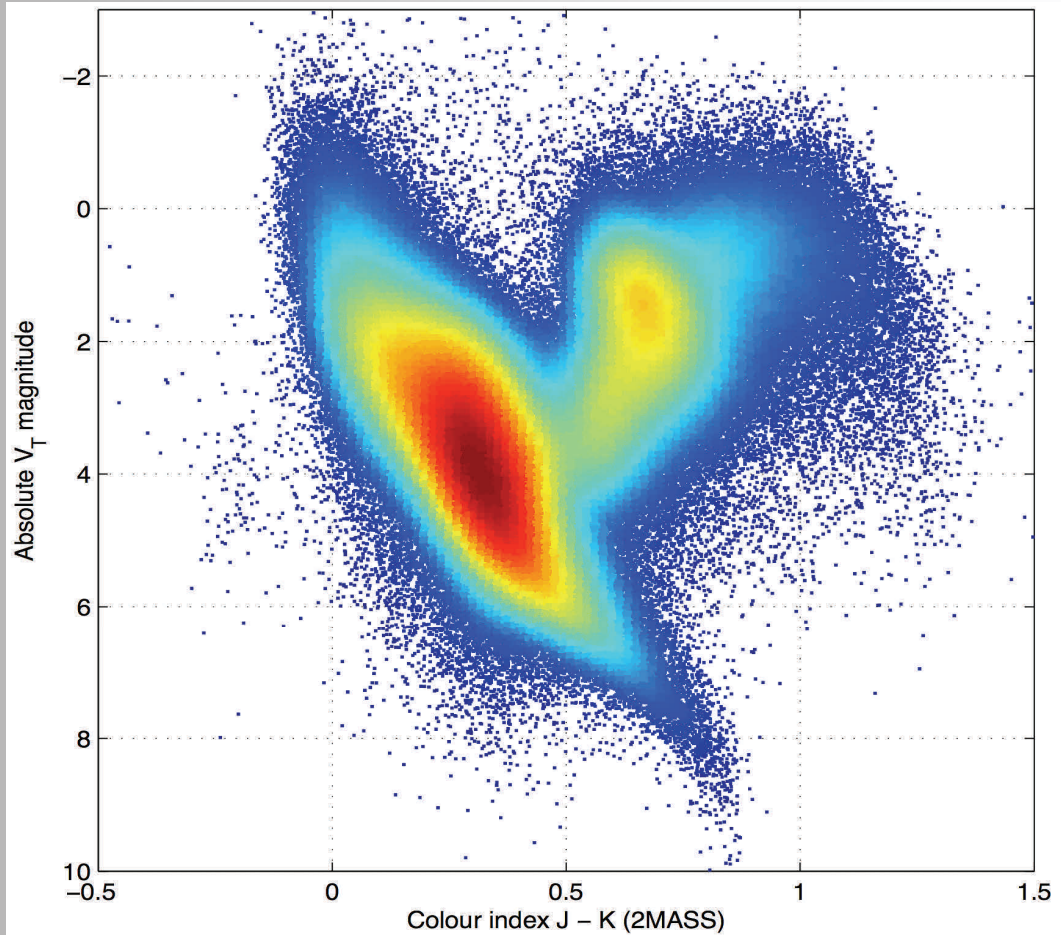


# BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY

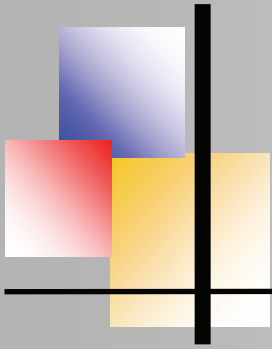


OF THE GERMAN ORGANIZATION  
&  
WORKING GROUP  
VARIABLE STARS BAV

EDITOR  
BUNDESDEUTSCHE ARBEITSGEMEINSCHAFT  
FÜR VERÄNDERLICHE STERNE E.V. (BAV)  
MUNSTERDAMM 90  
12169 BERLIN

ISSUE No. 03 O6/2018 ISSN 2566-5103





# BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY



## Imprint

The BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY appears half-yearly from June 2017. Responsibility for publication: German Working Group for Variable Stars e.V. (BAV), Munsterdamm 90, 12169 Berlin

## Editorial

Ernst Pollmann, 51375 Leverkusen, Emil-Nolde-Straße 12, ernst-pollmann@t-online.de  
Lienhard Pagel, 18311, Klockenhagen Mecklenburger Str. 87, lienhard.pagel@t-online.de  
Roland Bücke, 21035 Hamburg, Anna von Gierke Ring 147, rb@buecke.de

The authors are responsible for their contributions.

