops und ist 1936 bekannt geworden als „Spaltloser Spektrograph der Sternwarte Leipzig“.**

### **Bild 7**

Ein solcher Spektrographen-Ansatz ist von der Firma Lichtenknecker Optics in den 1990iger Jahren als Spektrograph SPG25 auf den Markt gebracht worden und ist hier meiner ehemaligen STW in der Eifel im Fokus eines SC-Teleskops 1:10 verwendet worden. Dispersion beträgt bei H $\delta$  – H $\epsilon$  146 Angstr./mm

Ich möchte Ihnen nun einige Resultate präsentieren, die mit diesen Spektrographentypen erarbeitet worden sind.

### **Bild 8**

Diese fotografischen Spektren wurden aufgenommen mit dem Newton-Spektrographen und dem 45°-Prisma von Bernd Hanisch im Oktober 1990 (auf AGFA 1000 XRS).

Die Hauptlinien der Wasserstoff-Balmerserie sind in allen hier gezeigten Spektraltypen O-F sichtbar und gehören bis zu den mittleren F-Sternen zu den stärksten beobachteten Absorptionen.

Ihre Temperaturabhängigkeit macht die Balmerlinien innerhalb einer vorgegebenen Leuchtkraftklasse zu sehr gut brauchbaren Spektralkriterien. Ein breites Maximum erreichen die Balmerlinien in den frühen A-Sternen.

### **Bild 9**

In den späten Spektraltypen F-M erscheinen die höheren Serienglieder von H $\epsilon$  an als Überlagerung mit starken Metalllinien. In den hier gezeigten Spektren ist vor allem die Wasserstoffverbindung CH wichtig.

Sie liefert nämlich einen wesentlichen Beitrag zum sog. G-Band, das vom Typ F an bis zu den spätesten Sternen eine bedeutende Erscheinung aller Spektren ist.

Die Ca II-Linie bei 3934Å kann als Merkmal zur Feinklassifikation innerhalb der Hauptspektralklasse herangezogen werden.

Aufnahmen: Newton 120/690 mit Objektivprisma BK 2 am 22. 08. 1987 auf ILFORD FP 4

### **Bild 10**

Hier sind dargestellt die Spektren zweier Sterne der Spektralklasse A (oben Wega, unten Deneb) mit etwa der gleichen Oberflächentemperatur von ca. 10 000 K bzw. 9000 K.

Während beim Hauptreihenstern Wega (Leuchtkraftklasse V) die Balmerlinien des Wasserstoffs durch den größeren Atmosphärendruck stark verbreitert sind, zeigt der Riesenstern Deneb (Leuchtkraftklasse I), bei dem aufgrund des großen Durchmessers vorhandenen geringeren Atmosphärendruck, sehr scharfe Linien.

Aufnahmen: Meniscas 180/1800 mit Objektivprisma 45 °, BK 2

Wega: 05.09.1993 bzw. Deneb: 28.08.1993 jeweils auf KODAK T MAX 3200

### **Bild 11**

Das Spektrum des Langperiodischen Veränderlichen Sterns omikron Ceti verändert sich sehr deutlich im Verlaufe einer Periode. So kehrt sich z.B. das Intensitätsverhältnis von H $\gamma$  zu H $\delta$  nach Erreichen des Helligkeitsmaximums um.

Aufgenommen mit Newton 120/690 mit Objektivprisma 45° BK2 auf ORWO NP 27 1989 bis 1991

#### **Bild 12**

Sehr schön zu beobachten ist bei diesem Stern nach Erreichen des Helligkeitsmaximums eine durch die Abnahme der Oberflächentemperatur verursachte Intensitätszunahme der TiO-Banden.

#### **Bild 13**

Hier handelt es sich um das Spektrum des Ringnebels M 57 in der Leier. Deutlich sichtbar sind die hellsten monochromatischen Nebelbilder. Diese Nebel-Emissionen werden durch ionisiertes Neon bzw. durch ionisierten Sauerstoff verursacht und sind an sehr geringe Materiedichten gebunden.

