

MIFUS – 3D-Spektroskopie für Amateure

von Daniel P. Sablowski

Die 3D-Spektroskopie ist bei den professionellen Astronomen zu einem wichtigen Werkzeug bei der Untersuchung von extragalaktischen Quellen geworden. Die Technologien zur Separierung der räumlichen Wellenlängeninformation sind komplex und interessant zugleich. Neben sehr aufwändigen Methoden wie dem Advanced Image Slicer [1] gibt es auch einfachere, nachteiligere Methoden, um die räumliche Information im Spektrum zu erhalten. Wie eine solche Technik an kleinen Amateuerteleskopen betrieben werden kann, ist Gegenstand dieses kurzen Artikels.

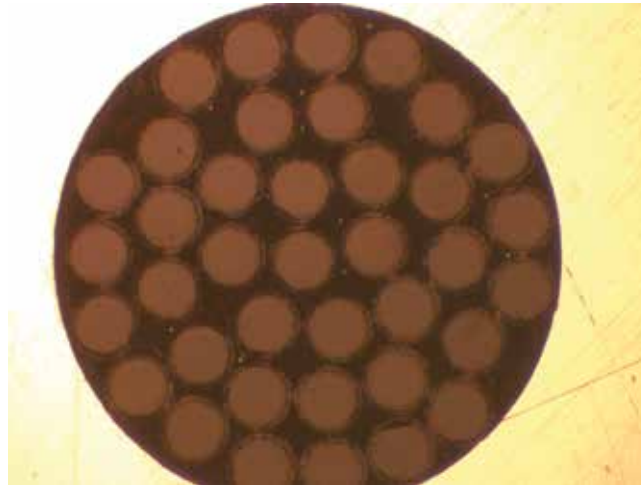
Die Integral-Feld-Einheit (IFU)

Diese Einheit dient dazu, die Bildebene des Teleskops in kleine Einheiten zu zerschneiden und am Eingang des Spektrografen zur Zerlegung in die Wellenlängen anzuordnen. Die räumlichen Elemente nennt man, analog zum Pixel (picture element) Spaxel (spatial element). Neben der sonst wichtigen Größe der Auflösung des Spektrografen (genauer der Wellenlängenauflösung) tritt bei 3D-Spektrografen die räumliche Auflösung, gegeben durch das von einem Spaxel in der Bildebene erfasste Winkелеlement, zusätzlich als wichtiges Kriterium auf.

Die einfachste Art, um eine solche Einheit zu realisieren, ist ein Bündel optischer Fasern in den Teleskopfokus zu packen. Diese Methode ist verhältnismäßig kostengünstig, jedoch zu Lasten der räumlichen Auflösung. Nichtsdestotrotz wurde diese Variante für die IFU für den Mini-Integral-Field-Unit Spectrograph (MIFUS) gewählt.

Als ein erstes Testbündel wurden 38 Fasern mit einem Kerndurchmesser von 0,1 mm in einen SMA-Stecker geklebt und poliert. Ein Bild dieses Bündels ist in der Abbildung 1 gezeigt.

Dieses Bündel ist dann mit einer Faser-einkopplung verbunden, welche das Auffinden und Nachführen des Objektes auf dem Bündel ermöglicht. Diese Einheit verfügt über einen Strahlteiler und einen



1

Faserbündel der IFU für MIFUS. Es handelt sich um 38 Fasern mit einem Kerndurchmesser von 0,1 mm, verklebt und poliert in einem SMA-Stecker.

Spiegel, welcher die Abbildung des direkten Sternbildes sowie des vom Bündel rückreflektierten Bildes möglich macht. Ein Bild der Einheit ist in Abbildung 2 gezeigt.

In dieser Abbildung erkennt man auch einen zweiten Faseranschluss, welcher zur Adaption einer Kalibrationsfaser vorgesehen ist. Damit lassen sich dann die entsprechenden Aufnahmen für Wellenlängen- und Flatkalibration erstellen. Für Details sei auf die mehrteiligen Artikel zur spektroskopischen Datenanalyse von Lothar Schanne verwiesen [2].

Neben der direkten Kopplung über Fasern gibt es die Möglichkeit, direkt die Ebene durch ein Mikrolinsenarray zu separieren. Diese Methode jedoch schränkt

die Dispersion stark ein. Eine weitere Methode ist die Verwendung eines Mikrolinsenarrays vor dem Faserbündel. Hiermit erzielt man eine gute räumliche Abdeckung und behält den Freiheitsgrad, die Fasern im Spektrografen nach Belieben anzuordnen oder sogar auf mehrere aufzuteilen. Diese Methoden sind schematisch in der Abbildung 3 dargestellt.

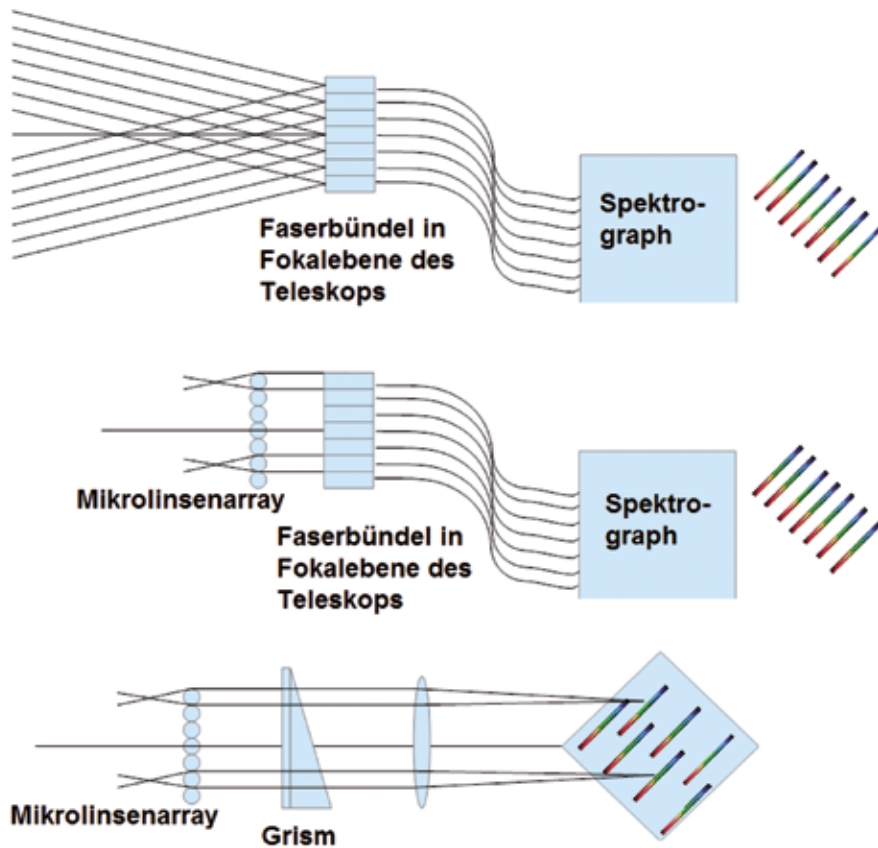
Der Spektrograf

Es gibt viele Möglichkeiten zur Auslegung des optischen Layouts eines Spektrografen, und jede ist ein Kompromiss vieler verknüpfelter Parameter. Um MIFUS relativ flott und einfach zu einem ersten Test zu bringen, wurde eine Anordnung mit niedriger Dispersion und einem Transmissionsgitter gewählt. Dies hatte auch seinen Grund darin, dass dem

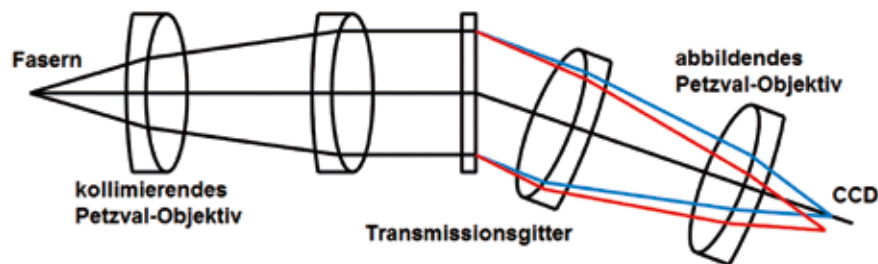


2

Die Faserkopplungseinheit bildet zusammen mit dem Faserbündel die IFU für MIFUS.



3 Einige verhältnismäßig einfach zu realisierende IFU-Techniken



4 Layout von MIFUS. Die Fasern sind senkrecht übereinander angeordnet und bilden den Eintrittsspalt. Das Licht wird durch ein sogenanntes Petzval-Objektiv kollimiert, vom Gitter zerlegt und durch ein weiteres Petzval auf das CCD abgebildet.

Autor ein entsprechendes Gitter bereits zur Verfügung stand. Damit lässt sich der gesamte Spektralbereich auf einem kleinen CCD-Detektor abbilden. Eine hochauflösende Variante zum „Single-Line-Monitoring“ ist in einer Abwandlung von MIFUS zum H α -Monitoring-Spectrograph (H α MoniS) geplant. Hierfür ist ein 1.800 l/mm zählendes holografisches Volumenphasen-Gitter (VPH-Gitter), getrimmt auf die H α -Linie, vorgesehen. Diese Gitter erreichen Effizienzen um 85 bis 90 % und sind teilweise als Massenware erhältlich. Durch die höhere Auflösung und Dispersion ist dann nur noch ein kleiner Spektrumausschnitt auf dem CCD sichtbar. Jedoch kann durch eine Linienprofilanalyse auf räumliche Änderungen z. B. des Geschwindigkeits-

profils in Gasnebeln oder Galaxien geschlossen werden. Das Layout von MIFUS ist nun in der Abbildung 4 gezeigt.

Durch die ausgedehnte Eingangsapertur, also den senkrecht übereinander angeordneten Fasern, müssen etwas bessere Optiken zur Kollimierung und Abbildung verwendet werden, welche auch eine akzeptable optische Korrektur im Feld besitzen. Obwohl die hier verwendete Doppel-Petzval-Anordnung über keinen Feld-Ebner verfügt, haben Feldaberrationen keinen limitierenden Einfluss. Es bleibt jedoch eine chromatische Aberration im blauen Bereich unter 420 nm.

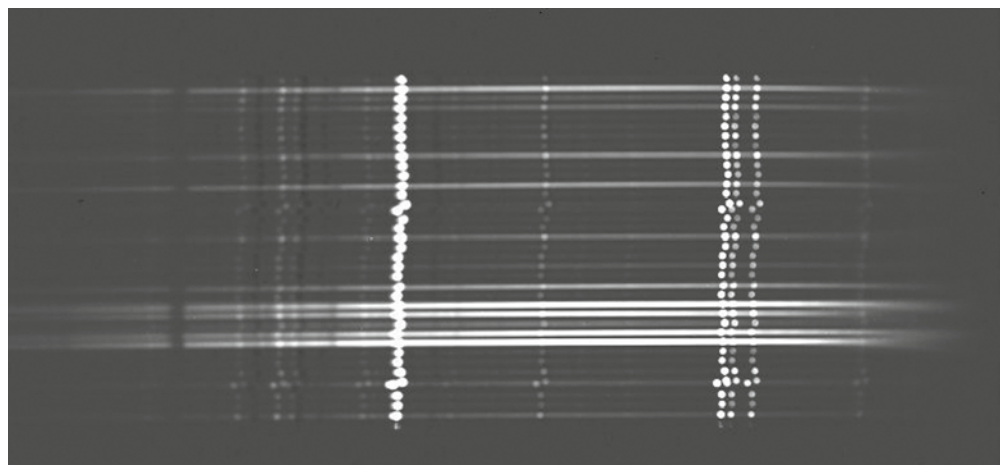
Ergebnisse

Erste Tests am Orionnebel M42 belohnen die Mühen für's Erste. Obwohl der Aufbau sehr einfach und kostengünstig gehalten ist, zeigen die Tests brauchbare Ergebnisse, die zu weiteren Versuchen und Verbesserungen anregen. Das Rohspektrum des genannten Objektes ist in der Abbildung 5 gezeigt. Tageslicht muss für Testzwecke immer herhalten und darf daher in der Abbildung 6 nicht fehlen.

Bevor jedoch die Technik (Optik und Mechanik) weiter ausgefeilt wird, muss eine zeitlich vertretbare Reduktion der Messdaten realisiert werden.

Schluss

Es ist immer wieder erstaunlich, mit welch einfachen Mitteln sich zunächst schwierige Aufgaben realisieren lassen. Zunächst die „einfache“ Spektroskopie

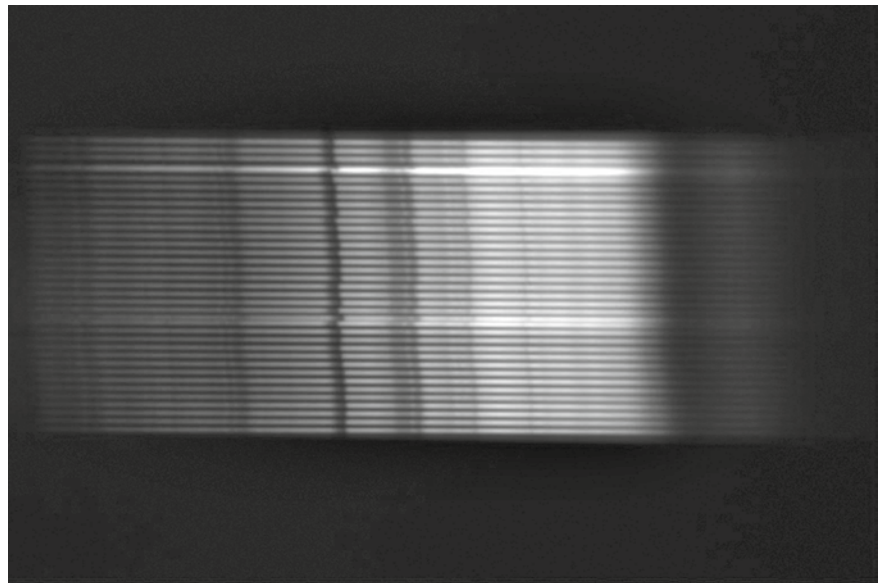


5 Die 38 Spektren von M 42 der 38 Fasern aus der Bildebene des Teleskops, aufgespalten in ein Spektrum. Die Emissionen stammen aus dem Emissionsnebel und die hellen „kontinuierlichen“ Spektren von den Sternen des Trapezes im Orion.

mit einem klassischen Langspaltspektrografen, dann die Echellespektroskopie und Faserkopplung und nun rückt die 3D-Spektroskopie in greifbare Nähe der Amateure. Natürlich lassen sich solche Projekte erst realisieren, wenn genügend Erfahrung in vorangegangenen Projekten gesammelt werden konnte. Über den Fortschritt dieses und weiterer Projekte gibt die Homepage des Autors Aufschluss [3].