Cover picture: EESA/GAIA/IDT/FL/DPCE/AGIS

## Content

## Page

**E. Pollmann: Editorial**

1

**T. Demirel: Spektroskopie von Sternenlicht (II)**

2

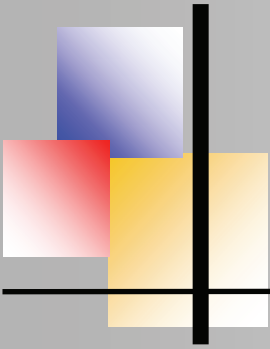
**E. Pollmann, Ph. Bennett, J. Hopkins:  
The long-term binary system VV Cep**

16

**M. Trypsteen: DSLR spectroscopy of M42**

24





# BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY



---

## EDITORIAL

From the stars we basically receive only their electromagnetic radiation of different wavelengths, and we “see” essentially only the surface of the radiating bodies. By evaluating the light, we obtain information about:

- the direction of the radiation (positions and movement of the stars)
- the quantity of the radiation (brightness)
- the quality of the radiation (color, spectrum, polarization)

For amateurs, only the narrow band of visible light is easily accessible. In this spectral region, however, both the brightness (photometry) and the spectra of the objects can be examined. Today's amateur astronomy, with its instrumental and computer-assisted equipment, enjoys observation possibilities that were reserved exclusively for professional astronomers until a few years ago.

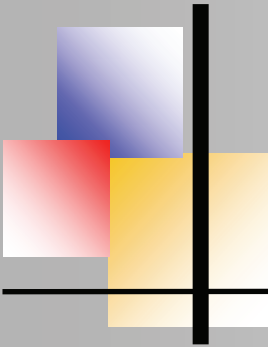
Thanks to the development of CCD technology, the types of observational perspectives have become much more varied. For example, in the area of variable star observation, there are many new possibilities in addition to already existing approaches.

Professional variable star research employs techniques and observation methods to study the physics and atmospheres of the stars in a holistic manner, considering all aspects and occurrences. Thus, this means that the collected radiation must be understood as a complex storage medium of the physical processes on and in the observed star.

This is appropriate for the intensity of the light, as well as for its spectral composition. The linking of brightness measurements and spectroscopy, a matter of course in professional astronomy, reflects this connection.

Along with brightness changes that occur in variable stars (which can occur quite frequently) variable changes in the state of the stars also can take place and often are revealed in the corresponding spectrum.

Ernst Pollmann



## Spektroskopie von Sternenlicht

Wissenschaftliche Prüfungsarbeit (Auszug)

am Institut für Physik der Johannes Gutenberg-Universität Mainz

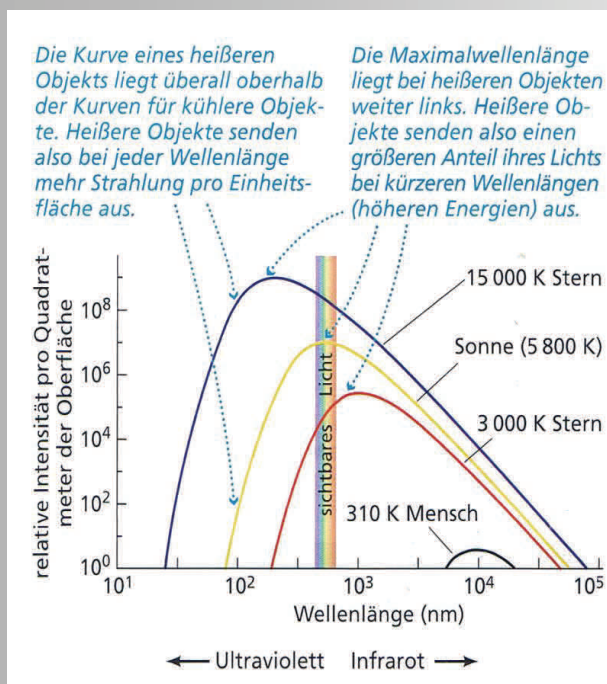
von Taylan Demirel (II)

### Das kontinuierliche Spektrum als Temperaturskala

Neben den Linien, welche im Spektrum analysiert werden, verrät uns auch das kontinuierliche Spektrum wichtige Informationen über die vorherrschenden Bedingungen ferner Objekte. Das kontinuierliche Spektrum kann uns genaue Aussagen über die Oberflächentemperatur von Sternen geben. Die Temperatur eines schwarzen Strahlers bestimmt das Erscheinungsbild des kontinuierlichen Spektrums. Daher kommt auch die Bezeichnung „Thermischer Strahler“, bzw. „Thermisches Spektrum“. Das Intensitätsmaximum sowie der Intensitätsverlauf des Kontinuums gehorchen dem Planckschen Strahlungsgesetz:

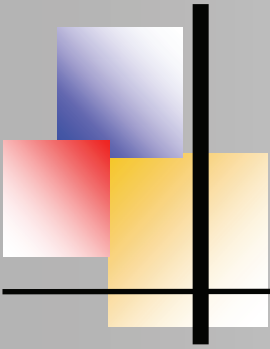
$$S_{\lambda} = \frac{2hc_0^2}{\lambda^5} \cdot \frac{1}{e^{\frac{hc_0}{\lambda kT}} - 1}$$

mit  $h$  = Planck-Konstante  
 $k$  = Boltzmann Konstante  
 $c$  = Lichtgeschwindigkeit



Der ideale schwarze Strahler ist eine Modellvorstellung, die in der Natur so nicht vorkommt. Allerdings kann man die Objekte unserer Umwelt, wie zum Beispiel Menschen, Steine, Glühdrähte, Lampen, Sterne und sogar Planeten oder Asteroiden als eine gute Näherung an einen idealen Schwarzen Strahler betrachten. Zum Verständnis zeigt Abb. 1 idealisierte thermische Spektren von verschiedenen Sternen im Vergleich zum Spektrum eines Menschen.