Weil solche Emissionen unter irdischen Bedingungen eine sehr geringe Übergangswahrscheinlichkeit haben, werden sie auch als „verbotene Linien“ bezeichnet. Aufnahme: Meniscas 180/1800 mit Objektivprisma 5° SF2 auf KODAK T MAX 3200, 44 min bzw. 12 min am 30.07.1995

#### **Bild 14**

Dieses Bild zeigt die planetarischen Nebel NGC 6543 + NGC 7662. Beim Vergleich beider Nebelspektren fällt auf, dass bei NGC 7662 (untere Aufnahme) die Linie des einfach ionisierten HeII bei 4886 Å im Vergleich zum Spektrum von NGC 6543 deutlich sichtbar ist.

Dieser Vergleich lässt die Aussage zu, dass die Anregung dieser HeII-Emission, die eines so hohen Anregungspotentials von etwa  $\sim 54$  eV bedarf, durch den sehr heißen Zentralstern im Innern des Nebels verursacht wird. Aufnahmen: Meniscas 180/1800 mit Objektivprisma 5° SF2 auf KODAK T MAX 3200, im Mai und August 1995 (NGC 6543) bzw. im Oktober 1995 (NGC 7662)

#### **Bild 15**

Hier handelt es sich um Spektren von sog. Wolf-Rayet-Sternen. Die französischen Astronomen Wolf und Rayet entdeckten 1867 sehr seltene Sterne, deren Spektren vorwiegend durch massiv verbreiterte, intensive Helium-Emissionslinien und die fast vollständige Abwesenheit von Wasserstoff auffallen.

Diese Objekte bilden heute eine eigene Sternkategorie, die das Endstadium massereicher O- und sehr früher B-Sterne markiert. In dieser Phase wird die gesamte äußere Wasserstoffhülle mit Geschwindigkeiten von  $>2000$  km/s abgestoßen und an der Sternoberfläche befinden sich die extrem heißen, schalenförmigen, ehemaligen nuklearen Fusionszonen, wo neben Helium noch diverse Metalle gebildet wurden.

Zu den breiten Linien des ionisierten Heliums (HeII) gesellen sich noch mehrere Emissionen extrem stark ionisierter Metalle, die die Klassifikation der WR Sterne prägen. Wasserstoff kann bei den WR Sternen kaum nachgewiesen werden.

WR-Sterne mit Stickstoffemissionen erhalten die Bezeichnung WN,  
WR-Sterne mit Kohlenstoffemissionen erhalten die Bezeichnung WC,  
und die sehr seltenen WR-Sterne mit Sauerstoffemissionen erhalten die Bezeichnung WO

### **Bild 16**

Das Bedeckungssystem  $\beta$  Lyrae.

Das System besteht aus einem B-Stern mit einer dicken Gasscheibe, der mit einer Periode von 12,9 Tagen den Primärstern des Spektraltyps B6 umkreist bzw. bedeckt.

Einige Linien, wie z.B. die Wasserstoff-Emissionslinie H $\zeta$ , zeigen eine durch den Doppler-Effekt verursachte Wellenbewegung. Sie folgen dabei nicht der Bahnbewegung des hellen Begleitsterns, sondern stammen von einer, das gesamte System umgebenden expandierenden Gashülle.

Aufnahmen: Meniscas 180/1800 mit Objektivprisma 45°, BK 2,

### **Bild 17**

Darüber hinaus zeigt das Bedeckungssystem  $\beta$  Lyr sehr interessante, phasenabhängige Profilvariation der H $\alpha$ - und He6678-Emission.

Darüber hinaus kann man beobachten, dass die Emissionsstärke der H $\alpha$ -Linie mit dem Bedeckungslichtwechsel dieses Sternsystems variiert. Woran liegt das? Dieser Effekt erklärt sich damit, dass die Bedeckung des Primärsterns den Wegfall seines Kontinuumsanteils zur Folge hat, wodurch der H $\alpha$ -Emissionsanteil scheinbar heller wird.

### **Bild 18**

Kommen wir nun zu den Spaltspektrographen.

Dieses Bild zeigt den prinzipiellen Aufbau eines Spalt-Spektrographen:

das im Teleskopfokus positionierte, und vom Sternlicht beleuchtete Spaltbild wird vom Kollimator als paralleles Strahlenbündel dem Dispersionselement (Gitter, Prisma) zugeführt, dort dispersiert, d.h. in seine Wellenlängenbestandteile zerlegt, und danach mit einer Abbildungs- oder Fokussieroptik dem Detektor (CCD, Film, o.a.) zugeführt.