Literaturhinweise und Weblinks:

- [1] Centre de Recherche Astrophysique de Lyon
- [2] L. Schanne, 2014-2015: „Die Auswertung spektroskopischer CCD-Aufnahmen“, *VdS-Journal für Astronomie* 50, 51, 52 (und weitere)
- [3] hobbysternwarteploesen.de



6

Rohaufnahme des Tageslichts

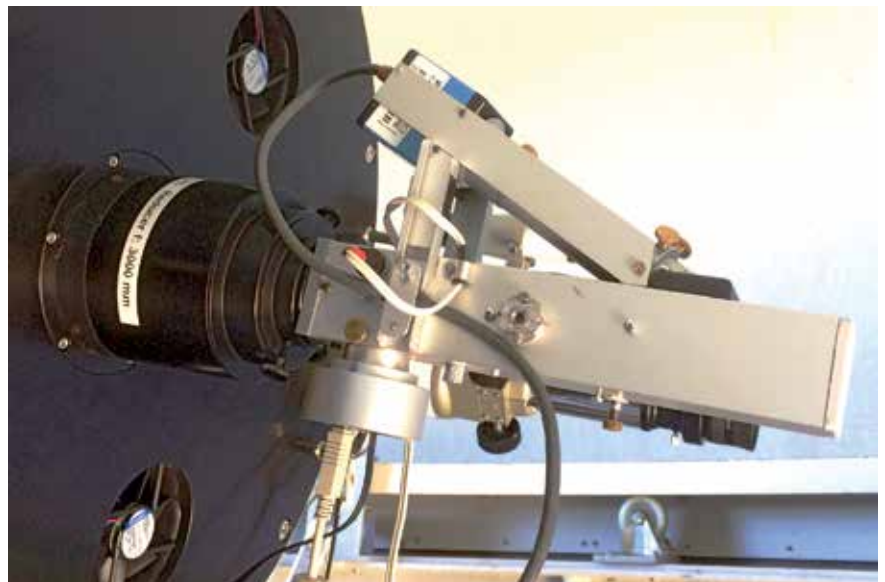
Hochauflösende Spektroskopie an Doppelsternen

von Rainer Anton

Die Spektroskopie liefert wesentliche Informationen nicht nur über die Natur von Sternen, sondern auch über ihre Bewegungen. Das ermöglicht der Doppler-Effekt, indem man aus Linienverschiebungen Geschwindigkeitskomponenten in Blickrichtung, d. h., sogenannte Radialgeschwindigkeiten, berechnen kann. Das ist insbesondere interessant bei den spektroskopischen Doppelsternen, die auch mit großen Teleskopen meist nicht aufgelöst werden, sich im Spektrum aber durch periodische Linienverschiebungen verraten. Im Folgenden berichte ich über Messungen an zwei Beispielen: α Centauri und Capella. Über beide gibt es umfangreiche Fachliteratur, aber ich als Amateur wollte untersuchen, welche Informationen mein Eigenbau-Spektrograf von solchen Objekten liefern kann.

Spektrograf und Auswertung

Der Spektrograf besteht aus Spalt, Kollimator, Blaze-Reflexionsgitter mit 1.800 Linien/mm, und einer Abbildungsoptik. Meine DMK31-S/W-Kamera erfasst einen Wellenlängenbereich von etwa 16 nm des Spektrums bei einer Dispersion von 0,0158 nm/Pixel bzw. nach Re-Samp-



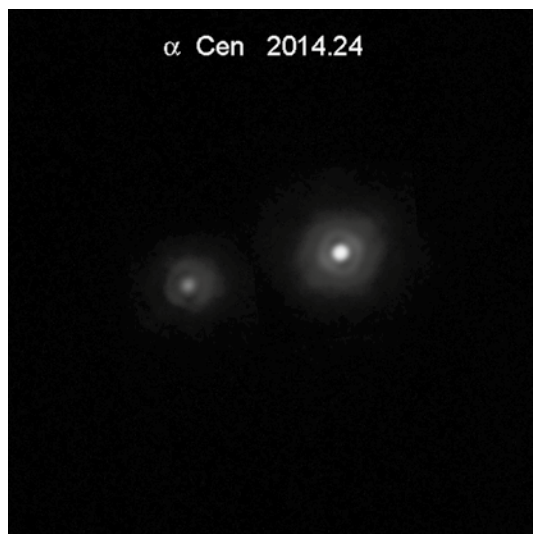
1

Der Eigenbau-Spektrograph am 50-cm-RC der IAS in Namibia, hier mit Reducer auf f/5,9. Am schräg angesetzten Rohr befindet sich die DMK31, gegenüber die Guiding-Kamera.

ling von nominell 0,0079 nm/Pixel. Ein Strahlteiler vor dem Spalt spiegelt einen Teil des Strahls vom Teleskop auf eine seitlich angebrachte Guiding-Kamera. Auch kann eine Neon-Glimmlampe zur Kalibration eingespiegelt werden. Wei-

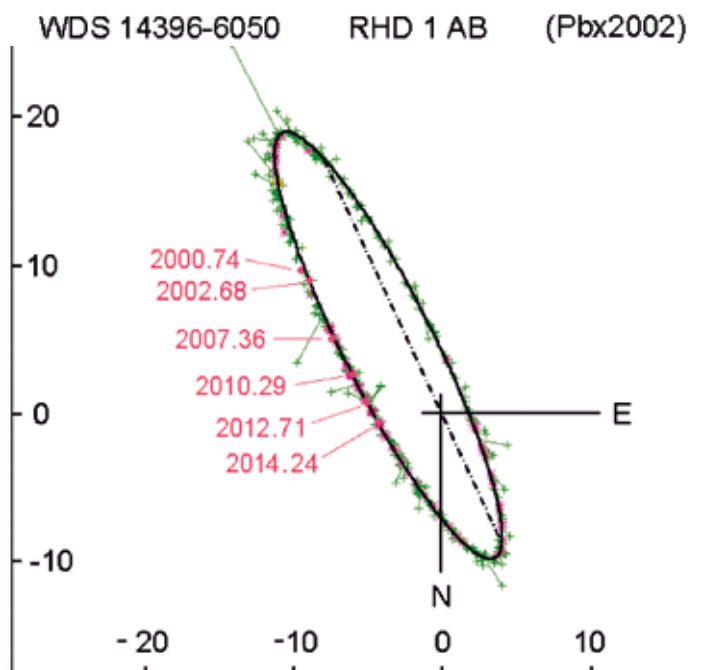
re Einzelheiten habe ich in [1] kürzlich beschrieben. Eine Ansicht des Spektrografen zeigt die Abbildung 1.

Von α Centauri habe ich Spektren mit dem 50-cm-RC der IAS in Namibia [2]



2

Der Doppelstern α Centauri. Aufnahme mit „lucky imaging“ am 50-cm-RC der IAS in Namibia bei effektiver Brennweite 8.200 mm (mit Barlowlinse), Norden ist unten, Osten rechts.



3

Der scheinbare Orbit von α Centauri mit Messdaten aus der Literatur (aus [4, 5] grün und magenta) und eigene (rot mit Zeitangaben). Die Skalen bezeichnen Abstände in Bogensekunden. Die gestrichelte Linie verbindet die Bahnknoten.

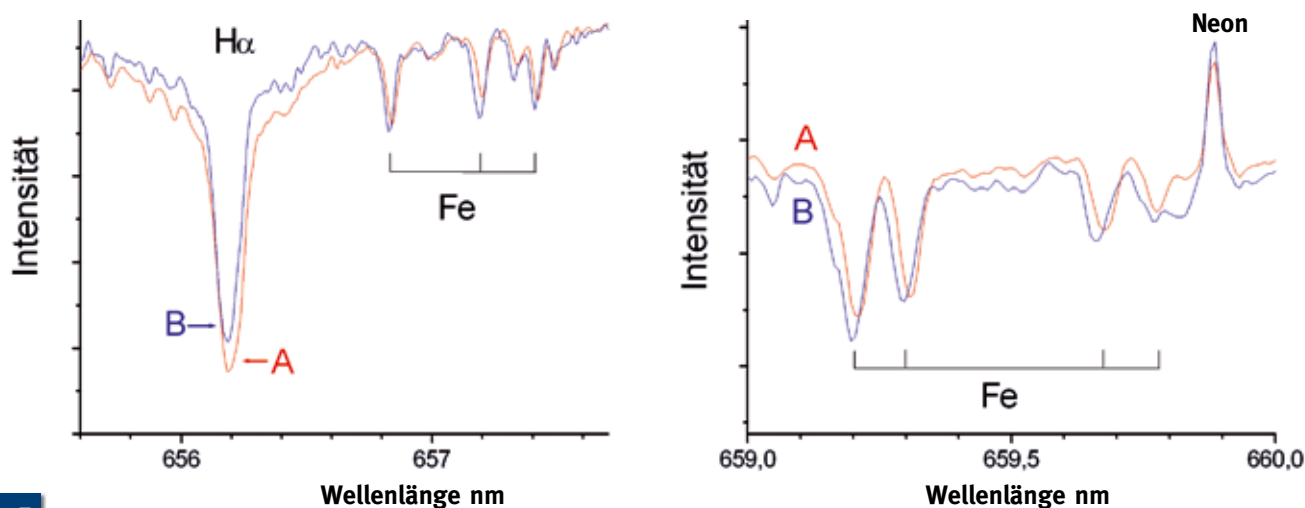
bei einer effektiven Brennweite von 3 m aufgenommen sowie von Capella mit meinem 250 mm/1.500 mm-Newton zu Hause, jeweils im Bereich der $H\alpha$ -Linie. Beide Sternsysteme sind sehr hell, und wenige Sekunden genügten zur Ausbelichtung. Bei der Bearbeitung habe ich

bis zu 128 Einzelbilder überlagert, um das Rauschen zu minimieren. Die Auswertung der Spektren erfolgte anhand von Literaturdaten für die Metalle und die terrestrischen Linien [3]. Das ergab, dass die Skalierung nicht genau linear war. Eine Korrektur mit einem angepas-

ten Polynom 2. Grades erwies sich als notwendig und hinreichend. Dopplerverschiebungen wurden umgerechnet auf Radialgeschwindigkeiten gemäß der Formel $v_r = c \cdot \Delta\lambda / \lambda$ (wobei c = Lichtgeschwindigkeit).

4

Spektrum der Komponenten A (oben) und B (unten) von α Centauri in der Umgebung der $H\alpha$ -Linie bei 656,28 nm (Bildmitte). Die drei hellen Linien kommen von der Neon-Kalibrierlampe. Aufnahme vom 26.3.2014.



5

Links: Intensitätsprofile der Komponenten A und B im Bereich der $H\alpha$ -Linie. Rechts: Entsprechend bei etwas längeren Wellenlängen. Die Neon-Linien dienen als Referenz.

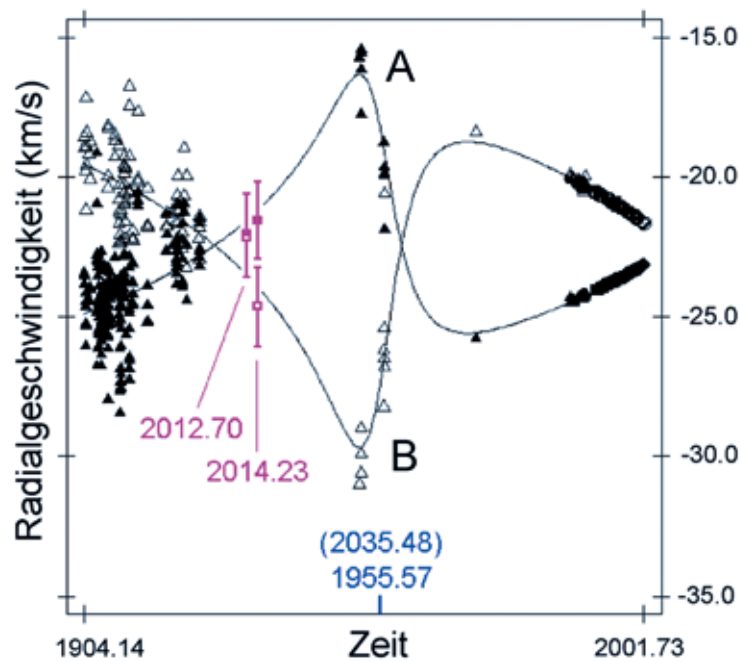
α Centauri

Alpha Centauri ist ein bekannter Doppelstern, der schon mit kleinen Teleskopen gut getrennt werden kann. In Katalogen wird er oft als RHD 1 AB verzeichnet. Die Helligkeiten der Komponenten sind 0,01 und 1,33 mag. Die Umlaufperiode beträgt 79,9 Jahre. Als Doppelstern habe ich das System seit 2000 schon öfter vermessen. Der Abstand hat sich in den letzten Jahren stark verringert. Er betrug etwa 4,3", als ich ihn im April 2014 aufnahm (Abb. 2).

Die Abbildung 3 zeigt den Orbit nach Pourbaix [4] und dem Sixth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars [5]. Zusätzlich habe ich die von mir gemessenen Positionen eingetragen.

Spektren habe ich im September 2012 und im März 2014 aufgenommen. Dabei lagen die Positionswinkel der Komponenten bei etwa 260° bzw. 279° , d. h., fast in Ost-West-Richtung. Entsprechend hatte ich den Spektrografenspalt orientiert, so dass sich beide Spektren praktisch gleichzeitig aufnehmen ließen, wie in der Abbildung 4 zu sehen ist.

Die Breite der Bänder wird hauptsächlich durch das Seeing bestimmt, ihr Abstand



6

Verlauf der Radialgeschwindigkeiten nach Pourbaix [4]. Eigene Messwerte sind in Magenta eingetragen. Zeitpunkte in Blau bezeichnen das vorherige und das nächste Periastron.

auf die Sonne bezogen. Mit der „heliozentrischen Korrektur“ wegen der Erdbewegung ergab sich ein Wert von $-20,7$ km/s [6]. Dieser entspricht innerhalb der Fehlergrenzen dem Literaturwert für die Systemgeschwindigkeit von $-22,4$ km/s. Das Minuszeichen bedeutet dabei Annäherung.

Sie passen ganz gut zu den erwarteten Radialgeschwindigkeiten. Sie bedeuten, dass sich beide Komponenten auf uns zu bewegen und zwar B zurzeit schneller als A. Also liegt B in der Abbildung 3 hinter A und bewegt sich in Richtung auf den absteigenden Knoten rechts unten (in der Nähe des Periastrons). Dabei heißt abstei-

7

Spektrum von Capella in der Umgebung der H-alpha-Linie (Mitte) von 648 bis 665 nm, aufgenommen am 22.11.2012. Die überlagerten Emissionslinien stammen von der Neon-Kalibrierlampe.

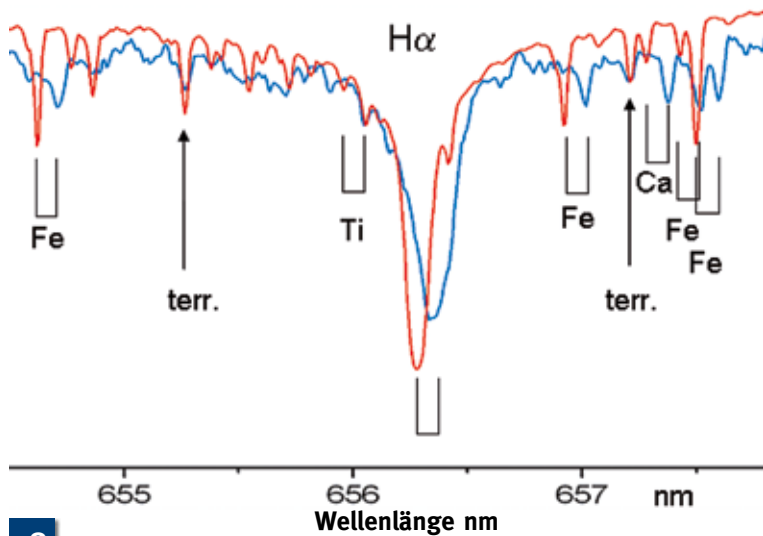
ergibt sich aus der teleskopischen Abbildung. A und B werden in die Spektralklassen G2 bzw. K1 eingestuft, und die meisten Linien, abgesehen von Wasserstoff, stammen von Metallen wie Fe, Ni, Ca und anderen. Es gibt auch einige terrestrische Linien, die bei der Kalibrierung helfen. In der entsprechenden Aufnahme von 2012 war praktisch keine Verschiebung der Spektren gegeneinander messbar, jedoch eine geringe Verschiebung zu kürzeren Wellenlängen gegenüber den terrestrischen und Neon-Linien, was einer Radialgeschwindigkeit von $-0,7$ km/s entsprach, wobei die Fehlergrenzen mit $\pm 1,8$ km/s weit größer waren. Radialgeschwindigkeiten werden meist

In 2014 war dann eine deutliche Verschiebung der Spektren auch gegeneinander sichtbar, allerdings nicht im Maßstab der Abbildung 4, sondern erst bei starker Vergrößerung. Das verdeutlichen die Überlagerungen der Intensitätsprofile von A und B in der Abbildung 5.