**Abb.1:** Planck-Strahlung verschieden heißer Körper. Die Unterschiede zwischen einem Menschen mit einer Oberflächentemperatur von ca. 310 K ( $\sim 37^\circ\text{C}$ ) und einem Stern mit 10-50-facher Temperatur treten deutlich hervor.



## Das Stefan-Boltzmann-Gesetz und das Wien'sche Verschiebungsgesetz

Aus den Wärmekurven in Abb. 1 kann man zwei Gesetze aus der Wärmelehre ablesen:

### *Das Stefan-Boltzmann-Gesetz*

Das Stefan-Boltzmann-Gesetz gibt Auskunft über die emittierte Leistung pro Quadratmeter der jeweiligen Oberfläche. Rechnerisch lässt sich dies mit folgender Formel berechnen:

$$T_{eff}^4 = \frac{L}{\sigma \pi D^2}$$

Dabei stellt  $T_{eff}$  die effektive Temperatur,  $L$  die Leuchtkraft und  $D$  den Durchmesser des Sterns dar.  $T_{eff}$  ist definiert als die pro Flächeneinheit und Sekunde an der Oberfläche des Sterns austretende Gesamtstrahlung.  $\sigma$  ist die Stefan-Boltzmann Konstante, definiert als:

$$\sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \frac{W}{m^2 K^4}$$

Das Stefan-Boltzmann-Gesetz sagt also aus, dass eine gleich große Oberfläche, die wärmer ist, mehr Energie in allen Wellenlängenbereichen ausstrahlt, als eine kühlere Oberfläche. Als ein Beispiel im Bereich der Astronomie könnten zwei, fast gleichgroße, Sterne genügen, welche eine unterschiedliche Temperatur aufweisen. Nehmen wir an, dass die Oberflächentemperatur des Sterns A 18000 K heiß ist. Stern B weist eine Oberflächentemperatur von 5000 K auf. In diesem Fall würde jeder Quadratmeter auf Stern A 168-mal mehr Energie ausstrahlen, als Stern B.  $[(18000 \text{ K}/5000 \text{ K})^4=168]$  Hinzu kommt, dass Stern A einen breiteren Wellenlängenbereich abdeckt, als Stern B.

### *Das Wien'sche Verschiebungsgesetz*

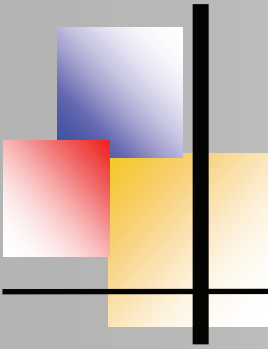
Das Wien'sche Verschiebungsgesetz beschreibt die Verschiebung der Intensitätsmaxima (als Ausdruck der elektromagnetischen Energie) der Objekte als Funktion der Temperatur. Für die Temperatur gilt:

$$\lambda_{max} T = 2,898 \cdot 10^{-3} m K$$

$\lambda_{max}$  = Wellenlänge des Intensitätsmaximums

Die Wärmekurve eines Sterns mit einer Oberflächentemperatur von 18000 K weist das Intensitätsmaximum im ultravioletten Bereich des elektromagnetischen Spektrums bei  $\lambda_{max} = 161 \text{ nm}$ , auf.





Spektroskopie von Sternenlicht, Taylan Demirel

Das Intensitätsmaximum eines Sterns mit einer Oberflächentemperatur von 5800 K liegt im sichtbaren Bereich des elektromagnetischen Spektrums bei  $\lambda_{\max} = 500 \text{ nm}$ . Aus diesem Grund funkeln manche Sterne „rötlich“ oder „gelblich“ bis „bläulich“. Beteigeuze mit einer Oberflächentemperatur von 3450 K emittiert Photonen am intensivsten im infraroten Bereich bei  $\lambda_{\max} = 840 \text{ nm}$ .

## Der optische Doppler Effekt

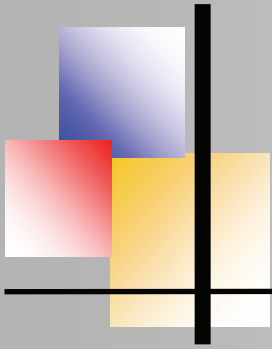
Handelt es sich um elektromagnetische Wellen, spricht man vom optischen Dopplereffekt (benannt nach dem Physiker Christian Doppler (1803-1853)). Da elektromagnetische Wellen keines Fortbewegungsmediums bedürfen, ist eine Fallunterscheidung, wie es beim akustischen Dopplereffekt der Fall ist, hinfällig. Entfernen sich Sender und Empfänger von elektromagnetischer Strahlung mit der Relativgeschwindigkeit  $v$  voneinander, so ist die im Ruhesystem des Empfängers gemessene Wellenlänge  $\lambda_E$  größer als die im Ruhesystem des Senders gemessene Wellenlänge  $\lambda_s$ . Es gilt die Formel für den optischen Doppler- Effekt