### **Bild 19**

Der am einfachsten aufgebaute Spektrograph ist der in der Littrow-Bauweise, in der die theoretisch optimale Konfiguration eines Spektrographen realisiert ist. Der ursprüngliche Littrow-Aufbau hat nur drei Komponenten: den Spalt, der Ein- und Ausgang vereint, den Spiegel, der sowohl kollimiert als auch fokussiert und das Reflexionsgitter.

### **Bild 20**

Dieses Bild zeigt den Littrow-Spektrograph LHIRES des französischen Herstellers SHELIAK an einem C14 Schmidt-Cassegrain-Teleskop in der Arbeitssternwarte der VdS-Köln.

### **Bild 21**

Der Czerny-Turner-Aufbau unterscheidet sich vom Littrow-Aufbau dadurch, dass er mit zwei Spiegeln arbeitet und in konstruktiver Hinsicht wesentlich mehr Flexibilität bietet. Die direkte Reflexion von Eingang zu Ausgang ist hier nicht möglich und darüber hinaus können die beiden Spiegel unterschiedlich groß sein.

### **Bild 22**

Mit dem Spalt-Spektrographen DADOS der Firma BAADER hat der spektroskopisch interessierte Sternfreund ein Gerät, das vor allem Anfängern einen äußerst einfachen und angenehmen Einstieg ermöglicht. Aber auch fortgeschrittenen Amateuren bietet

der DADOS im höher auflösenden Modus, etwa durch Einsatz eines Gitters mit 900 L/mm, interessante Beobachtungsmöglichkeiten.

### **Bild 23**

Ich möchte Ihnen nun einige Objekte vorstellen, die ausschließlich mit hochauflösenden Spaltspektrographen beobachtet wurden, wie etwa den Leuchtkräftigen Blauen Veränderlichen, den sog. LBV-Stern P Cgyni.

### **Bild 24**

Der Leuchtkräftige Blaue Veränderliche P Cgyni gehört zur Klasse der absolut massereichsten Sterne mit (> 50 Sonnenmassen). Diese Sterne durchlaufen eine sehr instabile Phase und

- zeigen starke Variationen in ihrer Helligkeit,
- Variationen in ihrer Farbe und in ihrem Spektrum,
- Gravitation und Druck halten sich nicht mehr die Waage,
- Sterne werden instabil,
- starker Sternwind bis zu  $10^{-3}$  SM pro Jahr

Diese LBV-Veränderlichen bilden also eine Klasse sehr massiver, instabiler Sterne und befinden sich in ihrer Endphase des Wasserstoffschalenbrennens nahe der oberen Leuchtkraftgrenze im Herzprung-Russel-Diagramm (der sog. Humphrey-Davidson-Grenze).

### **Bild 25**

Die Spektren dieser Sterne sind reich an Emissionslinien, die vielfach sog. P Cygni-Profile aufweisen. Bei den P Cygni-Profilen handelt es sich um eine breite Emission mit einer zur kurzwelligen Seite verschobenen Absorptionskomponente, die auf ausströmende Materie zurückzuführen ist. Ihre Geschwindigkeiten erreichen einige 100 km/s und der durch diesen Sternwind bedingte Massenverlust liegt bei den verschiedenen Sternen bei etwa  $10^{-5}$  -  $10^{-3}$  Sonnenmassen/Jahr.

Die dominante Emissionslinie  $H\alpha$  des Wasserstoffs bei 6563 Å aber auch die benachbarte Emissionslinie des Heliums bei 6678 Å sind zwei wichtige spektrale Merkmale, an denen einige typische Wesenszüge dieser Sterntypen studiert werden können

### **Bild 26**

Die blauverschobene Absorption wird durch den Teil des Windes erzeugt, der genau vor der Sternscheibe liegt und auf uns zu fliegt, während die im Mittel unverschobene Emission aus der gesamten, in alle Richtungen strömenden Windmaterie stammt

### **Bild 27**

Dieser Überblick zeigt zunächst die seit längerem bekannte, enorme Variabilität der Emissionsstärke der  $H\alpha$ -Emission, der sog. Äquivalentbreite EW, seit den ersten mir verfügbaren Daten von Scuderi aus Juli 1988. Mein Monitoring begann allerdings erst im Mai 1994, wobei inzwischen 15 weitere Amateure mit ihren Beobachtungen hinzugekommen sind.