Die anhand von 28 Linien gemittelten Verschiebungen für A und B gegenüber den Neon- und terrestrischen Linien ergaben Radialgeschwindigkeiten von $-39,8$ km/s und $-43,0$ km/s, mit Fehlergrenzen von $\pm 1,5$ km/s, bzw. heliozentrisch korrigiert $-21,5$ km/s und $-24,7$ km/s. Die Abbildung 6 zeigt meine Messwerte im Vergleich mit Literaturdaten.

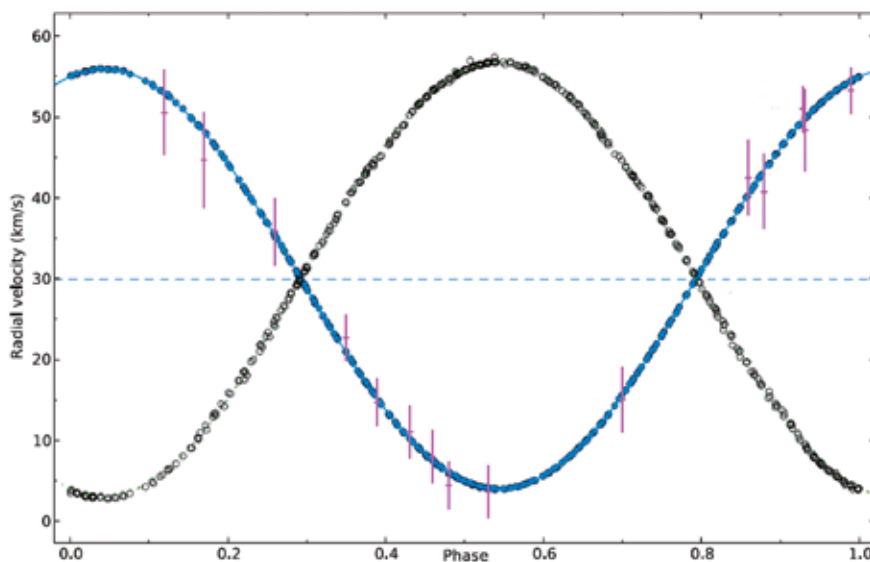
gend auf uns zu, aufsteigend wäre von uns weg. Dieses Ergebnis demonstriert, wie man mit der Spektroskopie die Knoten identifizieren kann. Diese Information folgt nicht allein aus Bahnberechnungen auf Basis von Positionsdaten.

Interessant ist auch, dass die älteren Messwerte bis zu den 60er-Jahren stark streuen, während sie später mit der Entwicklung von besseren Spektrometern wesentlich genauer wurden. Es sei noch angemerkt, dass die etwas bizarre Form der Radialgeschwindigkeitskurven auf den großen Werten von Bahnneigung ($i = 79,2^\circ$) und Exzentrizität ($e = 0,52$) beruht. In den Kreuzungspunkten sind



8

Vergleich der Spektren von Capella (blau, kleiner Ausschnitt aus Abb. 7) und Sonne (rot) im Bereich um die $H\alpha$ -Linie. Die Stern-Linien sind (am 22.11.2012) um 0,086 nm gegenüber den Ruhe-Wellenlängen der Sonne und einigen terrestrischen Linien nach rechts verschoben.



9

Verlauf der Radialgeschwindigkeiten von Capella mit der Phase nach Weber & Strassmeier (blau: Hauptstern, schwarz: Begleiter) [7] und eigene Messwerte (magenta).

die Radialgeschwindigkeiten der Komponenten gleich und stellen die Systemgeschwindigkeit dar, weil ihre Bahnen dann senkrecht zur Blickrichtung verlaufen. Der Unterschied wird in den nächsten Jahren stark zunehmen und beim Periastron 2035 ein Maximum von etwa 13 km/s durchlaufen. Das zu verfolgen, ist vielleicht auch für Amateure reizvoll.

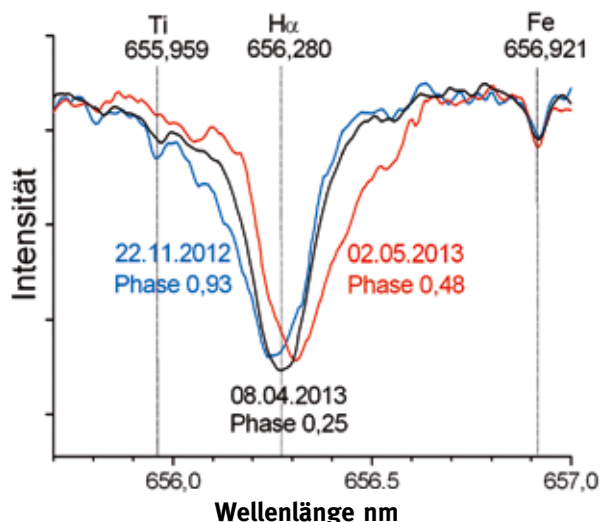
Capella

Ein anderer interessanter Fall ist Capella im Fuhrmann, der wohl best bekannte spektroskopische Doppelstern. Lange Zeit konnte er teleskopisch nicht getrennt werden, was aber vor einigen Jahren mit der „Long Baseline Interferometry“ doch gelang. Wegen seiner Helligkeit und überschaubaren Periode von 104 Ta-

gen ist er auch bei Amateuren beliebt. In der Abbildung 7 ist der Bereich um die $H\alpha$ -Linie zu sehen. Das Spektrum wird dominiert vom Hauptstern mit der Helligkeit 0,91 mag, während kaum Linien vom Begleiter zu erkennen sind, obwohl er mit 0,76 mag sogar etwas heller ist. Der Grund ist die höhere Temperatur, bei einem Spektraltyp G0 gegenüber G8 vom Hauptstern, und besonders die schnelle Eigenrotation, wodurch die Spektrallinien stark verbreitert sind. Jedoch macht er sich bemerkbar im Profil der $H\alpha$ -Linie, was weiter unten illustriert wird.

Die Abbildung 8 zeigt einen Ausschnitt als Intensitätsprofil im Vergleich mit dem von der Sonne. Die genaue Analyse ergibt eine mittlere Verschiebung der Stern-Linien um 0,086 nm zu längeren Wellenlängen. Daraus folgt eine Radialgeschwindigkeit von +39,1 km/sec von uns weg bzw. nach heliozentrischer Korrektur +48,3 km/sec.

Weitere Spektren habe ich im Zeitraum bis April 2014 aufgenommen und der jeweiligen Phase zugeordnet. Der Vergleich der resultierenden Radialgeschwindigkeiten mit neueren und sehr genauen Daten von Fachastronomen (Weber & Strassmeier [7]) ergab recht gute Übereinstimmung, wenn auch natürlich mit größeren Fehlerbalken, wie die Abbildung 9 illustriert. Dabei wird als Phase definiert die Zeit nach Durchlaufen des Periastrons, bezogen auf die Umlaufzeit. Als Referenz dienten das von [7] angegebene Periastron und die Periode von 104,022 Tagen. Im Gegensatz zu α Cen variieren die Radialgeschwin-



10

Die Form der $H\alpha$ -Linie variiert mit der Phase. Hier zeigt sich die Bewegung des Begleiters.

digkeiten bei Capella sinusförmig. Der Grund ist, dass die Exzentrizität nahezu Null ist und daher die Bahngeschwindigkeit etwa konstant ist.

In der Abbildung 8 fällt eine Deformation der H α -Linie von Capella gegenüber der Sonne auf. Diese hängt reproduzierbar von der Phase ab und rührt vom Begleiter her. Die Abbildung 10 zeigt drei repräsentative Linienprofile bei den Phasen nahe 0 (bzw. 1) sowie 0,25 und 0,5. Dabei wurden die Spektren justiert auf die Metalllinien, da diese von der Hauptkomponente dominiert sind. Im ersten Fall differieren die Radialgeschwindigkeiten etwa maximal, ebenso im letzten, nur umgekehrt. Das heißt, dass der Begleiter sich in der Nähe eines Knotens befindet. Im mittleren Fall dagegen bewegen sich beide Komponenten etwa

senkrecht zur Blickrichtung, so dass die Linienbreite minimal ist.

Abschließend möchte ich bemerken, dass ich als Amateur mit vergleichsweise einfachen Mitteln viel aus der Spektroskopie gelernt habe. Auch wenn man nicht unbedingt wissenschaftliches Neuland betritt, wird doch das Verständnis von astrophysikalischen Zusammenhängen vertieft.

Literaturhinweise:

- [1] R. Anton, 2014: „Selbstbau eines hoch auflösenden Gitter-Spektrographen“, *Sternkieker*, GvA Hamburg, Nr. 239, 208
- [2] Internationale Amateur-Sternwarte: www.IAS-observatory.org
- [3] www.spectra.freeshell.org/

spectroweb.html spectra.freeshell.org/spectroweb.html

- [4] D. Pourbaix et al., 2002: „Constraining the Difference in Convective Blueshift between the components of α Centauri with precise radial velocities“, *Astron. Astrophys.* 386, 280
- [5] W. Hartkopf et al., 2014: „Sixth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars“, U.S. Naval Observatory, www.usno.navy.mil/USNO/astrometry, Mai 2014
- [6] www.spektroskopie.fg-vds.de, im Programmpaket SpecRaVe
- [7] M. Weber, K. G. Strassmeier, 2011: „The spectroscopic orbit of Capella revisited“, *Astron. Astrophys.* 531, A89

Spektroskopie der Supernova SN 2014J in M 82 mit dem StarAnalyser 100

von Torsten Hansen

Frage: „Warum ist die Beschäftigung mit der Astronomie so spannend?“ Antwort: „Es gibt immer wieder einmal etwas Überraschendes oder Unerwartetes zu erleben!“

So geschehen am 21.01.2014, als während eines Teleskopworkshops an der Sternwarte der Londoner Universität einem Team von 4 Studenten (Ben Cooke, Tom Wright, Matthew Wilde und Guy Pollack) unter Anleitung von Dr. Steve Fossey die Entdeckung einer der uns am nächsten gelegenen Supernovae der letzten Jahrzehnte widerfuhr (zur Entdeckungsgeschichte siehe [1]).

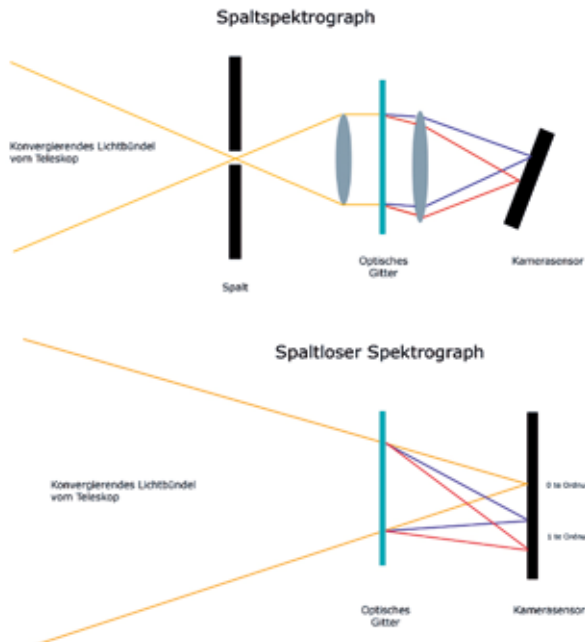
Aufnahmen des vor-offiziellen Entdeckungszeitpunkts dieser Supernova in M 82 (Bezeichnung SN 2014J) datieren den Beginn des Ereignisses auf den 15.01.2014 (J. Itagaki, [2]).

Noch vor wenigen Jahren hätte sich der Autor nun über ein weiteres Fotoobjekt gefreut, M 82 mit der Supernova fotografisch aufs Korn genommen und der Flut der Aufnahmen des Ensembles weitere eigene Bilder hinzugefügt (Abb. 1).

Mittlerweile allerdings gibt es für Amateure eine weitere interessante Möglichkeit, Supernovae auf den Leib zu rücken, die Spektroskopie!

Der folgende Artikel soll Möglichkeiten aufzeigen, mit relativ einfachen Mitteln lichtschwächere, dynamische Objekte wie Supernovae





2

Schematische Darstellung eines Spaltspektrographen und eines spaltlosen Spektrographen. Mit freundlicher Genehmigung von R. Leadbeater.



3

StarAnalyser 100. Optisches Gitter mit 100 Linien pro mm, eingebaut in eine 1 1/4-Zoll-Schraubfassung.

spektroskopisch zu beobachten und so erste Einblicke in das physikalische Verhalten dieser Objekte zu erhalten.

Beobachtungstechnik – Instrumente

Der geneigte Leser wird sich fragen, welche Geräte für die Aufnahme von Spektren einer Supernova nötig sind.

Prinzipiell gibt es 2 Anordnungen, Spektren aufzunehmen, als da wären die Spektroskopie mit bzw. ohne Spalt (vgl. Abb. 2).

Bei einem Spektrographen mit Spalt fällt das Licht durch einen i. d. R. wenige Mikrometer weiten Spalt und wird danach durch weitere optische Elemente, inklusive ein das Licht zerlegendes Element (z.

B. optisches Gitter oder Prisma), weiter zum Detektor geleitet. Hierbei tritt, vermittelt durch diese Prozedur, eine Verteilung der Lichtintensität über die Photonenwellenlängen ein, und man erhält, je nach Dispersion und Wahl des zu beobachtenden Spektralausschnitts, eine Reduktion der vom Detektor empfangenen Lichtmenge, welche auf einen schmalen, aber langen Spektrumstreifen verteilt ist. Der Spektrograph mit Spalt stellt auch aufgrund des eben Gesagten ein kompliziert zu bedienendes Gerät dar, welches die Koordination einer Reihe von Aktionen erfordert. Je lichtschwächer die zu spektroskopierenden Objekte sind, desto schwieriger ist die Bewältigung dieser Aufgabe.

Entfernt man den Spalt des Spaltspektrographen erhält man eine spaltlose Anordnung, die aber kompliziert zu bedienen bleibt, da die optische Konstruktion ansonsten nicht grundsätzlich geändert wurde.

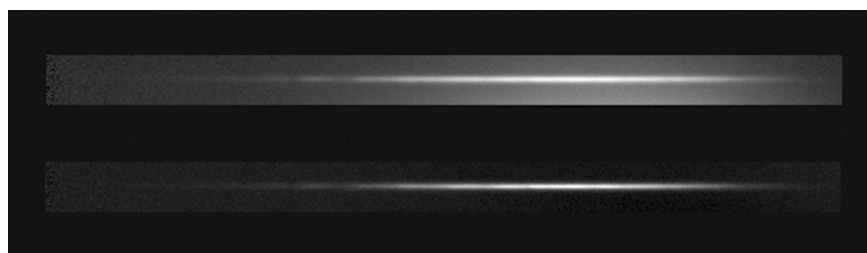
Wesentlich einfacher gestaltet sich die Beobachtung, wenn man die Anordnung in der Abbildung 2 (unten) wählt, welche ebenfalls spaltlos arbeitet. Das Licht fällt durch ein optisches Gitter, wird hierdurch in die verschiedenfarbigen Bereiche zerlegt (Spektrum) und im Fokus des Teleskops von der Kamera registriert. Diese Anordnung liegt preislich derzeit im Bereich von 120 Euro (optisches Gitter), während man für einen kommerziellen Spaltspektrographen das 10- bis 80-fache hinlegen muss!