$$\lambda_E = \lambda_s \sqrt{(1 + v/c) / (1 - v/c)}$$

Auf diesem Effekt beruht inzwischen einer der wichtigsten Meßmethoden der Astrophysik. Hat man das Spektrum eines sich relativ zu uns bewegenden Körpers erfasst, lässt sich die Dopplerverschiebung anhand der Spektrallinien nachweisen. Entfernt sich beispielsweise eine Galaxie, so stellt man eine Verschiebung der bekannten Spektrallinien eines Elementes zu größeren Wellenlängen hin fest. Daher spricht man auch von der „Rotverschiebung“. Bewegt sich die Galaxie auf uns zu, lässt sich eine „Blauverschiebung“ der Spektrallinien nachweisen (siehe Abb. 2). Die genaue Position der Spektrallinien, d.h. die Positionen der jeweiligen Spektrallinien, wenn beide Systeme in Ruhe zueinander wären, lässt sich durch  $\lambda_0$



**Abb. 2:** Darstellung von Dopplerverschiebungen im Vergleich zum Spektrum im Ruhezustand.



## Die Doppler-Verschiebung in der astronomischen Praxis

Die Rotation eines Sterns führt zu verbreiterten Spektrallinien, da sich ein Teil der Oberfläche auf uns zu (Blauverschiebung) und der andere Teil von uns wegbewegt (Rotverschiebung). Als Folge liefern rotierende Sterne ein elliptisch verbreitertes Spektralprofil. Da die Neigung der Rotationsachse unbekannt ist, wird üblicherweise mit der Rotationsgeschwindigkeit am Äquator gerechnet:

$$v_R = v_{eq} \cdot \sin i$$

Die Dopplerverschiebung für  $v_r$  ist dann entsprechend

$$v_r = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \cdot c$$

$v_{eq}$  = Rotationsgeschwindigkeit am Äquator

$v_r$  = Radialgeschwindigkeit

$i$  = Inklinationswinkel (Rotationsachse-Sichtlinie der Erde)

$\Delta\lambda$  = Wellenlängendifferenz

$\lambda_0$  = Ruhewellenlänge

$c$  = Lichtgeschwindigkeit

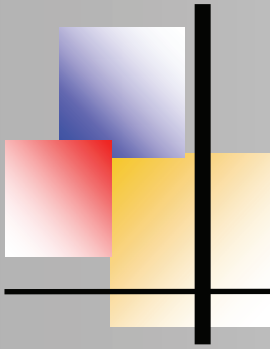
Für  $i = 0$  ist der Blickwinkel auf den Pol des Sterns gerichtet ist. Folglich ist keine Rotationsverbreiterung der Linien nachweisbar. Die Rotationsgeschwindigkeit eines Sterns ändert sich im Laufe der Zeit und beeinflusst damit die Sternentwicklung und deren Aufbau.

## Die Spektralapparate

Das Hauptanliegen der vorliegenden Arbeit bestand in der Realisierung der Spektrenerfassung unter Verwendung eines Spektrometers, da dieser eine direkte Darstellung der Intensitätskurven ermöglicht. Diese Möglichkeit bietet eine didaktisch hilfreiche Methode, die Spektroskopie von Sternenlicht in den Unterricht zu integrieren. Es wurden Spektren mit zwei unterschiedlichen Spektralapparaten aufgenommen (USB-Spektrometer, DADOS-Spektrograph), um die jeweiligen Anwendungsmöglichkeiten zu erarbeiten.

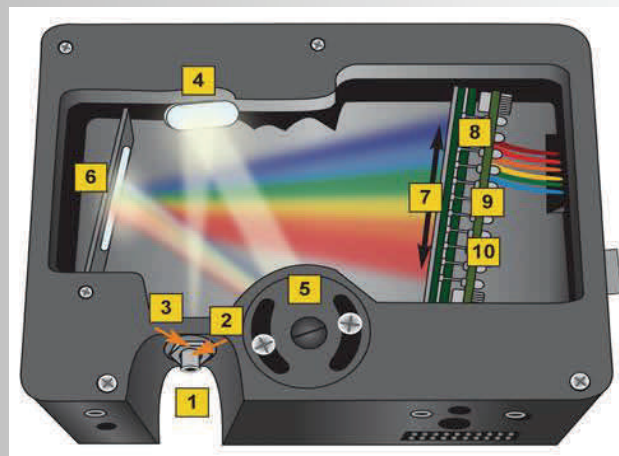
### *Das USB 2000 Spektrometer*

Ein Spektrometer weist gegenüber einem Spektrographen den Unterschied auf, dass die Daten, auf einem internen CCD-Sensor erfasst, direkt vermessen und ausgelesen werden können. Während bei einem Spektrographen lediglich das Spektrum als solches erfasst und später manuell kalibriert sowie bearbeitet bzw. ausgewertet werden muss, ist dieses USB-Spektrometer



Spektroskopie von Sternenlicht, Taylan Demirel

bereits vorkalibriert und führt Schritte zur Reduktion des Spektrums automatisch durch. Moderne Spektrometer zeichnen sich dadurch aus, dass sie neben einem dispersiven Element auch einen internen CCD-Chip haben. Abb. 3 zeigt das typische „Innenleben“ des USB-Spektrometers 2000 der Firma „Ocean-Optics“.