Ich finde, dies ist ein wundervolles Beispiel einer internationalen Zusammenarbeit von Beobachtern aus verschiedenen europäischen Nationen sowie auch aus Japan, wobei

dieser Datensatz, der inzwischen die Zeitspanne von 24 Jahren umfasst, erstmals auch eine Analyse des periodischen Verhaltens der H $\alpha$ -EW erlaubt.

#### **Bild 28**

Die oft diskutierte Periode des visuellen Lichtwechsels von etwa 1300 Tagen zeigt sich auch hier ganz klar in dem oberen Bild, dem sog. Periodogramm der H $\alpha$ -Emission mit einem Wert von 1211 Tagen.

Die kleineren angedeuteten Perioden mögen vielleicht auch vorliegen, können jedoch kaum in der gegenwärtigen Ergebnissituation wieder gefunden werden. Außerdem sind hier sog. Alias-Perioden – also Scheinperioden durch Samplingeffekte nicht ausgeschlossen.

#### **Bild 29**

Innerhalb eines Gemeinschaftsprojektes mit der amerikanischen Organisation für Veränderliche Sterne AAVSO sind wir versucht,

- 1) die Beziehung zwischen der H $\alpha$ -EW und der photometrischen V-Helligkeit, und
- 2) Informationen über den intrinsischen, d.h. vom Stern selbst her rührenden Linienfluss, herauszufinden.

Ein direkter Vergleich von photometrischen und spektroskopischen Daten legt die Existenz einer gewissen Beziehung zwischen den Variabilitäten der H $\alpha$ -EW und der V-Helligkeit in dem Sinne offen, dass wenn die H $\alpha$ -EW abnimmt, der Stern in V heller wird und umgekehrt.

#### **Bild 30**

In der praktischen Durchführung bestimmen wir den intrinsischen Linienfluss, in dem die gemessene EW durch die photometrischen Größenklassen der V-Helligkeit dividiert wird. **(Dies ist zwar nicht der Linienfluss in physikalischen Einheiten, aber eine Größe, die dem physikalischen Linienfluss korrigiert für Kontinuumsvariationen, proportional ist.)** Die Beobachtung des Linienflusses ist deshalb von Bedeutung, weil die darin erfassten intrinsischen Variationen auf eine variable Massenverlustrate, auf Variationen der Winddichte und auf Änderungen der Ionisationsstruktur zurückzuführen sind.

#### **Bild 31**

H $\alpha$ -Beobachtungen am Doppelsternsystem VV Cephei

#### **Bild 32**

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 bestehen.

#### **Bild 33**

VV Cep, dessen heutige Radiuseinschätzungen bei etwa 1600 Sonnenradien liegen, ist ein einzigartiges Beispiel eines Bedeckungsternsystems mit einem Massenaustausch zwischen den Komponenten, in dem ein aufgeblähter heller M2-Überriese (Leutkraftklasse Ia<sub>b</sub>) mit einer ausgedehnten Atmosphäre von einem sehr viel schwächeren, heißen blau-weißen Hauptreihenstern der Spektralklasse B0Ve umkreist wird.

#### **Bild 34**

Der Begleitstern umkreist und seinem Radius von etwa 13 Sonnenradien bei einem mittleren Abstand von etwa 19-20 AU den M2-Überriesen mit einer Periode von 20.4 Jahren auf einem exzentrischen Orbit mit der Besonderheit, dass er von einer ausgedehnten Wasserstoff-Gashülle umgeben ist.

#### **Bild 35**

So ist im CCD-Spektrum von VV Cep die H $\alpha$ -Emissionslinie der einzige Indikator für das Vorhandensein dieser Wasserstoff-Gashülle um den Be-Stern.

#### **Bild 36**

Diese H $\alpha$ -Emissionslinie, die in eine V- (violette) und in eine R- (rote) Komponente aufgespalten ist, wird unterschiedlich dichten Strahlungsanteilen in der rotierenden Gasscheibe um den Be-Stern zugewiesen.

#### **Bild 37**

Aufgrund ihrer Rotation entgegen des Uhrzeigersinns bezogen auf die Sichtlinie des Beobachters, bewegen sich die blauverschobenen Strahlungsanteile (die V-Komponente) auf den Beobachter zu, wogegen die rotverschobenen Strahlungsanteile (die R-Komponente) sich vom Beobachter entfernen.