Das optische Gitter, welches hier zum Einsatz kommt, läuft unter der Bezeichnung StarAnalyser 100 (vgl. Abb. 3), ist also ein Gitter mit 100 Linien pro Millimeter, welches in einer Filterfassung mit 1 1/4-Zoll-Schraubgewinde verbaut ist. Dieses Gitter lässt sich sehr einfach, z. B. in einer Steckhülse, vor den Chip einer (Video-) Kamera einschrauben und dann fokal verwenden [3].



4

Rohspektrum von Wega; oben Rohstack aus 1.970 Einzelvideoframes; unten Spektralstreifen vertikal gestreckt, links der Stern in nullter Ordnung (normale Abbildung), rechts der Spektrumstreifen (erste Ordnung).



5

Rohspektrum (oben) des Saturnmondes Titan, vom Himmelshintergrund befreit (unten)

Die spektroskopische Ausrüstung besteht nun des Weiteren noch aus dem verwendeten Teleskop (alternative Nutzung mit Fotoobjektiv und DSLR oder CCD-Kamera, siehe [3]) und einer Kamera. Wenn man konsequent auf Einfachheit der Anordnung Wert legt, benutzt man eine empfindliche Videokamera neuerer Generation. Bei Verwendung einer gekühlten CCD-Kamera wird sich die für ein möglichst rauscharmes Ergebnis

nötige Gesamtbelichtungszeit natürlich entsprechend verkürzen.

Vor der Auswertung der Spektren

Neben der Aufnahmetechnik steht bei allen Spielformen der Himmelsfotografie die Auswertung der Beobachtung auf gleicher Stufe. Im Falle der Spektroskopie gibt es nun neben den üblichen Schritten zur Erzielung eines weiter bearbeitbaren Resultats, Stichwort Bildkalibrierung, noch eine weitere Komponente, die in der Analyse des Ergebnisses besteht. Arbeitsschritte wie Schärfung und Glättung wie in der „normalen“ Astrofotografie fallen hingegen komplett weg, da sie zu einer Verfälschung des Datenmaterials führen würden. Als Beispiel könnte man hier das Schärfen einer Spektrallinie anbringen, welches zu einer Veränderung des Linienprofils führen würde und letztendlich fehlerhafte physikalische Interpretationen des Ergebnisses nach sich ziehen würde!

Um die Auswertung von Spektren vorzubereiten, sind zwei wesentliche Aktionen nötig:

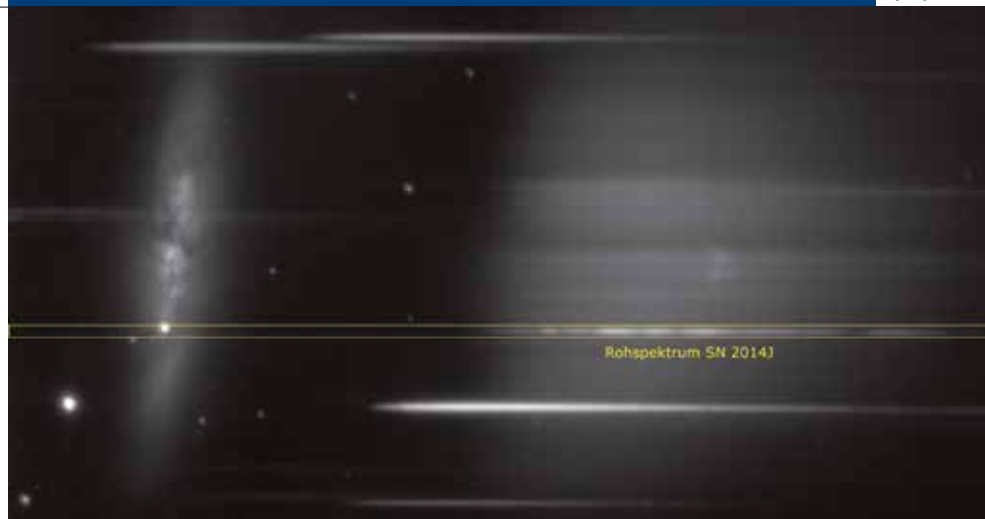
- a) Video- bzw. Einzelbilder überlagern (inkl. Dark-, Bias- und Flatfieldkorrektur),
- b) Abzug des Himmelshintergrundes.

Diese Arbeitsschritte sind mit Hilfe vieler frei erhältlicher Programme durchführbar. Speziell für die Spektroskopie zugeschnitten sind die Programme IRIS [4] und das neuere ISIS [5] von Christian Buil. Letzteres verfügt z. B. auch über eine StarAnalyser-Routine, bei der die Rohdaten komplett bis zum fertigen Grafen auswertbar sind.

Im Falle von IRIS und für die Datenreduktion von Spektren gibt es zwei sehr nützliche Anleitungen von Urs Flükiger [6] und Richard Walker [7].

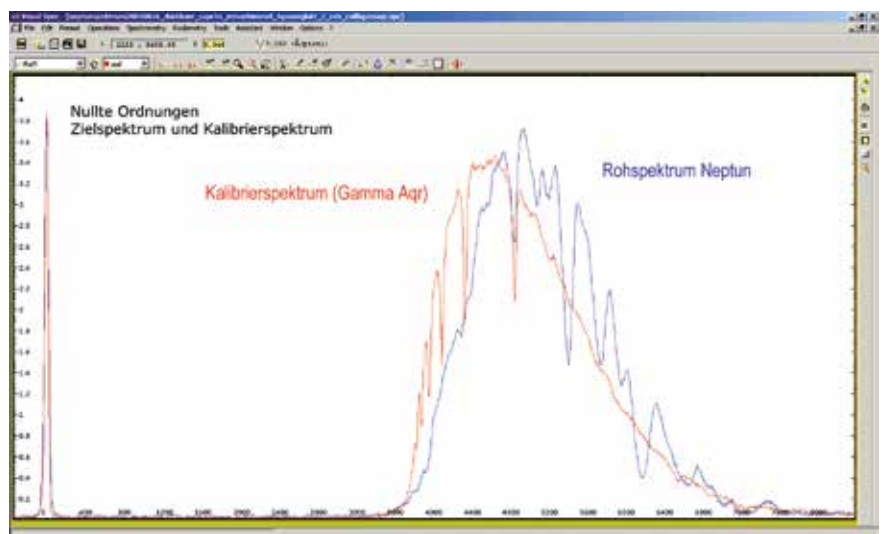
Was darf erwartet werden?

Mögliche Ergebnisse der ersten beiden Arbeitsschritte zeigen die Abbildungen 4 und 5. In Abbildung 4 oben ist als Beispiel ein Spektrum des Sterns Wega zu sehen, welches durch Überlagerung aus 1.970 Einzelbildern eines Videos von 2.000 Einzelbildern entstand. Für die Überlagerung von Videos mit integrierter Dark- und Flatfieldkorrektur funktionieren die gängigen Überlagerungsprogramme für Planetenvideos recht gut. Je nach



6

Bildkalibriertes Rohspektrum von SN 2014J



7

Nullte Ordnung und Wellenlängenkalibrierung am Beispiel von Neptun

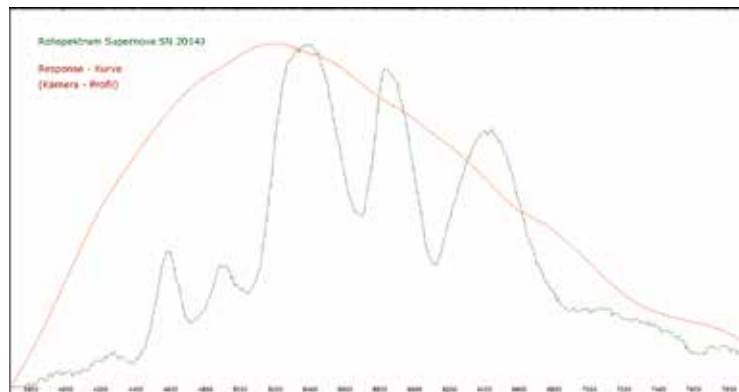
Seeing ergeben Registax5 und Registax6 [8] sehr gute Ergebnisse. Ebenfalls sehr gut geeignet ist das Programm Giotto [9], welches hervorragende dark- und flatkalibrierte Einzelbilder liefert. Danach sollte aus Zeitgründen die Überlagerung der kalibrierten Einzelbilder aber in Registax erfolgen. Die Abbildung 4 unten zeigt das Spektrum, nachdem es in einen 10 Pixel hohen Streifen ausgeschnitten, dieser Streifen auf genau ein Pixel Höhe reduziert und danach auf 100 Pixel Höhe zurückgerechnet wurde.

Arbeitsschritt 2, die Entfernung des Himmelshintergrundes, ist eine wichtige Maßnahme, um das Spektrum von allen äußeren Einflüssen zu bereinigen. Vor allem in lichtverschmutzter Umgebung überlagern sich der aufgehellte Himmel und das zu untersuchende Sternlicht, d. h., über dem Bild des Spektrums liegt z. B. das Natriumlicht von künstlich beleuchteten Objekten, welches durch Streuung

an Aerosolen mit im Himmelshintergrund enthalten ist. Extrembeispiele hierfür gibt es auf C. Buils Internetseite, wo diese Linien bei länger belichteten Spektren als Emissionslinien über dem Bild liegen.

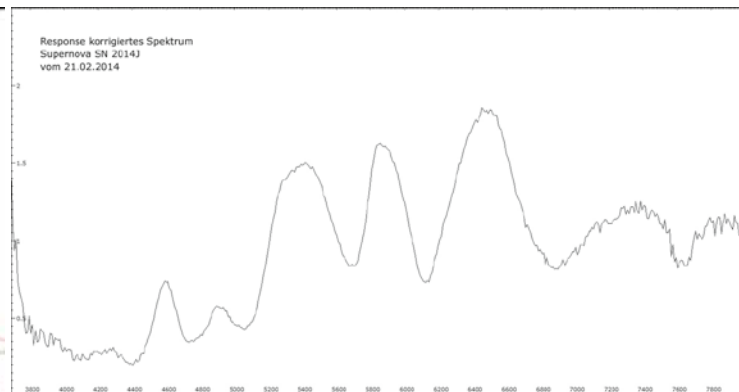
Ein weiteres Beispiel zeigt die Abbildung 5, in der das Spektrum des Saturnmondes Titan zu sehen ist. Durch die lange Belichtungszeit erkennt man im Hintergrund eine Aufhellung durch Licht, welches von Saturn stammt. Dieses Hintergrundlicht liegt auch über dem Spektrum und „kontaminiert“ gewissermaßen das Titan-Spektrum. In der Abbildung 5 unten kann man nun die erfolgreiche Entfernung dieser Kontamination sehen, welche durch Subtraktion des Himmelshintergrundes bewerkstelligt wurde.

Im Falle von Supernova-Spektren kommt der Subtraktion des Himmelshintergrundes sogar eine spezielle Bedeutung zu, da der Himmelshintergrund nicht nur aus



8

Rohspektrum SN 2014J (grün) und Kamera-Profil (rot)



9

Ergebnis der Division des Rohspektrums durch das Kamera-profil: das responsekorrigierte Spektrum des Zielobjekts

störenden künstlichen Lichtquellen besteht, sondern auch noch vom Licht der Galaxie bestimmt wird, in welche die Supernova eingebettet ist!

Die Programme IRIS und ISIS beinhalten diese Korrektur, um den Himmels-hintergrund als automatische Prozedur im Zuge der Bildkalibrierung bzw. Vorbereitung der Spektren zur Auswertung zu entfernen. Im Falle von Supernova-Spektren mit dem StarAnalyser ist eine automatische Korrektur allerdings durchaus mit Vorsicht zu betrachten. Hier empfiehlt sich, dies manuell vorzunehmen, indem man z. B. das oben beschriebene Verfahren des Ausschneidens eines wenige Pixel hohen Streifens auf möglichst nah am Zielspektrum gelegene Bereiche anwendet und diese Streifen vom Streifen des Zielspektrums abzieht, um abschließend die Ergebnisse zu mitteln.

Vom Spektralbild (2D-Spektrum) zum Grafen (Spektralprofil)

Die Bildkalibrierung, egal ob mit Video- oder Einzelbildern, ist abgeschlossen; wie geht es nun weiter? Wie erhält man einen Grafen bzw. das Spektralprofil des aufgenommen Rohspektrums?

In der Abbildung 6 ist das bildkalibrierte Rohergebnis eines Spektrums der Supernova SN 2014J in M 82 zu sehen. Um das Spektralprofil zu erhalten, muss das Spektrum ausgeschnitten werden (gelber Rahmen in Abb. 6). Bewährt hat sich, einen 10 Pixel hohen Streifen um das Spektrum zu legen und auszuschneiden. Danach wird entweder dieser Streifen in ein Spektrenauswerteprogramm geladen oder der Streifen in ein Bild verwandelt,

so wie für die Abbildung 4 (unten) vorher schon beschrieben. Die zweite Variante hat den Vorteil, ein zweites Spektrum, welches für die Wellenlängenkalibrierung nötig ist, genau an die Position der nullten Ordnung des Zielspektrums anzupassen. Diese Prozedur ist für StarAnalyser-Spektren nötig, da sonst keine unabhängige Wellenlängenreferenz zur Verfügung steht (außer man hat auf eine andere Art für eine externe Kalibrierlichtquelle gesorgt).

Die Abbildung 7 zeigt bildlich, was unter der Anpassung der nullten Ordnungen zu verstehen ist. Die nullte Ordnung ist nichts anderes als das unabgelenkt durch das Gitter hindurchgegangene Sternlicht. Liegen die nullte Ordnung des Zielobjektes (in Abb. 7 am Beispiel eines Spektrums von Neptun) und die nullte Ordnung des Kalibriersterns übereinander, können die im Spektralprofil des Kalibriersterns gut erkennbaren Balmerlinien für die Wellenlängenkalibrierung benutzt werden. Nebenbei bemerkt, kommt man bei Spektren, die keine bekannten Linien enthalten bzw. sehr weite Linienbereiche wie in der Abbildung 7 das Neptunspektrum, oder auch Spektren von Supernovae ohne diese Kalibriermethode zu kaum brauchbaren Resultaten.

Die Abbildung 7 zeigt nun bereits Spektralprofile, welche mit dem Spektroskopie-Programm „Visual Spec“ (kurz vspec) erstellt wurden [10]. Leider kann auf die Einzelheiten zur Spektralprofilerstellung nicht näher eingegangen werden. Als hervorragende Anleitungen sei hier noch einmal auf die Quellen [6] und [7] verwiesen.

Die Supernova SN 2014J in M 82 im Visier der Spektroskopie

Die Spektroskopie ist seit einigen Jahren mit Macht im Amateurbereich angekommen. Selbst lichtschwache Objekte wie Supernovae gehören mittlerweile, sogar für Spaltspektrografen, zu relativ leicht erreichbaren Zielen. Das Ganze ist derzeit so populär, dass auch schon Datenbanken angelegt werden, mit deren Hilfe man sich über die Ergebnisse informieren und diese auch herunterladen und für Auswertungen und Publikationen verwenden kann (vgl. Datenbank zu SN 2014J, [11]).