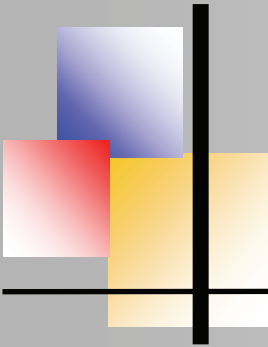


**Abb. 3:** Strahlengang und die Komponenten des USB-Spektrometers 2000 der Firma Ocean-Optics

- 1 Faserkableingang
- 2 50  $\mu\text{m}$  Spalt
- 5 Gitter
- 8 CCD- Detektor

Das Licht, welches von der Faserkabelleitung in das Spektrometer gelangt, passiert zunächst einen eingangs angebrachten 50  $\mu\text{m}$  dünnen Spalt (2). Anschließend fällt es auf einen Kollimatorspiegel (4), welcher das Licht auf das Reflexionsgitter (5) spiegelt und dabei parallelisiert. Der Spalt und der Kollimator optimieren das theoretisch maximal mögliche Auflösungsvermögen. Nachdem das Licht in sein Spektrum aufgefächert wurde, wird es vom Reflexionsgitter auf den Fokussierspiegel (6) gelenkt, welcher wiederum das Spektrum auf die Oberfläche des CCD-Chips (8) reflektiert. Der CCD-Chip (8) konvertiert dann das analoge in ein digitales Signal und leitet es an ein Modul zur Weiterverarbeitung weiter. Als Nachteil erweist sich die fehlende interne Kühlung des CCD-Sensors, da ein angemessenes Signal-Rausch-Verhältnis im astronomischen Bereich<sup>44</sup> wichtig ist. Das USB 2000 Spektrometer verfügt über eine 50  $\mu\text{m}$  Spaltöffnung mit einem SMA 905 Faserkabelanschluss.





Das verwendete Faserkabel hatte einen Durchmesser von ebenfalls 50  $\mu\text{m}$ .

Tabelle 1: Kenngrößen des USB 2000 Spektrometers

Physikalische Eigenschaften	
Abmessungen	89.1 mm x 63.3 mm x 34.4 mm
Gewicht	190 Gramm
Detektor	
Detektor	Sony ILX511
Sensitivität (Empfindlichkeit, bis zu)	90 Photonen pro Zählung
Detektorreichweite	200 – 1000 nm
Pixelanzahl	2048 Pixel
Pixelgröße	14 $\mu\text{m}$ x 200 $\mu\text{m}$
Optische Eigenschaften	
Spaltöffnung	50 $\mu\text{m}$
Faserkabelverbindung	SMA 905
Spektroskopie	
Wellenlängenbereich (Effizienz > 30%)	Gitter 1 = 200 – 575 nm geblazed auf 300 nm
Liniendichte ( $\text{mm}^{-1}$ )	600
Auflösungsvermögen	1639 (theoretisch)

Der Hersteller „Shelyak Instruments“ hat eine Vorrichtung konstruiert, die die Bezeichnung „Injection Unit“ trägt (Abb. 4). Sie bietet gleich mehrere Vorteile und wurde speziell für Spektrographen und Spektrometer entwickelt, welche ihr Licht über einen Lichtleiter erhalten. Es handelt sich um ein Spiegelsystem, welches es ermöglicht das Gesichtsfeld rund um den Stern, gleichzeitig und ununterbrochen zu beobachten, während das Licht von der Lichtfaseröffnung des Spektrometers eingespeist wird. Hierfür ist ein sogenannter „Slit Viewer“ seitlich der Injection Unit angebracht. Der Slit Viewer ermöglicht die Beobachtung der Lichtfaseröffnung mittels eines Okulars oder einer Videokamera.

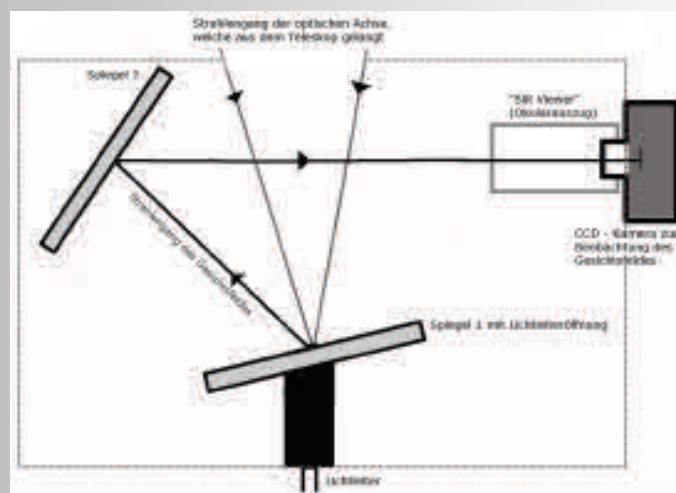
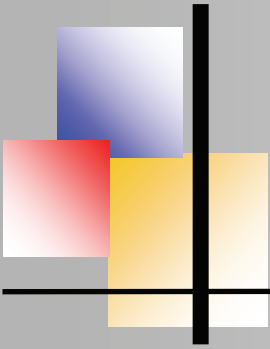