#### **Bild 38**

Die Langzeitmonitorings der Intensitätsvariationen der V- und R- Komponenten (dem sog. V/R-Verhältnis) liefert wichtige Informationen über:

1. die Peakstärke als Maß für die Masse bzw. Dichte des Gases in der Hülle, ausgedrückt als Äquivalentbreite EW [ $\text{\AA}$ ] der Emission
2. die Bewegungsrichtung des entsprechenden Gashüllenbereiches

#### **Bild 39**

Eine Periodenanalyse des V/R-Verhältnisses führte zu einer deutlich dominanten Periode von 1100d. Das künftige Monitoring des Sterns beinhaltet schwerpunktmäßig die Analyse des V/R-Verhaltens bei deutlich höherer Beobachtungshäufigkeit als bisher, um so zu gesicherteren Informationen über eine Periodizität der V- und R-Scheibendichtezonen zu gelangen.

#### **Bild 40**

Seit Juli 1996, also seit mehr als 16 Jahren wird von mir das Monitoring der Äquivalentbreite der H $\alpha$ -Emission mit einem Spalt-Gitter-Spektrographen durchgeführt, wobei auch das Ereignis der Bedeckung des Be-Sternes mit seiner Scheibe von 1997 bis 1999 erfasst werden konnte. Dieses Bild zeigt das Monitoring der H $\alpha$ -Emission seit Juli 1996 bis heute.

#### **Bild 41**

H $\alpha$ -Beobachtungen am Doppelsternsystem  $\zeta$  Tauri

#### **Bild 42**

$\zeta$  Tau ist ein heller, weiss-bläulich leuchtender B-Riesenstern mit einer Entfernung zur Erde von ungefähr 417 Lichtjahren. Die äquatoriale Rotationsgeschwindigkeit des Primärsterns 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).

### **Bild 43**

Diese hohe Rotationsgeschwindigkeit steht in enger Beziehung mit einer dicken äquatorialen Gasscheibe um den Primärstern. Die Gasscheibe mit etwa 100 Sonnendurchmessern und ihrer hellen H $\alpha$ -Emission des Wasserstoffs, die auch hier wieder in eine V- und R-Komponente aufgespalten ist, macht  $\zeta$  Tauri zu einem der am besten bekannten B-Emissionsliniensterne des Himmels.

### **Bild 44**

Dieses Bild zeigt das H $\alpha$ -Monitoring für die Jahre 2000-2007 mit den ständigen Linienprofilvariationen, wobei die Äquivalentbreite und das V/R-Verhältnis quantitativ ausgewertet werden.

### **Bild 45**

Dieses Bild zeigt die Messungen der Äquivalentbreite unserer internationalen Beobachtergemeinschaft zusammen mit Messungen aus verschiedenen anderen Veröffentlichungen für den Gesamtzeitraum 1975 bis März 2012, wobei dieser Plot die bisher längste H $\alpha$ -Zeitskala für  $\zeta$  Tau darstellt.

### **Bild 46**

#### **Animation starten**

Die exzentrischen Umlaufbahnen der Gasteilchen der Wasserstoffgasscheibe um den Zentralstern führen zu einer sog. einarmigen Dichtewelle im gemeinsamen Periastron, wobei dieses Muster erhalten bleibt und innerhalb eines Zeitraumes von etwa 1500 Tagen um den Zentralstern präzediert.

Das H $\alpha$ -Linienprofil zeigt normalerweise die beiden Emissionskomponenten getrennt durch einen zentralen Absorptionskern. In  $\zeta$  Tau variieren nun die beiden Peakstärken, so dass das V/R-Intensitätsverhältnis sich ständig zyklisch ändert von V>R zu V<R und zurück.

### **Bild 47**

Die gemessenen V/R-Verhältnisse wurden nun mit Hilfe einer Periodenanalyse untersucht wobei eine langperiodische Zykluszeit von  $1471 \pm 15d$  (d.h. etwa 4 Jahre) und eine Zyklusperiode 69 Tagen gefunden wurde.

### **Bild 48**

H $\alpha$ -Beobachtungen am Be-Stern  $\gamma$  Cas

### **Bild 49**

Dieses Bild ist eine künstlerische Darstellung des Prototyps aller Be-Sterne, des Sterns  $\gamma$  Cas:

$\gamma$  Cas ist einer der hellsten Be-Sterne am nördlichen Himmel und der Stern, an dem zum ersten Mal 1866 Emissionslinien entdeckt wurden.