Die folgenden Ausführungen sollen nun die zuvor beschriebenen Abläufe der Bildkalibrierung, Hintergrundkorrektur und Wellenlängenkalibrierung ergänzen und anhand von Ergebnissen veranschaulichen.

Als Geräte wurden neben dem StarAnalyser 100 ein 200-mm-Newton-Teleskop (sowie für eine einzige Beobachtung ein 280-mm-Schmidt-Cassegrain-Teleskop) auf einer Losmandy-G11-Montierung eingesetzt. Alle Rohdaten wurden mit einer Videokamera QHY 5L-II (mono) bei Belichtungszeiten von 15 bis 20 Sekunden pro Einzelbild aufgezeichnet.

In der Abbildung 8 ist das Rohprofil des Supernova-Spektrums vom 21.02.2014 (Rohspektrum Supernova SN 2014J, grüne Linie) dargestellt. Dieses Spektrum enthält nun noch die spektrale Empfindlichkeitsverteilung der Kamera (rote Linie), welche im nächsten Auswerteschritt entfernt werden soll. Dazu ermittelt man mit Hilfe des für die Kalibrierung

verwendeten Sterns die spektrale Empfindlichkeitskurve der Kamera, die sogenannte Response-Kurve (Kamera-Profil). Die Einzelheiten der Durchführung des Verfahrens sind in [7] sehr ausführlich geschildert. Im nächsten Schritt wird nun das Rohspektrum durch die Responsekurve dividiert und man erhält so das um die Response korrigierte Spektrum der Supernova (Abb. 9).

Der Verlauf in der Abbildung 9 entspricht nun gewissermaßen demjenigen Intensitätsverlauf, welcher sich ergeben hätte, wenn die Kamera im gesamten Spektralbereich die gleiche Empfindlichkeit gehabt hätte. Somit kann man das um die Response korrigierte Spektrum als das näherungsweise „wahre“, unbeeinflusste Spektrum bezeichnen.

Leider waren dem Autor seit der Entdeckung insgesamt nur 4 Beobachtungen vergönnt. Die Resultate dieser Beobachtungen zeigt die Abbildung 10. In der oberen Grafik von Abbildung 10 sind die um die Response korrigierten Spektren wiedergegeben. Die untere Grafik zeigt die 4 Spektren nach der Normierung auf ein lokales Kontinuum, also gewissermaßen eine Darstellung der verschiedenen Linienbereiche. Die Elementzuordnungen in dieser Grafik stammen aus den Profipublikationen [12] bzw. [13]. Der Zusatz „II“ (Bsp. Si II) bezeichnet den einfach ionisierten Zustand des Atoms.

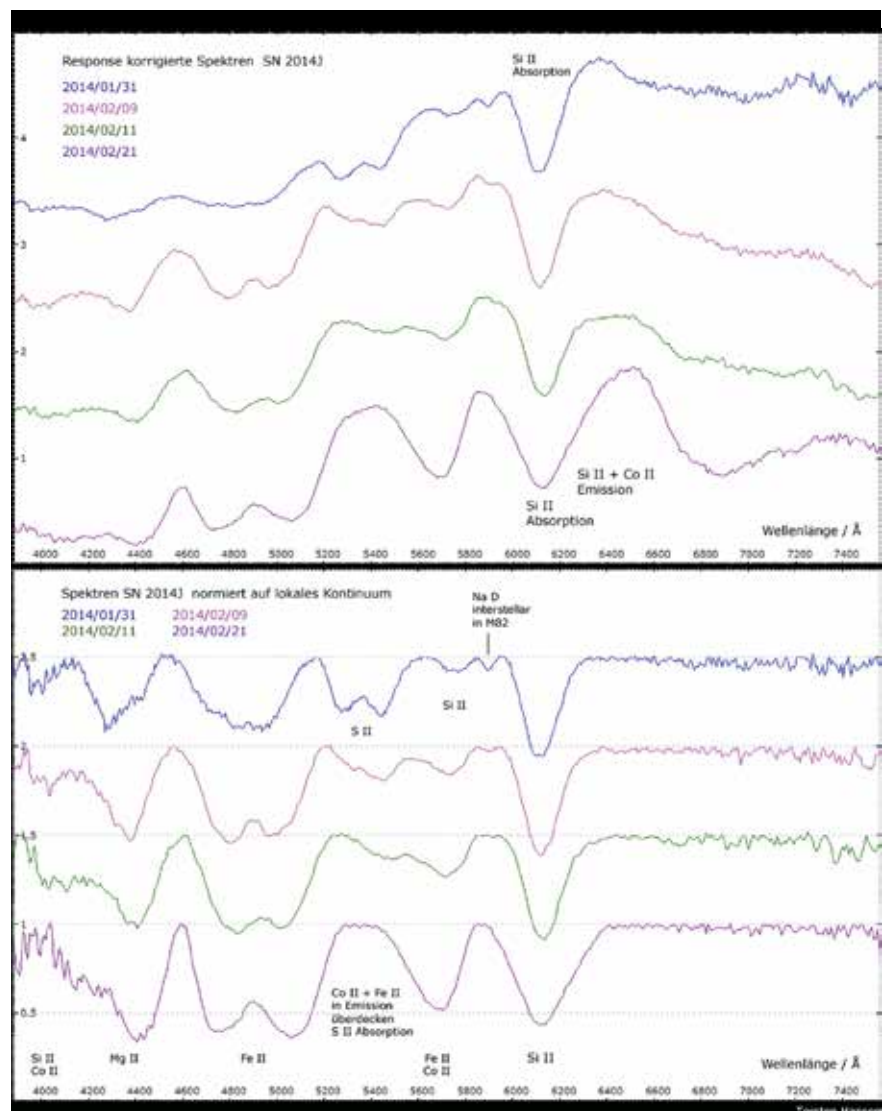
Diskussion

Im Folgenden nun ein paar Gedanken zum Verlauf der Spektral-Profile und zu möglichen Interpretationen. Betrachtet man die Abbildung 10, so kann man drei Eigenschaften bzw. Veränderungen als besonders markant hervorheben.

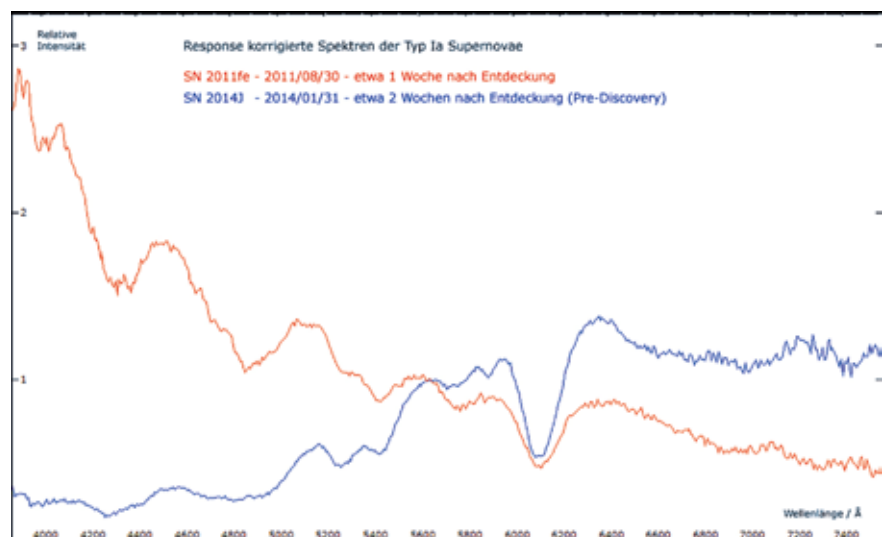
1. Der Intensitätsverlauf über die gesamte Wellenlängenskala betrachtet hat sich geändert (responsekorrigierte Spektren).

Der Intensitätsverlauf über die gesamte Wellenlängenskala hinweg beschreibt die über den betrachteten Bereich ausgesendete (relative) Lichtmenge. Man erhält hier also, bezogen auf das sichtbare Licht, letztendlich eine Information über die Farbe des Objekts.

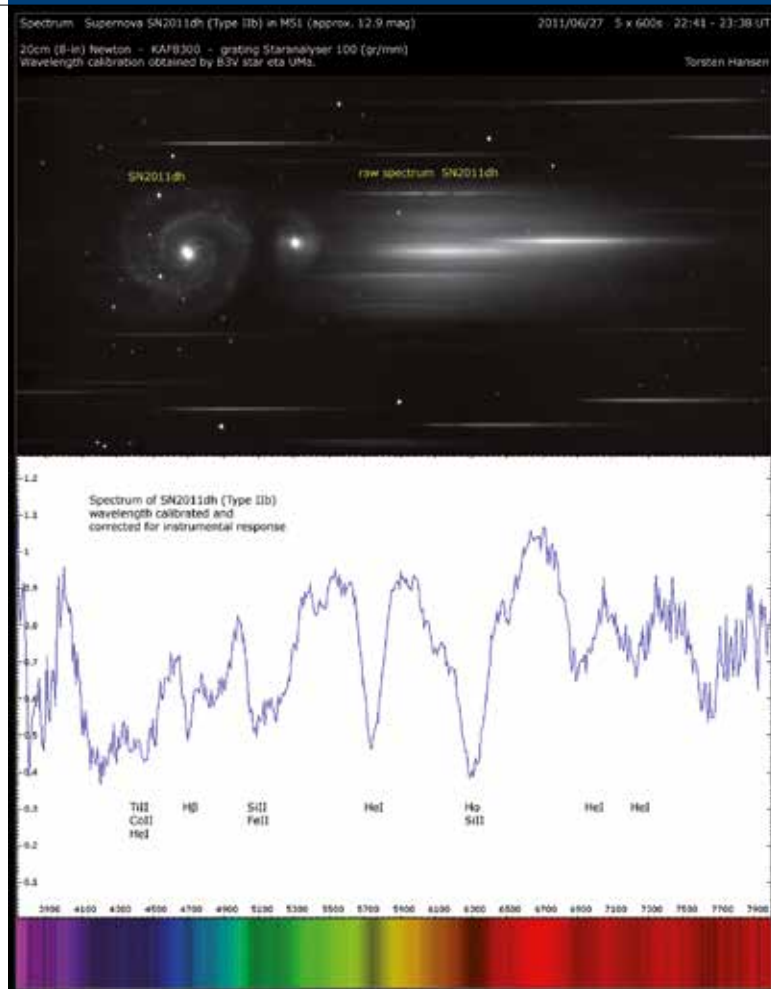
Sehr interessant erweist sich in diesem Zusammenhang ein Vergleich mit einem



10 Vier ausgewertete Spektren der SN 2014J



11 Vergleich der Spektren der Supernovae vom Typ Ia in M 101 (2011) und M 82 (2014)



12

Supernova SN 2011dh in M 51 (Typ IIb)

Spektrum der Supernova SN 2011fe in M 101 von 2011. In der Abbildung 11 sind die Grafen der beiden Supernovae dargestellt und zwar jeweils kurz nach ihrer Entdeckung (SN 2011fe eine Woche, SN 2014J etwa 2 Wochen nach Entdeckung bzw. Pre-Discovery).

Beide Spektren sind um das Kamera-Profil (Response) korrigiert. Das Spektrum von SN 2011fe zeigt für den blauen Teil eine sehr hohe relative Intensität, was typisch für die Anfangsphase von Supernovae vom Typ Ia ist (vgl. z. B. [13]). Hingegen besaß SN 2014J zu Beginn offenbar nur einen relativ geringen Blauanteil und einen zum Roten hin ansteigenden Intensitätsverlauf. Dies deutet auf ein deutlich gelbrotes Erscheinungsbild hin. Der Grund für dieses nicht normale Verhalten war schnell erkannt. Da wir im Gegensatz zu M 101 im Falle von M 81 nicht von oben auf die Spirale schauen, durchquert das Licht von SN 2014J große interstellare Bereiche von M 82, die überproportional starke Absorptionen des kurzwelligen Lichts verursachen. Ein Indiz hierfür war das Auftreten der Natrium-D-Linie in hö-

her aufgelösten Spaltspektren (vgl. [11]), welches auf interstellares Natrium-Gas in M 82 hindeutet (vgl. [12]).

2. Die Form einzelner Spektrallinien bzw. Spektralbereiche, im Fachjargon als Tröge bezeichnet (vgl. [13]), hat sich mitunter stark verändert (normierte Spektren).

Betrachtet man die Grafik in der Abbildung 10 unten, so fällt neben der Verbreiterung des Troges um die Si II-Linie bei 6120 Å eine deutliche Veränderung im Bereich zwischen 5200 Å und 5850 Å ins Auge. Es hat den Anschein, als hätte sich der Si II-Bereich bei 5400 Å im Laufe der Zeit vollständig „verflüchtigt“. Am 21.02.14 scheint dieser Bereich auf dem Niveau des lokalen Kontinuums zu liegen bzw. innerhalb der betrachteten 3 Wochen in Emission übergegangen zu sein. Laut Modellrechnungen in [14] wird dieser Effekt durch Emission von Cobalt- und Eisen-Ionen verursacht. Im gleichen Zuge scheint sich der Si II-Trog nach 5700 Å hin extrem vertieft zu haben (von 0,1 relative Intensität am 31.01.14 auf relative Intensität 0,5 am 21.02.14). Die Modellspektren geben als Grund die

Zunahme der Absorption von Eisen und Cobalt sowie eine durch die Modelle bisher noch nicht erklärbare Emission bei 5800 Å an.

Eine weitere interessante Änderung des Spektralprofils betrifft die schon erwähnte Verbreiterung des Si II-Troges bei 6120 Å. Gemäß der Modellspektren und Ergebnisse in [14] ist hierfür der Übergang der Si II-Linie in Emission in der Nähe ihrer Ruhewellenlänge von 6355 Å ursächlich. Dieses Verhalten wird zusätzlich noch durch Emission von Cobalt-Ionen verstärkt.

3. Das Spektrum enthält auffällig breite Spektrallinien bzw. Spektralbereiche (Tröge).

Die auffällig breiten Linienbereiche sind ein Charakteristikum aller Supernova-Typen. Sie machen diese Objektgruppe zu einem idealen Studienobjekt für niedrig auflösende Spektrografen; so reicht z. B. kurz nach Entdeckung einer Supernova ein einfaches, niedrig auflösendes Gitter aus, um den Typus der Supernova festzustellen. Zum Vergleich betrachte man die Abbildung 12, welche ein Spektrum der Supernova SN 2011dh in M 51 zeigt. Diese Supernova war vom Typ IIb und zeigte ein deutlich anderes Linienprofil! Warum erscheinen die Linien in Supernovaspektren so stark verbreitert?

Neben den unter 2.) schon angesprochenen Wechsellerscheinungen zwischen Absorptions- und Emissionsvorgängen ist ein wesentlicher Grund für die Linienverbreiterung in Supernovae die hohe Expansionsgeschwindigkeit der sich durch den Explosionsvorgang ausbreitenden Sternenhülle. Hierbei muss jedem Linienbereich eine eigene Expansionsgeschwindigkeit zugeordnet werden. Betrachtet man die Wellenlängenskala, so gestattet der Doppler-Effekt eine sofortige Umrechnung in eine Geschwindigkeitsskala. Diese Umrechnung inkl. grafischer Darstellung lässt sich sehr einfach z. B. mit dem Programm Visual Spec durchführen.