Abb. 4: Strahlengang der „Injection Unit“



Spektroskopie von Sternenlicht, Taylan Demirel

Das Lichtbündel wird in seiner optischen Achse nicht abgelenkt. Die Lichtleiteröffnung muss exakt auf der Brennebene des Lichtbündels platziert sein. Von dort aus gelangt es in den Lichtleiter, welcher das Licht an das Spektrometer weiterleitet. Die Lichtleiteröffnung befindet sich auf einer Spiegelfläche. Auf diese Weise kann das Gesichtsfeld, mittels einer zweiten Spiegelvorrichtung, die das Gesichtsfeld des Lichtbündels ein zweites Mal reflektiert, beobachtet werden. Das Gesichtsfeld, das die Lichtleiteröffnung umgibt, wird von dem Spiegel 1 aus auf Spiegel 2 reflektiert, von dem wiederum die Reflexion durch den „Slit Viewer“ (Okularauszug) beobachtbar wird.

### *Der DADOS-Spektrograph*

Der DADOS-Spaltspektrograph (Abb. 5) ist in Zusammenarbeit mit dem Max-Planck Institut für extraterrestrische Physik und dem Astronomie-Unternehmen Baader-Planetarium entstanden. Das Ziel dieser Zusammenarbeit bestand darin, einen kostengünstigen Spektrographen für schulische, universitäre und für den gehobenen Amateurbereich zu entwickeln, welcher leicht bedienbar und gleichzeitig die Eigenschaften eines professionellen Spektrographen aufweisen sollte. Tatsächlich hat sich der DADOS-Spaltspektrograph im Bereich der Spektroskopie einen festen Platz gesichert.

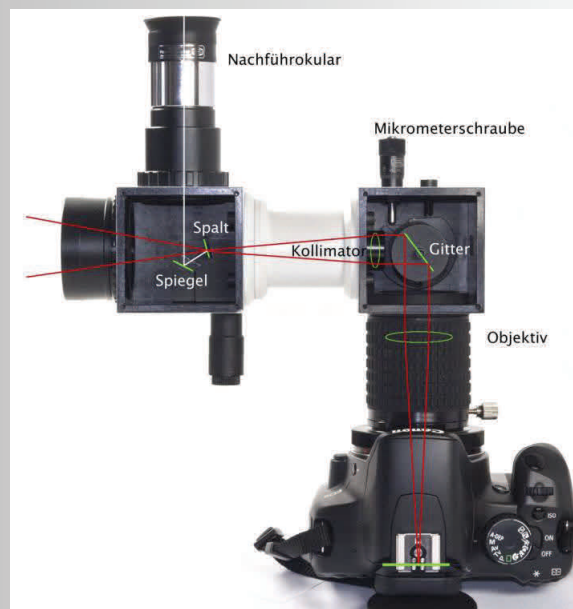
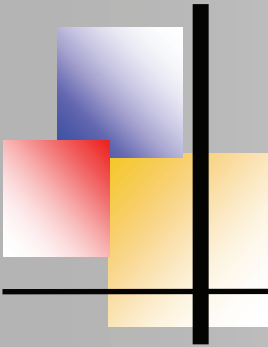


Abb. 5: Strahlengang des DADOS Spektrographen



## Spektroskopierte Sterne

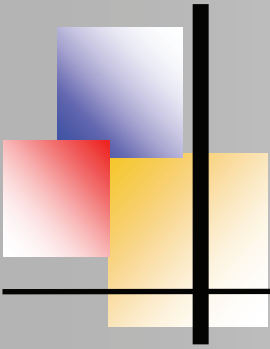
Nachfolgend werden die Bedingungen für die Erfassung der Spektren und die Auswahl der spektroskopierten Sterne zusammengestellt. Der Leitfaden für diese getroffene Auswahl umfasste verschiedene Faktoren: Zunächst sollte sichergestellt sein, dass die Sterne die meiste Zeit des Jahres am Himmel sichtbar sind, sofern klare Sichtverhältnisse vorherrschen. Des Weiteren sollten die Sterne zum Zwecke der leichteren Auffindbarkeit, z.B. mittels Sternkarte, möglichst „bekannt“ sein. Hinzu kommt, dass sie möglichst hell sein sollten, damit weniger empfindliche Spektrometer ein vertretbares Signal-Rausch-Verhältnis beim Registrieren erreichen können

Tabelle 2: Spektroskopierte Sterne (Listung nach chronologischer Abfolge der Aufnahmezeiten)