### **Bild 51**

In diesem Doppelsternsystem ist der Zentralstern des Typs B0.5 IVe von einer dicken, zirkumstellaren Wasserstoffgasscheibe umgeben, die sich als auffälligstes Merkmal im sichtbaren Spektrum u. a. als H $\alpha$ -Emissionslinie zu erkennen gibt.



Bemerkenswert ist, dass der bis heute unsichtbare Begleiter, der sich in Radialgeschwindigkeitsmessungen eindeutig mit einer Periode von 203 Tagen nachweisen lässt, spektral noch nicht identifiziert worden ist.

#### **Bild 52**

Für die Fachastronomie ist von großem Interesse die Mitarbeit von Amateurastronomen im Sinne von Langzeitüberwachungen der Emissionsstärke dieser H $\alpha$ -Emissionslinie.

Dieses Bild zeigt das H $\alpha$ -Langzeitverhalten von 1975 bis heute, wobei die Amateurbeobachtungen erst im Jahr 1994 begannen. 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 53**

Der unsichtbare Begleitstern führt zu einer H $\alpha$ -Radialgeschwindigkeitsamplitude von etwa 8 km/s mit einer Periode von 203 Tagen, die wir ebenfalls in einem Beobachterkonsortium langzeitmäßig überwachen.

#### **Bild 54**

Erste Periodenanalysen unserer Radialgeschwindigkeitsmessungen sehen bisher ganz zufrieden stellend aus, weshalb wir in einem intensiven Ergebnisaustausch mit der professionellen Astronomie stehen.

#### **Bild 55**

Eines der interessantesten astronomischen Ereignisse in 2011, zumindest aus Sicht der Astrospektroskopie, ist zweifellos die Periastronpassage des Be-Doppelsternsystems  $\delta$  Scorpii gewesen.  $\delta$  Scorpii ist ein helles, interferometrisch entdecktes Doppelsternsystem mit einem Primärstern des Spektraltyps B0, einem Neigungswinkel seiner orbitalen Rotationsachse in Bezug auf die Sichtlinie des Beobachters von etwa 38° und einem Begleitstern, dessen Spektraltyp derzeit ebenfalls als Typ B angenommen wird, und der sich auf einem elliptischen Orbit mit der Exzentrizität  $e = 0.94$  und einer Periode von ca. 10,6 Jahren, bewegt.

#### **Bild 56**

Unter einer Periastronpassage versteht man die Annäherung des Begleitsterns auf seiner elliptischen Bahn um den Hauptstern bis zu dem Punkt, an dem der Begleiter dem Hauptstern am nächsten kommt.

#### **(Video starten)**

Dieses ca. 11-jährige periodische Ereignis ist sowohl von der professionellen wie auch von der Amateurastronomie mit großer Spannung erwartet worden. Nicht zuletzt deshalb, weil diese Periastronpassage des Begleitsterns im System  $\delta$  Sco interessante und zugleich wichtige Beobachtungen ermöglicht, die für die Be-Sternforschung im Allgemeinen, aber auch für das Verständnis der Be-Stern-Gasscheibendynamik in diesem System von enormer Bedeutung sind.

#### **Bild 57**

Vor dem Hintergrund dieses Ereignisses ist auf dem internationalen Workshop für Astrospektroskopie im Observatorium de Haute Provence (OHP, St. Michel, Südfrankreich) im August 2010 eine Beobachtungskampagne zwischen Amateuren und

der professionellen Astronomie mit dem Ziel einer möglichst hohen Beobachtungsdichte vereinbart worden.

#### **Bild 56**

Schwerpunkt der Kampagne sollte vorrangig die Messung der Radialgeschwindigkeit an der HeII 4686 Å sowie und der H $\alpha$ -Emission bei 6563Å sein, wenngleich darüber hinaus einige weitere Aspekte spektroskopischer Untersuchungen bedacht wurden, wie etwa das Verhalten der Emissionsstärke und das Profilverhalten der H $\alpha$ -Emission.

#### **Bild 56**

Diese Beobachtungsanforderungen sind mit den heutigen Spektrographen der Amateur-Astronomie ohne weiteres erfüllbar, weshalb seitens der Fachastronomie großes Interesse daran bestand, im Rahmen dieser Kampagne mit der Amateurastronomie zusammenzuarbeiten.