Für den auffälligsten aller Tröge, den Si II-Trog bei 6120 Å ist dies in der Abbildung 13 für den 31.01.14 durchgeführt. Die Si II-Linie, bzw. das Doublett $\lambda\lambda$ 6347 Å und 6371 Å, besitzt eine Ruhewellenlänge von 6355 Å. Der Nullpunkt des Geschwindigkeitsprofils liegt demnach

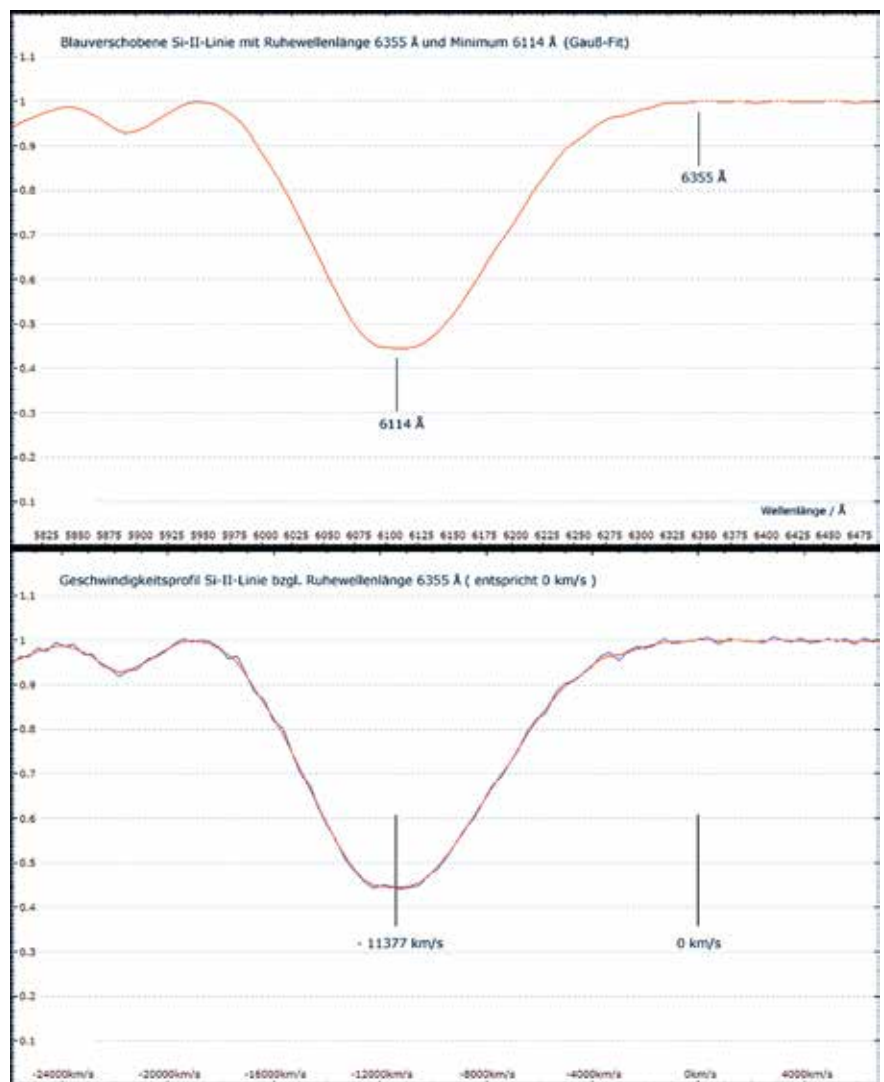
bei diesen 6355 Å. In der Abbildung 13 erkennt man nun, dass am 31.01.14 der rechte Rand des Troges offenbar mit der Ruhewellenlänge zusammenfällt (Abb. 13 oben). Der Bereich links davon ist somit blauverschoben und entspricht deshalb einer Bewegung des SiII-Gases auf den Beobachter zu. Aus der Blauverschiebung des Linienminimums (hier: 6114 Å) lässt sich schließlich mit Hilfe des Doppler-Effekts ein Wert für die Expansionsgeschwindigkeit des SiII-Teils der Supernovahülle ermitteln (zur Methode siehe z. B. [15]). Aus der Abbildung 13 ist dieser Wert genähert ablesbar und liegt betragsmäßig bei etwa 11.000 Kilometern pro Sekunde (berechnet mit gerundeten Werten aus der Grafik ergibt sich -11.377 km/s). Dieser Wert ist verglichen mit Werten aus anderen Veröffentlichungen um etwa 1.200 km/s zu klein (vgl. z. B. [14]), korrespondiert aber ganz gut mit den Ergebnissen aus Amateurspektren, die mit Spaltspektrographen gewonnen wurden (vgl. [11], Spektren vom 31.01.14).

Schluss

Vor wenigen Jahren noch undenkbar, gehören relativ lichtschwache Ziele wie Supernovae mittlerweile für Amateure mit auf die Liste der spektroskopierbaren Himmelskörper. Um erste interessante Einblicke in die Natur und Physik dieser Objekte zu erhalten, genügen bereits einfache und relativ preisgünstige Gerätschaften. Ohne entsprechende Sekundärhilfsmittel wie Computer-Bildaufzeichnungs- bzw. -auswertprogramme wären Ergebnisse wie in diesem Artikel vorgestellt natürlich nicht machbar.

Literaturhinweise und Weblinks:

- [1] „Entdeckungsgeschichte der SN 2014J“: www.ucl.ac.uk/maps-faculty/maps-news-publication/maps1405
- [2] J. Itagaki: „Pre-Discovery Bilder“, www.flickr.com/photos/snimages/12115024283/lightbox/
- [3] StarAnalyser-100-Homepage: www.patonhawksley.co.uk/staranalyser.html
- [4] IRIS-Homepage: www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm
- [5] ISIS-Homepage: www.astrosurf.com/buil/isis/isis_en.htm
- [6] Urs Flükiger: „Tutorial IRIS/



13

Geschwindigkeitsprofil SiII-Linie SN 2014J

- Vspec“, www.ursusmajor.ch/downloads/tutorial_iris_vspec_6.2.pdf
- [7] R. Walker: „Praktische Aspekte der Spektroskopie“, www.ursusmajor.ch/downloads/praktische-aspekte-der-spektroskopie-2.0.pdf
 - [8] Registax: www.astronomie.be/registax/
 - [9] GIOTTO: www.giotto-software.de/
 - [10] V. Desnoux: „Visual Spec (vspec), Spektren Auswertprogramm“, <http://astrosurf.com/vdesnoux/>
 - [11] „A.R.A.S. – Datenbank zur Supernova SN 2014J“, www.astrosurf.com/aras/Aras_DataBase/Supernovae/SN2014J_M82.htm
 - [12] WeiKang Zheng et al.: „Estimating the First-Light time of the Type IA Supernova 2014J in M82“, <http://arxiv.org/pdf/1401.7968.pdf>
 - [13] A. V. Filippenko: „Optical Spectra of Supernovae“, <http://arxiv.org/pdf/astro-ph/0307138v1.pdf>
 - [14] D. R. van Rossum: „The nature of the Si II 6150 Å, Ca II HK, Ca II IR-Triplet, and other spectral features in Supernovae type Ia spectra“, <http://arxiv.org/pdf/1208.3781.pdf>
 - [15] F. Teyssier: „Super Novae Ia“, www.astronomie-amateur.fr/feuilles/Spectroscopie/SuperNovae_Ia.html
 - [16] „Astronomer’s Telegramm No. 5843“, www.astronomerstelegam.org/?read=5843

Nova Delphini 2013

von Erik Wischnewski

Die Nova Delphini 2013 bot die günstige Gelegenheit, bei milden sommerlichen Temperaturen in den Abendstunden die Nova zu beobachten. Dabei ging es mir darum, herauszufinden, welche wissenschaftlichen Ergebnisse mit einem optimal eingesetzten StarAnalyser 100 erreicht werden können. Die vollständigen und ausführlich diskutierten Ergebnisse sind in [7] zusammengestellt und sollen hier in angemessener Kürzung präsentiert werden.

Aufbau des Spektrografen

Zur Gewinnung der Spektren wurde das Blazegitter StarAnalyser mit 100 Linien/mm spaltlos prefokal (wie ein Farbfilter) direkt in den Strahlengang eines 127 mm/950 mm-Apochromaten vor die Canon EOS 60Da (Pixelgröße = 4,3 μm) eingesetzt (Abb. 1). Anfänglich betrug der Abstand Gitter-Sensor 139,5 mm, zum Schluss wurde er mittels optimierter Distanzhülsen auf 155 mm vergrößert. Damit erreichte ich eine lineare Dispersion von 3,1 $\text{\AA}/\text{Pixel}$ bzw. 2,8 $\text{\AA}/\text{Pixel}$. Weil das Gitter spaltlos verwendet wird, bestimmt die Luftunruhe (Seeing) die spektrale Auflösung. Hinzu kommen weitere Effekte (z. B. durch das Stacken der Aufnahmen). Als Maß für die Auflösung wurde die Halbwertsbreite (FWHM in Pixel) der nullten Ordnung (auch als Stern bezeichnet) verwendet. Während der Messperiode wurden Werte von 10-21 $\text{\AA}$ (im Mittel 15 $\text{\AA}$) erreicht.

Belichtung der Spektren

Die Aufnahmen wurden vorzugsweise mit ISO 800 und 4 s belichtet, in einigen Fällen auch mit ISO 1600 und 8-10 s. Es wurde versucht, die H α -Linie ungesättigt zu halten, was in drei Fällen leider nicht gelang. Die Überbelichtung wurde erst nach Abbau entdeckt. Zur Reduzierung des Rauschens wurden anfänglich 40-60 Bilder und ab RJD 564 sogar 80-100 Aufnahmen addiert. Die Addition erfolgte mit Fitswork anhand der nullten Ordnung des Nachbarsterns SAO 88610.

Kalibrierung der Wellenlänge

Zur Kalibrierung wurde der F2-Stern SAO 88610, der sich neben der Nova auf allen Aufnahmen befand, verwen-



1

Instrumenteller Aufbau des Spektrografen mit Okularauszug, Verbindungsadapter mit eingesetztem Gitter, Distanzhülse und DSLR-Kamera. Die Position des Gitters ist eingezeichnet (roter Rahmen). Die Distanz Gitter – Sensor beträgt 155 mm.

det. Der Stern zeigt deutlich die H α - und H β -Linie, wodurch eine lineare Kalibrierung möglich war, und in den meisten Fällen auch noch die H γ -Linie, so dass eine parabolische Kalibrierung durchgeführt werden konnte. Die nullte Ordnung wurde hierbei nicht verwendet. Zwar hätte ich auch die Balmerlinien der Nova zur Wellenlängenkalibrierung verwenden können, aber dann hätte ich mich um die Chance gebracht, mögliche Radialgeschwindigkeiten nachzuweisen. Leider reichte die spektrale Auflösung hierfür nicht aus. Zudem war der mittlere Fehler der Messungen größer als eine mögliche Radialgeschwindigkeit.

Spektren

Es konnten im Zeitraum vom 18.08.2013 bis 03.10.2013 insgesamt 21 Spektren gewonnen werden. Dabei war die H α -Linie bei drei Spektren in der Sättigung. In den ersten Tagen nach dem Helligkeitsmaximum veränderte sich das Aussehen des Spektrums von Abend zu Abend sehr stark. Anfänglich sind noch die markanten P-Cygni-Profile erkennbar, wie man an der H α -Linie in der Abbildung 2 deutlich sieht. Zum Schluss meiner Beobachtungsreihe wurde es dann noch einmal spannend, als die Polarlicht- (Aurora-) und Nebellinien allmählich die Oberhand gewannen (Abb. 3 bis 6).

Im Rahmen der Auswertungen habe ich dann auch versucht, meine Spektren in die Tololo-Spektralklassifikation [5] einzureihen. Dieses Thema würde den Rahmen dieses Beitrages sprengen und kann detaillierter in [7] nachgelesen werden.

Neben der ästhetischen Schönheit solcher Spektren und der Identifizierung von Linien und einer Spektralklassifikation können aber auch weitere Messungen und Berechnungen vorgenommen werden, die eine ganze Menge über die Nova verraten. Dies möchte ich im Folgenden skizzieren.

Lichtkurve

Klassisch bestimmt man die Helligkeiten von Sternen anhand normaler Sternfeldaufnahmen. Als langjähriger Beobachter veränderlicher Sterne habe ich das natürlich auch gemacht [8], möchte hier aber im Rahmen der Spektroskopie die Bestimmung der Helligkeit durch Integration der Intensität der Spektren vorstellen. Dazu benötigt man die Filterkurven für die Helligkeiten im Johnson-Kron-Cousins-System und einen Referenzstern. Bei der Nova V339 Del war glücklicherweise der etwa gleich helle Stern SAO 88610 der Spektralklasse F2 nur 8 Bogenminuten entfernt.

Die Helligkeiten streuen bei dieser Methode etwas mehr als bei der klassischen Fotometrie [8]. Der Verlauf der V-Helligkeit wurde durch ein Polynom 3. Grades angenähert, wobei Ausreißer außer Acht gelassen wurden. Das erleichtert die Bestimmung des Helligkeitsabfalls.

Absolute Helligkeit

Aus dem Helligkeitsabfall lässt sich die absolute visuelle Helligkeit der Nova bestimmen. Je schneller die Nova an Helligkeit verliert, umso leuchtkräftiger ist sie im Maximum gewesen. Hierzu bestimmt man die Zeitspanne, in der die Helligkeit um 2 mag [1] bzw. 3 mag [2] abgefallen ist. Aus der Lichtkurve für V lassen sich die Zeiten ableiten (siehe graue Hilfslinien (Abb. 7). Laut AAVSO liegt das Maximum bei RJD 520,95 und V = 4,3 mag. Nach [1] ergibt sich eine absolute visuelle Helligkeit von MV = $(-8,4 \pm 0,4)$ mag, nach [2] errechnet sich ein Wert von MV = $(-8,7 \pm 0,7)$ mag. Das gewichtete Mittel beträgt MV = $(-8,5 \pm 0,4)$ mag.

Leuchtkraft und Radius

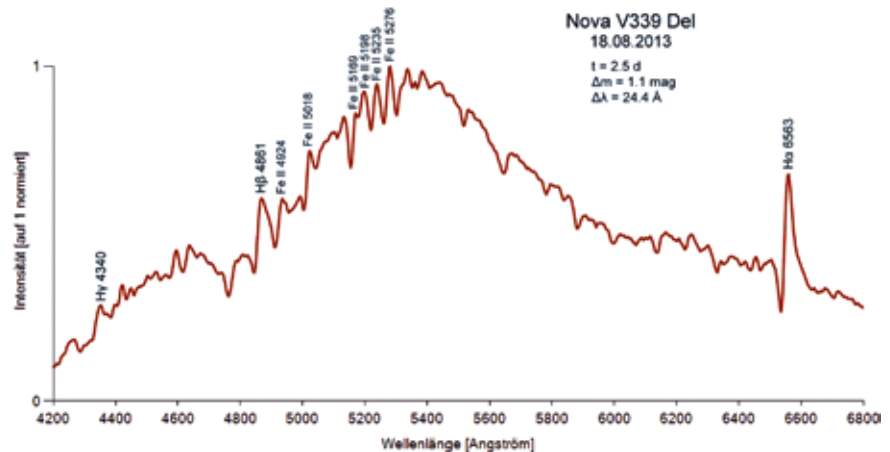
Aus der absoluten visuellen Helligkeit lässt sich die Leuchtkraft ermitteln. Dabei handelt es sich nur um eine Abschätzung, weil die bolometrische Korrektur unbekannt ist. Mit der sehr vernünftigen Annahme von BC = 0,0 mag ergibt sich eine Leuchtkraft im Maximum von $L_{\text{Max}} = (200.000 \pm 80.000) L (\approx 10^{39} \text{ erg/s})$. Innerhalb der ersten neun Wochen wurden somit $\approx 10^{45} \text{ erg}$ abgestrahlt. Der Leuchtkraft entspricht unter der Annahme einer effektiven Temperatur von 9.000 K [3] nach dem Stefan-Boltzmann-Gesetz ein maximaler Radius des Feuerballs von $184 R = 0,86 \text{ AE}$.