Stern	Spektralklasse	Scheinbare Helligkeit (mag)	Entfernung in Lichtjahren	Oberflächentemperatur in Kelvin (°K)	Bayer-Bezeichnung
Sirius	A1 Vm	-1,46	8,6	9800	<i>α canis majoris</i>
Pollux	K0 IIIb	1,1	34,0	4770	<i>β geminorum</i>
Alnitak	O 9.5 Ib	2,1	Ca. 800,0	25000	<i>ζ orionis</i>
Alnilam	B0 Iab	1,7	Ca. 2000,0	25000	<i>ε orionis</i>
Capella	G0 III	0,1	42,2	5500	<i>α aurigae</i>
Procyon	F5 IV-V	0,4	11,0	6630	<i>α canis minoris</i>
Beteigeuze	M1-2 Ia-Ib	0,5	Ca. 640,0	3450	<i>α orionis</i>

## Die Reduktion der Spektralaufnahmen

Die Reduktion der Spektren ist ein Prozess, der meist während der Belichtung beginnt und die Nachbearbeitung mit anderen Programmen einbezieht. Sie hat das Ziel, Störeinflüsse der erfassten Rohspektren zu mindern. Die Fehlerhaftigkeit dieser Spektren wird in verschiedenen Schritten reduziert, um das Rohspektrum möglichst an das „wahre“, interstellare, ungerötete Spektrum, ohne instrumentelle und atmosphärische Einflüsse, anzunähern. Die Reduktion ist notwendig, um eine Vergleichbarkeit der Spektren, unabhängig von den jeweiligen Aufnahmebedingungen (z.B. der verwendeten Instrumente, des Aufnahmestandortes, etc.) zu ermöglichen. Um Spektren verschiedener Aufnahmequellen vergleichbar zu machen, wurden im wissenschaftlichen Kontext bestimmte Standards festgelegt.



Spektroskopie von Sternenlicht, Taylan Demirel

Es macht durchaus Sinn, die Vorgehensweise der Standardisierung der Spektren im Unterricht zu behandeln, um den Schülerinnen und Schülern einen Einblick in wissenschaftliches Arbeiten bieten zu können.

## Vorgehensweise mit dem USB-Spektrometer

Der erste Schritt der Spektrenreduktion beginnt gewöhnlich mit dem Aufzeichnen eines Dunkelbildes und einer Flat-Aufnahme. Auf diese beiden Aufnahmen wurde verzichtet, da sie sich auf die Datenaufzeichnung nicht bemerkbar ausgewirkt hätten. Um dies zu prüfen, wurde das USB-Spektrometer bei eingeschalteter Aufzeichnung mit einer lichtundurchlässigen Kappe zugedeckt. Eine Registrierung von Photonen war nicht erkennbar. Daraus war zu schließen, dass kein Dunkelstrom vorhanden ist, der einen nennenswerten Einfluss auf die Spektrenaufzeichnung hätte. Der nächste Schritt der Reduktion bestand darin, die Option der Mittelwertbildung der verwendeten Software „SpectraLab“ zu nutzen. Dabei wird die „effektive Integrationszeit“ zugunsten eines besseren Signals vergrößert. Dieser Bearbeitungsschritt fand somit bereits während der Aufzeichnung der Spektren statt. Die Wellenlängenkalibration war bereits voreingestellt und musste nicht selbständig vollzogen werden. Der letzte Schritt der Reduktion, die Ermittlung der Instrumentenfunktion, welche aus dem erhaltenen Spektrum extrahiert und anschließend durch dieses dividiert werden muss, wurde im Anschluss in einem separierten Schritt mit der Software „Vspec“ vollzogen. Die nachfolgende Aufstellung fasst die Bearbeitungsschritte zusammen:

Interne Reduktion (während der Aufzeichnung der Spektren)

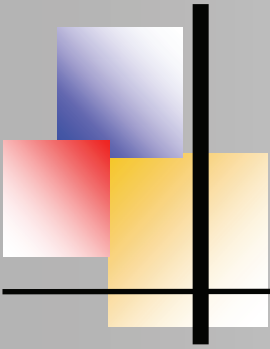
1. Erzeugung eines Summenspektrums
2. Wellenlängenkalibration (voreingestellt).

Externe Reduktion (isolierter, zeitversetzter Arbeitsschritt mit Hilfe der Software „Vspec“)

3. Übertragung der Kalibration auf Vspec
4. Reduktion des Offsets (falls vorhanden)
5. Instrumentenfunktion (Korrekturfunktion).

## Vorgehensweise mit dem DADOS-Spektrographen

Mit der Verwendung eines Spektrographen unterscheidet sich, neben der Belichtungsmethode, auch die Vorgehensweise für die Spektenreduktion. Der erste Schritt, die Aufzeichnung eines Dunkelbildes, wurde von der verwendeten CCD-Kamera bei jeder Messung automatisch vollzogen und vom jeweiligen Spektrum selbstständig subtrahiert. Auch die Bias-Korrektur erfolgte automatisiert.