Meine Beteiligung an der Beobachtungscampagne erfolgte durch Aufnahme der Spektren mit meinem französischen Spektrographen LIHRES III, der wie hier zu sehen, am C14 der Arbeitssternwarte der Vereinigung der Sternwarte Köln zum Einsatz kam.

#### **Bild 57**

Aus Messungen der H $\alpha$ -Radialgeschwindigkeit können interessante Resultate zur Dynamik des Orbits des Systems und zu Informationen über die Geschwindigkeitskomponenten tatsächlicher Raumbewegungen in Richtung auf den Beobachter abgeleitet werden. Die Radialgeschwindigkeit wird positiv gezählt, wenn der Stern sich vom Beobachter wegbewegt und negativ, wenn er auf ihn zukommt.

Gemessen wird Radialgeschwindigkeit über die Verschiebung der Linien im Spektrum, die diese aufgrund des Doppler-Effektes relativ zu den Linien eines Vergleichsspektrums erfahren.

Nun ist die gemessene Radialgeschwindigkeit nicht die Bahngeschwindigkeit sondern lediglich ihre Projektion auf die Beobachtungsrichtung, wobei der Winkel zwischen der Beobachtungsrichtung und der Normalen zur Bahnebene bei  $\delta$  Sco ca. 38° beträgt.

#### **Bild 58**

Die Messung der Radialgeschwindigkeit führt auf diese Weise zu genauer Kenntnis über die Abstandsverhältnisse der Komponenten in diesem Doppelsternsystem. Die Situation etwa zur Zeit des geringsten Abstandes der beiden Sternkomponenten zu einander, des sog. Periastrons, führt zu einer maximalen Radialgeschwindigkeitsänderung. Eine möglichst genaue Bestimmung dieses Zeitpunktes ist deshalb von fundamentaler Bedeutung für die Berechnung der Umlaufbahnen des Begleitsterns um den Zentralstern.

#### **Bild 59**

Dieses Bild zeigt die Radialgeschwindigkeitsänderung in der Periastronpassage von August - September im Jahr 2000, wobei jedoch die Beobachtungsdichte zur präzisen Bestimmung des Periastronzeitpunktes nicht ausreichend war.

Rote Punkte = Messungen von Mirosnichenko (2001); grüne und orange Linie repräsentieren Berechnungen von Tango et al. (2009) und das "best-fit model" von Mailland et al. (A&A, June 2011).

Im Rahmen der diesjährigen Kampagne führte die erfreulich hohe Beteiligung internationaler Beobachter seit Januar zu einer Beobachtungsdichte, wie es sie in diesem

Umfang am Stern  $\delta$  Sco bisher noch nicht gegeben hatte, wobei hervorzuheben wäre, dass sich ein besonders hoher Anteil französischer Beobachter der ARAS-Gruppe an dieser Kampagne beteiligte.

#### **Bild 60**

Bis auf drei Ausnahmen kamen dabei hochauflösende Littrow-Spektrographen vom Typ LHIRES III zum Einsatz, weshalb die spektrale Auflösung  $R = \lambda / \Delta\lambda$  bei H $\alpha$  im Bereich von 10000-20000 lag.

Die erwartete Änderung der Radialgeschwindigkeit in der Größenordnung von ca. -15 km/s bis -60 km/s konnte daher mit ausreichender Genauigkeit erfasst werden.

#### **Bild 61**

Die überwiegende Anzahl der bereitgestellten Spektren ist mit dem speziell für Radialgeschwindigkeitsmessungen entwickelten Programm SpecRave (einer Zusammenarbeit meines Kollegen Roland Bücke und der VdS-Fachgruppe „Computerastronomie“) vermessen worden.

#### **Bild 62**

Der Profilcharakter der H $\alpha$ -Emission stellte sich nicht nur während der Periastronpassage des Begleitsterns als variabel heraus, sondern auch die verschiedenen spektralen Auflösungen der eingesetzten Spektrographen führten zu unterschiedlichem Profilaussehen, so dass die erforderliche variable Profilanpassung mit einer Gaussfunktion an diese Gegebenheiten als wesentlicher Vorteil des Programms SpecRave eine höhere Genauigkeit bei der Messung der Radialgeschwindigkeit bewirkte. Die Genauigkeit unserer Messungen lag zwischen 0.9-1.8 km/sec.

#### **Bild 63**

Dieses Bild zeigt nun das Ergebnis unserer Radialgeschwindigkeitsmessungen von Januar bis September 2011.