Entfernung der Nova

Aus der absoluten und der scheinbaren visuellen Helligkeit im Maximum ergibt sich unter Berücksichtigung der interstellaren Absorption von 0,55 mag [4] eine Entfernung der Nova von $d = (9.200 \pm 1.400) \text{ Lichtjahre}$.

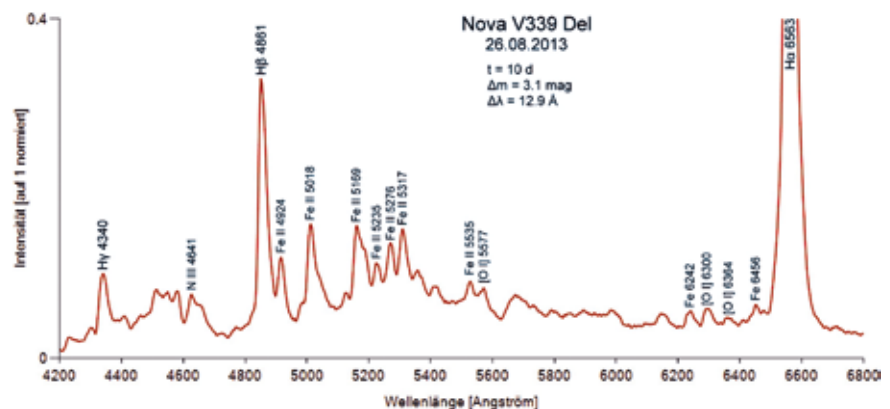
Äquivalentbreite

Die Helligkeit ist der Strahlungsfluss eines bestimmten Wellenlängenbereiches und errechnet sich als Integral der Intensität. Das gilt nicht nur für Farbbereiche wie B oder V, sondern auch für einzelne Linien wie H α . Im Falle der Nova wird hier der Bereich 6505–6650 Å verwendet.



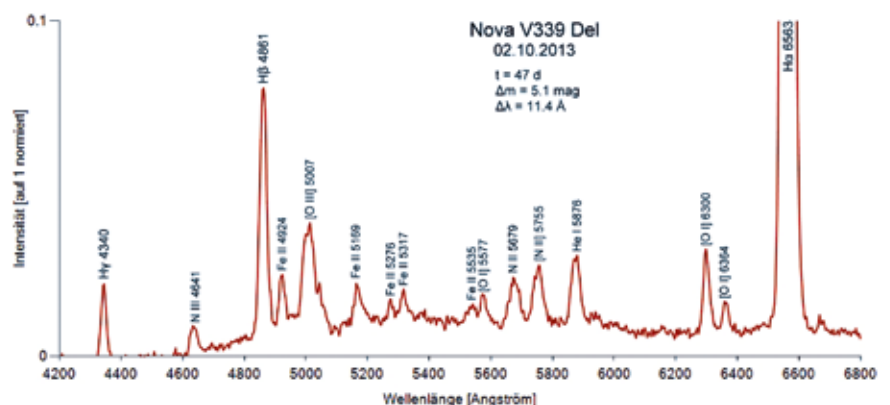
2

Spektrum der Nova Delphini 2013 am 18.08.2013, 2,5 Tage nach dem Maximum bei $\Delta m = 1,1 \text{ mag}$ (spektrale Auflösung $\Delta \lambda = 24 \text{ Å}$). Deutlich erkennbar sind neben der Balmerseerie auch zahlreiche FeII-Linien, weshalb die Nova zum Typ FeII-Novae gehört. Außerdem zeigen die Linien ein P-Cygni-Profil, was besonders deutlich bei der H α -Linie hervortritt.



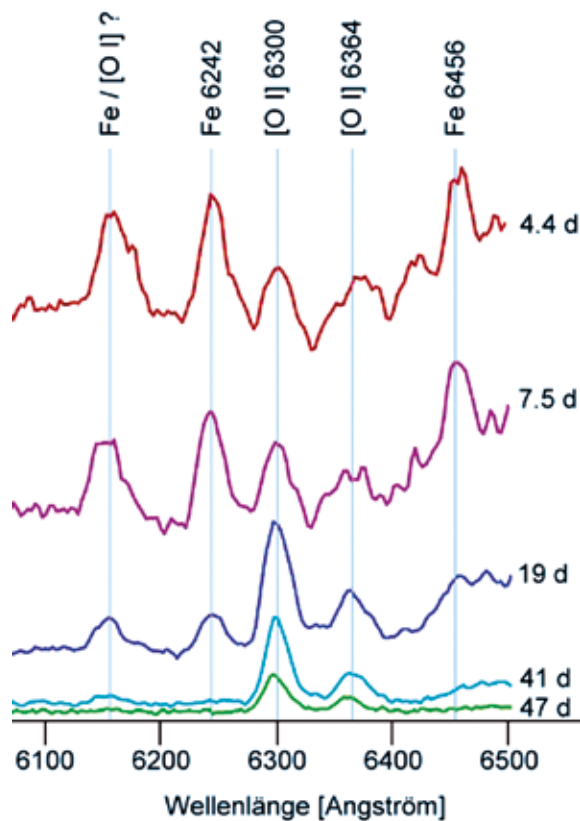
3

Spektrum der Nova Delphini 2013 am 26.08.2013, 10 Tage nach dem Maximum bei $\Delta m = 3,1 \text{ mag}$ (spektrale Auflösung $\Delta \lambda = 13 \text{ Å}$). Deutlich erkennbar sind neben der Balmerseerie und den FeII-Linien nun auch die verbotenen [O I]-Linien. P-Cygni-Profile treten nicht mehr in Erscheinung.



4

Spektrum der Nova Delphini 2013 am 02.10.2013, 47 Tage nach dem Maximum bei $\Delta m = 5,1 \text{ mag}$ (spektrale Auflösung $\Delta \lambda = 11 \text{ Å}$). Die FeII-Linien rücken weiter in den Hintergrund und die Polarlicht- und Nebellinien beginnen zu dominieren.



5

Veränderungen der Spektrallinien im Bereich von 6100–6500 Å innerhalb der ersten Wochen nach Ausbruch der Nova. Der Doppelpeak bei 6364 Å im Spektrum 7,5 d nach dem Maximum könnten die SIII-Linien bei 6347 Å und 6371 Å sein. Der kleine Peak ganz rechts bei 6482 Å in den Spektren 4,4 d und 7,5 d nach dem Maximum ist wahrscheinlich vom einfach ionisierten Stickstoff.

Normiert man diesen Linienfluss auf das Kontinuum im Bereich der Linie ($I_c = 1$), so erhält man die Äquivalentbreite EW der H α -Linie. Zum einen ist die zeitliche Entwicklung (Abb. 8) und zum anderen die Korrelation zur visuellen Helligkeit V (Abb. 9) interessant.

Dass die Kurven in den Abbildungen 8 und 9 ähnlich verlaufen, verwundert insofern nicht, als dass die Nova im Laufe der Zeit dunkler wird (im Postmaximum). Insofern ist eine Helligkeitsachse auch gleichzeitig eine Zeitachse und umgekehrt.

Expansion

Aus der Breite von Emissionslinien einer Hülle lässt sich die Expansionsgeschwindigkeit bestimmen. Bei der Nova habe ich die Halbwertsbreite FWHM der H α -Linie relativ gut messen können. Bei einer spektralen Auflösung von 10–21 Å ist eine Geschwindigkeitsauflösung von ca. 500–1.000 km/s möglich. Die Halbwertsbreite wurde mittels Gaußfit berechnet und von der instrumentenbedingten Linienverbreiterung bereinigt.

In der Abbildung 10 ist gut zu erkennen, wie die Expansion des H α -Emissions-

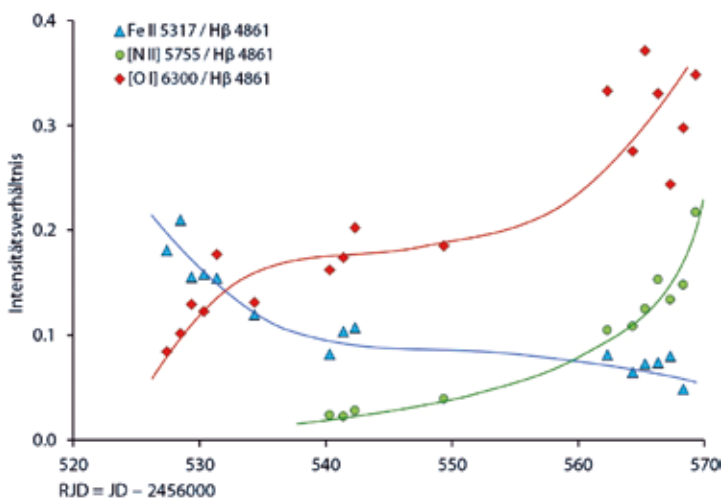
gebietes langsamer wird. Die Expansion erreichte zum Zeitpunkt des visuellen Maximums mit 1.800 km/s ihre höchste Geschwindigkeit und nahm im Laufe der nächsten sieben Wochen auf 1.200 km/s ab.

Hülle

Mit dem Erreichen des Helligkeitsmaximums erreicht auch der Feuerball (Photosphäre der Nova) seine größte Ausdehnung. Danach schrumpft die Photosphäre wieder, was einen Abfall der Helligkeit zur Folge hat. Innerhalb der Photosphäre ist die Hülle undurchsichtig (optisch dick). Im Postmaximum baut sich nun aber durch die Sternwinde gleichzeitig eine optisch dünne Hülle auf, die nach außen hin expandiert. Diese bewirkt eine zunehmende zirkumstellare Absorption.

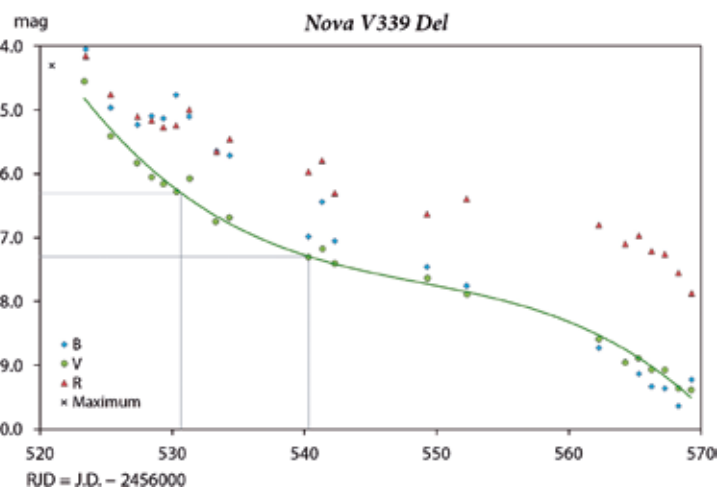
Aus dem Balmerdekrement (Abb. 11) lässt sich die Gesamtabsorption berechnen, aus der sich nach Abzug der interstellaren Absorption die zirkumstellare Absorption ergibt (die atmosphärische Extinktion ist bereits bei der Ermittlung des Balmerdekrements eliminiert worden).

Kurz nach dem Maximum, wo sich noch keine nennenswerte optisch dünne Hülle aufgebaut hat, liegt das Dekrement nahe dem theoretischen Wert von $D = 2,8$. Bei RJD 570 hat sich das Dekrement auf $D = 8 \pm 2$ erhöht. Das entspricht nach [6] einer Gesamtabsorption von $A_v = (2,9 \pm 0,7)$ mag. Subtrahiert man davon die



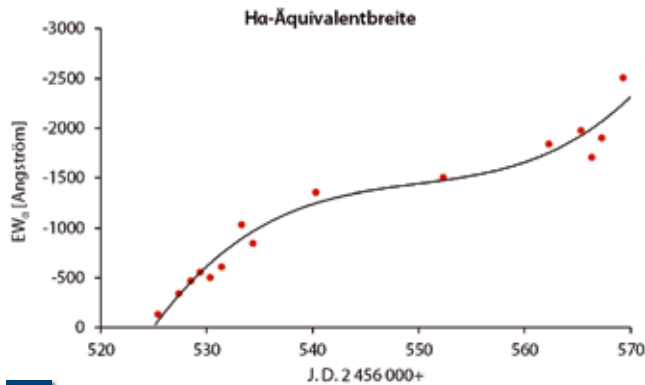
6

Zeitliche Veränderungen der Intensitäten einiger Linien im Verhältnis zu H β . Während die Eisenlinie schwächer wird, treten die verbotenen Polarlicht- und Nebellinien von Stickstoff und Sauerstoff immer stärker hervor.

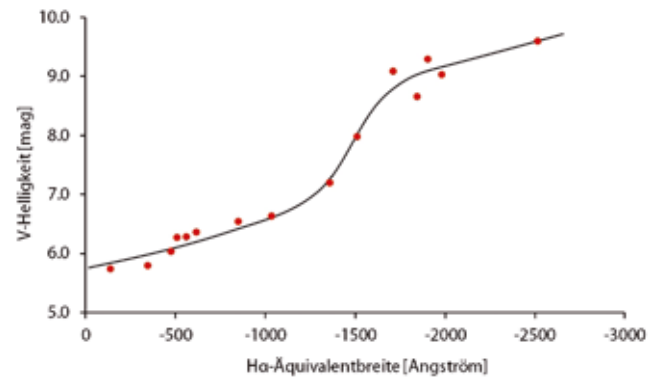


7

Lichtkurven der Nova V339 Del. Das Kreuz markiert das Maximum der visuellen Helligkeit (gemäß AAVSO). Die Helligkeiten wurden mittels Integration der Intensitäten der Spektren ermittelt und mit dem Stern SAO 88610 verglichen.



8 Zeitliche Entwicklung der H α -Äquivalentbreite



9 Korrelation zwischen V-Helligkeit und H α -Äquivalentbreite

interstellare Absorption von knapp 0,6 mag [4], so erhält man eine zirkumstellare Absorption von $(2,3 \pm 0,7)$ mag.

Schlussfolgerungen

Die vorliegenden Ergebnisse zur Nova Delphini 2013 wurden mit einfachem, amateurastronomischem Instrumentarium ermittelt. Es kam ein parallaktisch montierter Fünzföller, das wie ein Filter eingesetzte Blazegitter StarAnalyser100 und eine H α -empfindliche Spiegelreflexkamera zum Einsatz. Zum Erreichen eines optimalen Abstandes des Gitters von der Sensorebene der Kamera wurden vorhandene, handelsübliche Distanzhülsen und Adapter verwendet.

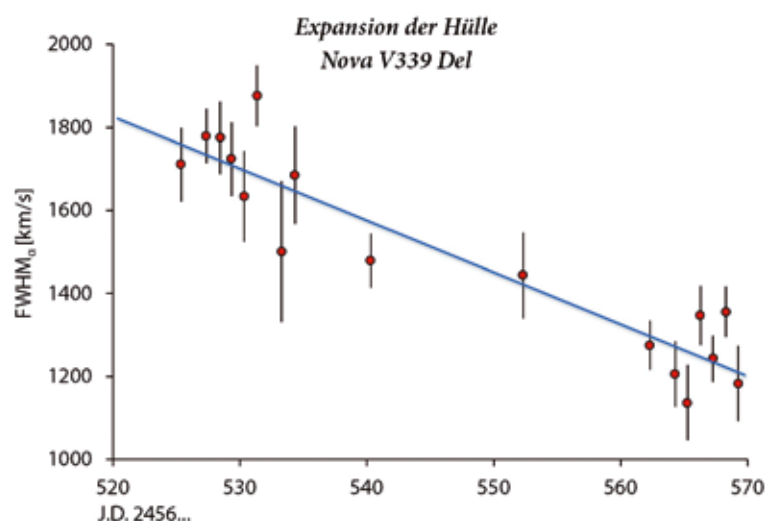
Um eine optimale Auflösung zu erreichen, müssen zwei Voraussetzungen erfüllt sein: Zum einen muss das Seeing möglichst niedrig sein, da bei spaltlosen Spektrografen die Luftunruhe voll zur Wirkung kommt und die spektrale Auflösung bestimmt. Zum anderen muss die lineare Dispersion in Ångström/Pixel möglichst klein sein. Der realisierte Aufbau bringt es auf 2,8 Å/Pixel. Hierzu sind drei Dinge notwendig:

1. Die Pixelgröße des Sensors muss möglichst klein sein. Die verwendete DSLR-Kamera besitzt eine Pixelgröße von 4,3 μm .
2. Der Abstand d zwischen Gitter und Sensor muss möglichst groß sein. Dieser betrug im zuletzt optimierten Aufbau 155 mm.
3. Die Ausleuchtung des Gitters muss möglichst groß sein. Die Zahl der ausgeleuchteten Linien entspricht dem theoretischen Auflösungsvermögen. Der StarAnalyser besitzt einen nutzbaren Durchmesser von 24 mm bei 100

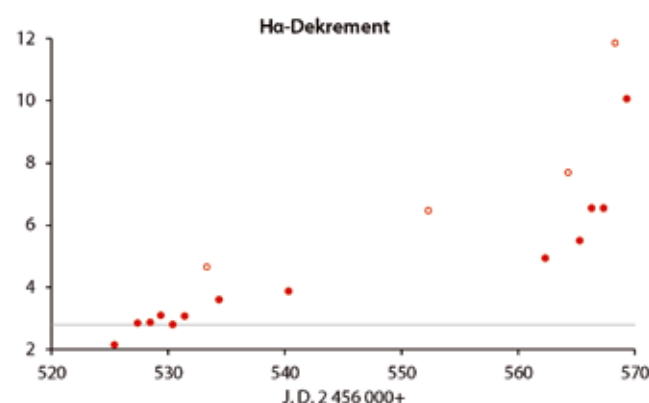
Linien/mm. Damit beträgt der optimale Gitter-Sensor-Abstand $d = 24 \text{ mm} \cdot f / D$. Bei einem Öffnungsverhältnis von 1:5 (1:7,5 bzw. 1:10) beträgt der optimale Abstand $d = 120$ (180 bzw. 240) mm. Im verwendeten Aufbau reichte der Backfokus des Okularauszugs nicht aus, um bei $d = 180$ mm noch fokussieren zu können. Unter Beachtung verschiedener Reserven wurde mit Di-

stanzhülsen ein Aufbau mit 155 mm realisiert.

Um das Signal-Rausch-Verhältnis zu verbessern, wurden bis zu 100 Aufnahmen gemittelt. Dazu wird man eine niedrige ISO-Zahl wählen, was allerdings die Belichtungszeit verlängert. Diese wird durch die Qualität der Nachführung begrenzt. Bei Autoguiding wird man deut-



10 Zeitliche Entwicklung der Expansionsgeschwindigkeit des H α -Emissionsgebietes. Die Linienbreite FWHM wird als Dopplerverbreiterung interpretiert und in km/s angegeben.



11 Zeitliche Entwicklung des flusskalibrierten Balmerdekrements für H α

lich länger belichten können als bei einfacher motorischer Nachführung einer mobil aufgestellten Montierung, zumal vorhandene Schneckenfehler zusätzlich begrenzen. So lag im vorliegenden Fall die Grenze bei 10 s, was zwangsläufig zu ISO-Werten von 800-1600 führte.

Mit ein wenig Mut und Experimentierfreude lässt sich mit dem preiswerten StarAnalyser 100 und einer Hörempfindlichen Kamera sehr viel erreichen. Es muss allerdings auch eingeschränkt werden, dass Novae (und vermutlich auch Supernovae) wahrhaft reichhaltige Informationslieferanten sind. Bei einer Nova tut sich binnen weniger Tage und Wochen so viel, dass es weniger das Equipment ist, dass einem das Vergnügen vergönnen möchte, als vielmehr das Wetter zu genau

dieser Zeit. Mit einem Remote-Teleskop allein ist es hier nicht getan. Es müsste schon fest als Spektrograf aufgebaut sein, mit dem StarAnalyser 100 oder 200 und einer passenden DSLR.

Literaturhinweise:

- [1] J. G. Cohen, 1988: "Nova Expansion Parallaxes", *Astron. Soc. Pacific* 4, 114
- [2] R. A. Downes, H. W. Duerbeck, 2000: "Optical Imaging of Nova Shells and the Maximum Magnitude-of Decline Relationship", *Astron. J.* 120, 2007
- [3] M. Friedjung, H. W. Duerbeck, 1993: "Models of Classical Recurrent Novae", *Nation. Assoc. Sec. School Princ.*, 371

- [4] M. M. Santangelo et al., 2013: "Distance of nova Del 2013 from MMRD relations", *Astronomer's Telegram No.* 5313
- [5] R. E. Williams et al., 1991: "The Evolution and Classification of Postoutburst Novae Spectra", *Astrophys. J.* 376, 721
- [6] E. Wischniewski, 2013: "Astronomie in Theorie und Praxis", 6. Auflage. Eigenverlag
- [7] E. Wischniewski, 2014: "Helligkeit und Spektrum der Nova V339 Del", *Astronomical Bulletin Wischniewski* No.12
- [8] E. Wischniewski, 2014: "Photometrie und Spektroskopie der Nova V339 Del", *BAV Rundbrief Heft* 2/2014

„Die Heppies“ – die Anfängerkurse der Fachgruppe Spektroskopie

von Thomas Eversberg



genau diesen Zustand schon selbst erlebt. Man denke nur an die „nicht zu bewältigende“ Astrophysik. Um dieses Abschreckungspotential zu minimieren, Interes-

damit Amateure in die Lage, die Grundlagen spektroskopischer Techniken, also den Umgang mit Geräten (Selbstbau oder aus dem Handel), ihre Anwendungen, die Datenauswertung und die Physik, zu verstehen und nachzuvollziehen. Mentorenteams vom Schüler (!) bis zum Astrophysiker diskutieren mit den Teilnehmern offene Punkte und holen Anfänger dort ab, wo sie mit ihren Fragen und Problemen stehen. Dies gilt insbesondere für die spektroskopische Arbeit an den Geräten der Sternwarte. Die Ankündigung dieser Kurse findet sich auf der obersten Seite der Fachgruppendomäne <http://spektroskopie.fg-vds.de> und wird außerdem von den Mentoren in unser Diskussionsforum eingestellt. Innerhalb von nur wenigen Tagen ist der jeweilige Kurs normalerweise belegt. Die schon seit Jahren bestehende Unterstützung durch die Starkenburg-Sternwarte ist exzellent und hat sich gut bewährt. Wir sind den dort Aktiven sehr dankbar, zumal die Starkenburger uns immer gut mit Kaffee und Kuchen versorgen.



1

Unsere Youngster Thomas Bergmann, Daniel Weiss und Daniel Sablowski sprechen über den Spektrografenbau.

Spektroskopie ist für die meisten Amateurastronomen ein Mysterium, unverständlich und daher unzugänglich. Das ist durchaus nachvollziehbar, haben doch alle der Aktiven in der Fachgruppe

sierte bei der Thematik zu begleiten, zu unterstützen, den Einstieg zu ermöglichen und um zu zeigen, dass das Thema eigentlich nicht so schwer zu verstehen ist, bietet die Fachgruppe jeden Herbst Anfängerkurse an, bisher immer an der Sternwarte Heppenheim. Wir versetzen

Grundlage all unserer Kurse ist der Dialog mit den Teilnehmern. Was hilft es, wenn die Inhalte an den Bedürfnissen vorbeigehen? Also wird das Programm



2

Günter Gebhard zeigt mit Holzklötzchen den Unterschied zwischen Mittelwert und Median.



3

Lothar Schanne und Daniel Sablowski begleiten die ersten Spektralaufnahmen.

schon im Vorlauf abgestimmt, diskutiert, verworfen und wieder zusammengestellt. Unsere Fachgruppe hat sich in den letzten fünf Jahren deutlich verjüngt, und wir „alten Knacker“ freuen uns umso mehr, wenn auch unsere Youngster Zeit und Lust haben, als Mentoren zu agieren. So können wir immer wieder facettenreiche Teams zusammenstellen und so die Gefahr der „Betriebsblindheit“ minimieren. Ein „alter Hase“ versteht Anfängerprobleme nicht unbedingt besser als ein Newcomer und eine Mentorengruppe verhindert, dass sich Fehler einschleichen. Um allen die Teilnahme zu ermöglichen, legen wir die Kurse immer auf ein langes Wochenende. Meist reservieren wir dazu ein ganzes Kleinhotel. Am Freitagabend trudeln die meisten schon im Hotel ein und nutzen den Abend für lange Diskussionen. Das ist etwas riskant, da alle ein volles und anstrengendes Programm vor sich haben. Doch wer zieht sich schon gern zurück, wenn die Stimmung großartig und das Bier kalt ist? Schlafen kann man dann ja am Sonntagabend.

Unsere Anfängerkurse decken möglichst viele Facetten spektroskopischer Arbeit ab. Dabei unterscheiden wir zwischen Vorträgen und praktischen Übungen am Teleskop und am Computer.

Zu den Grundlagen der Spektroskopie gehört u. a. eine Einführung in das Instrumentarium mit einem Abriss über optische Komponenten und die nötigen Teleskopanpassungen. Darüber hinaus werden praktische Hilfsmittel für den Bau eines Spektrografen vorgestellt, die

in der Fachgruppe entwickelt wurden (mit diesen von Amateuren entworfenen Hilfsmitteln in Excel muss man keine einzige Gleichung kennen). Praktische Erfahrungen können dann bei der Vorstellung selbst gebauter und kostengünstiger Spektrografen diskutiert werden (Abb. 1).

Dabei werden individuelle Zielsetzung, die Gründe für das Design (vorhandene Ausrüstung, Kosten, Fertigungsmöglichkeiten, Materialauswahl und Ziele) und die schon angesprochene Berechnung eines Spektrografen sowie alternative

Entwürfe vorgestellt. Auch die Justage der optischen Komponenten wird besprochen, ist sie doch für die korrekte Datenaufnahme entscheidend. Vor einigen Jahren deckten diese Bereiche Daniel Weiss, Thomas Bergmann und Daniel Sablowski ab, damals allesamt Schüler und Studenten. Das Alter spielt keine Rolle, wenn man etwas lernen will.

Auch Fragen nach der Auswertung von Spektren werden beleuchtet. Dazu gehören u. a. grundsätzliche Fragen zum Verhalten von CCD-Kameras, die entspre-



4

Die „Heppies“. Kommentar Daniel Sablowski: „Das beweist wieder, Lothar ist die größte Grinskiste.“

chenden Daten- und Kalibriersignale, störende physikalische und elektronische Effekte sowie spektroskopische Grundlagen zum Signal-zu-Rausch-Verhältnis, der Normierung und verschiedene spektrale Parameter. Unvergessen sind die Holzklötze von Günter Gebhard, die er für seine Darstellungen statistischer Größen nutzte (Abb. 2). Auch die entsprechenden Werkzeuge zur Datenreduktion sind natürlich ein Thema. Dazu gehören verschiedene Programme unter Windows und LINUX sowie deren grundlegende Anwendungsverfahren. Und wer dann noch Platz im Kopf hat, dem liefern wir Informationen zur Interpretation der Spektren, die Erkennung und Eliminierung von Artefakten sowie verschiedene andere Spektraleffekte.

Natürlich wollen alle auch an die Teleskope. Für uns Gäste ist es immer wieder ein Genuss, die Sternwarte für uns allein zu haben und deren Geräte nutzen zu dürfen. Kollegen bringen unterschiedliche Spektrografen mit, um damit vor Ort Spektren aufzunehmen. In dieser

Hinsicht ist die Starkenburg-Sternwarte bestens ausgerüstet, stehen doch sechs Teleskope zur Verfügung. Und wenn das Wetter mitspielt, gibt es immer wieder einen harten Beobachterkern aus Nachteulen, der morgens in der Sternwarte statt im Hotel aufwacht. (Daniel Weiss hatte sich einmal ein Nachtlager aus Pappkartons gebaut und sah am morgen ohne Frühstück etwas zerknittert aus.)

Mit der Art, wie wir unsere Kurse gestalten, machen wir bisher gute Erfahrungen. Um theoretische Sachverhalte darzustellen, kann Frontalunterricht nicht gänzlich vermieden werden, ist aber so von den Teilnehmern auch erwünscht. Das heißt natürlich nicht, dass das jeweilige Auditorium nur stumm zuhört. Im Gegenteil, unsere Mentor-Mentee-Konstellation ist geprägt von Dialogen, den beide Seiten gestalten. Das allein schon durch die Tatsache, dass angeblich „dumme Fragen“ oft so gefährlich sind, dass der Mentor die jeweiligen Antworten erst später nachreichen kann. Wie auch bei den praktischen Anwendungen

werden Fragen in der Gruppe diskutiert und beleuchtet bzw. Prozeduren vorgeschlagen, so dass deren Fallstricke und potenzielle Komplexität vernünftig dargestellt werden. Das hat zur Folge, dass sich unsere Kurse völlig von schulischen Veranstaltungen unterscheiden und die Stimmung entsprechend entspannt ist. Darüber hinaus ist uns der Nachwuchs sehr wichtig, und wir versuchen unseren finanziellen Hilfsfond für die jungen Leute so gut es geht zu füllen. Die für mich wichtigste Rückmeldung kam bisher von einer Schülerin aus Nürnberg: „Ich hätte nie gedacht, dass es hier so entspannt und mit so viel Spaß zugeht!“ (Abb. 3 und 4)

Danksagung

Ich danke allen Beteiligten Mentoren und Mentees für ihren Einsatz und ihre Geduld. Besonders danke ich allen Kollegen an der Starkenburg-Sternwarte, dass sie uns immer wieder ihre wertvollen Geräte anvertrauen.

Impression

Der Planetarische Nebel PN G75.5+1.7 im Sternbild Schwan



Der Planetarische Nebel PN G75.5+1.7 im Sternbild Schwan wird wegen seiner zarten Erscheinung auch Seifenblasennebel genannt. Er wurde erst 2008 von dem Amateur Dave Juraševich am Mount-Wilson-Observatorium entdeckt. Das Bild ist eine Bicolor-Darstellung aus [OIII]- und H α -gefilterten Aufnahmen (Falschfarben). Um die Sternfarben halbwegs natürlich zu halten, wurden zusätzliche RGB-Aufnahmen für die Sterne angefertigt.

Aufnahmedaten: Juli/August 2015, Wilsenroth/Westerwald, 300-mm-Newton f/4 (mit GPU Korrektor), CCD-Kamera Moravian G2-8300, Montierung Alt 5 AND, Belichtung 31 x 900 s [O III], 11 x 900 s H α , 5 x 300 s R, je 4 x 300 s G und B. Bildautor: Andreas Rörig, Fachgruppe Astrofotografie, für die Bildbearbeitung wurde die eigene Software REGIM verwendet.