Zur Absicherung der Verlässlichkeit der gemessenen RV-Werte wurden vor Beginn der Beobachtungskampagne seitens der Fachastronomie zwei Entscheidungskriterien empfohlen:

1. Ausschluss von Messungen, deren Fehlerbetrag  $\pm 5$  km/s erreichten bzw. überschritten.
2. Vergleich der  $\delta$  Sco-RV-Messungen durch Anschluß an den Referenzstern  $\alpha$  Serpentis mit seiner stabilen Radialgeschwindigkeit von 2.6 km/s ( $\pm 0.2$ ).

Die Konsistenz aller Messungen einschließlich der Messungen am Referenzstern  $\alpha$  Ser erlaubt die Aussage, dass der beobachtete Verlauf der RV-Kurve nur in geringem Maße von den Messfehlern, die bei der Profilanpassung unvermeidlich entstehen, beeinflusst ist.

#### **Bild 64**

Das primäre Ziel der Kampagne sollte ja die möglichst präzise Bestimmung des Zeitpunktes der Periastronpassage sein, wobei die hohe Beobachtungsdichte es erlaubte, diesen Zeitpunkt nach einer in der Veränderlichenbeobachtung gängigen Methode zu bestimmen. Diese Methode besteht im Wesentlichen darin, dass für die Abstiegs- und Anstiegsflanke der RV jeweils eine Regressionsgerade ermittelt wird.

Der Zeitpunkt der Periastronpassage liegt dann im Schnittpunkt dieser zwei Regressionsgeraden. Unsere Beobachtungen ergaben hierfür das Datum 01.07.2011, 2:30 UT. Die Abweichung vom vorhergesagten Datum, dem 05.07.2011, beträgt damit nur etwa 4 Tage.

#### **Bild 65**

Darüber hinaus zeigte sich nach der Passage im RV-Kurvenverlauf eine Erscheinung, die in dieser Form weder von der Fachastronomie noch von den Amateuren erwartet worden ist. Es handelt sich um den sog. „double-dip“ etwa zwischen dem 11. und 23. Juli.

Erste fachastronomische Spekulationen mutmaßen, dass im Doppelsternsystem  $\delta$  Sco ein „dritter Körper“ in der Nähe des Begleitsterns nicht auszuschließen sei. Bei diesen ersten (vielleicht zu frühen) Überlegungen wird die mögliche Existenz einer dritten Komponente auf Basis einer Gesamtheitsanalyse der Radialgeschwindigkeiten von 1902 bis 1975 mit einer Periode von 302,60 Tagen  $\pm$  0,26 auf einem exzentrischen Orbit abgeleitet.

Inwieweit diese Spekulationen in der Fachdiskussion der nächsten Zukunft Bestand haben, bleibt abzuwarten. Selbstverständlich werden sämtliche Ergebnisse und Spektren aus unserer Kampagne der interessierten Fachastronomie zu Verfügung gestellt.

#### **Bild 66**

Als weiteres, unerwartetes Ergebnis der Kampagne ist die Ausprägung eines „bumps“ auf der rotseitigen Flanke des H $\alpha$ -Peaks. Dies konnte besonders deutlich in hochaufgelösten Spektren des australischen Amateurs Bernhard Heathcote am 12. August beobachtet werden.

In der Modellsimulation des japanischen Be-Sternforschers Okazaki wird nun die Bildung einer zirkumstellaren Scheibe um den Begleitstern als robustes Erscheinungsmerkmal infolge der interaktiven Gezeitenwirkung zwischen den Komponenten angenommen, und zeigt hier die Situation 20-30 Tage nach dem Periastron.

Aus Beobachtersicht entfernt sich nun diese Begleiterscheibe nach dem Periastron, so dass eine rotverschobene Emissionsverstärkung in Form eines „bumps“ auf der rotseitigen Flanke der H $\alpha$ -Emission tatsächlich möglich erscheint (**private Mitteilung A. Okazaki, Nov. 2011**).

Die weltweite Beobachtung dieses hochinteressanten Ereignisses seitens der professionellen und der Amateurastronomie wird mit Sicherheit zu einer Vielfalt weiterer, spannender Publikationen führen, wobei dieser Bericht lediglich eine erste Übersicht zur aktuellen Situation aus Sicht der Amateurastronomie liefern sollte.

Vielen Dank