Spektroskopie von Sternenlicht, Taylan Demirel

Auf eine Flat-Aufnahme wurde hier auch aus Gründen des geringen Nutzens verzichtet. Die übrigen Schritte wurden erst nach Erfassung der Spektren durchgeführt. Die folgende Auflistung stellt die chronologische Vorgehensweise der Datenreduktion dar:

Interne Reduktion (während der Aufzeichnung der Spektren)

1. Während der Aufzeichnung der Spektren nahm die verwendete CCD-Kamera eine Bias- und
2. eine Dunkelfeld-Korrektur vor.

Externe Reduktion (mit den Programmen „Fitswork“ und „Vspec“)

3. Nach der Aufzeichnung wurden die Einzelaufnahmen, mit der separaten Software „Fitswork“, gestapelt, um ein Summenbild zu erhalten.
4. Der Himmelshintergrund wurde mit dem Programm Vspec reduziert.
5. Eine Wellenlängenkalibration wurde durchgeführt.
6. Die Instrumentenfunktion (Korrekturfunktion) wurde ermittelt und im Anschluss für die Korrektur verwendet.

## In den Fußstapfen der Großen

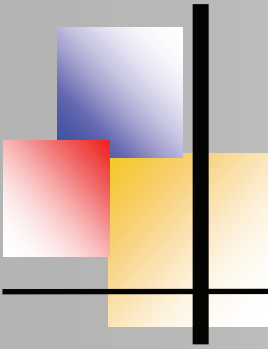
Das Kernstück der vorliegenden Arbeit sind zwei Spektralklassensequenzen, die sich jeweils aus sieben Sternspektren zusammensetzen. Dabei wurde die eine Spektralklassensequenz mit dem USB-Spektrometer und als Vergleich eine zweite Sequenz mit dem DADOS-Spektrographen erfasst. Abb. 6 zeigt die Aufnahmen zweier Sternspektren, wie sie nach ihrer Erfassung vorliegen.



**Abb. 6:** Darstellung der Spektralstreifen von den Sternen Sirius (oben) und Capella (unten), aufgenommen mit einer Astro-CCD-Kamera und dem DADOS-Spektrographen mit niedrig auflösendem Gitter. Die Absorptionslinien zeigen unterschiedliche Ausprägungen. Des Weiteren weisen die Spektralstreifen Bereiche auf, die unterschiedlich hell sind. Die Helligkeitsverläufe entstehen durch die Strahlungsleistung der Sterne, welche durch das Plank'sche Strahlungsgesetz beschrieben wird.

Die Spektralstreifen stammen von den Sternen Sirius und Capella, welche mit der Astro-CCD-Kamera SBIG STF 8300-M am DADOS-Spektrographen aufgenommen wurden. In diesen Bildern treten die unterschiedlichen Intensitäten der Absorptionslinien bereits gut in Erscheinung.





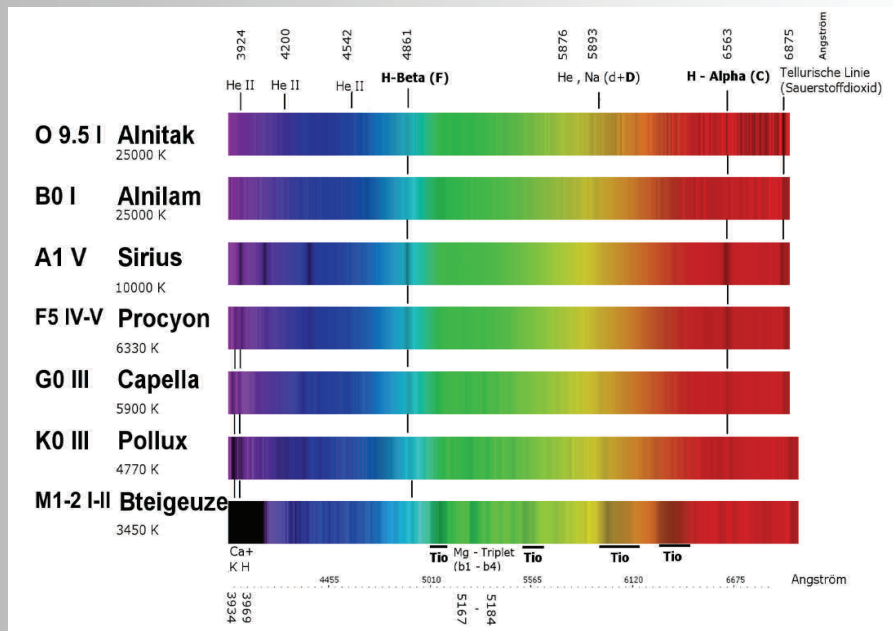
Spektroskopie von Sternenlicht, Taylan Demirel

Für die Reduktion der Sternspektren wurden diese Spektralstreifen ausgelesen und als Intensitätskurven gegenüber der Wellenlänge aufgetragen. Das USB-Spektrometer hat hingegen die erfassten Sternspektren direkt als Intensitätskurven dargestellt. Nachdem die erfassten Spektren jeweils mit dem Programm Vspec kalibriert und die Sternkontinuen normiert wurden, wurden diese wieder in synthetische Spektralstreifen konvertiert (Abb. 7), da diese Darstellung für quantitative Untersuchungen viele Vorteile bietet und zudem eine historische Verbindung sowie eine „greifbare“ Darstellung schafft.

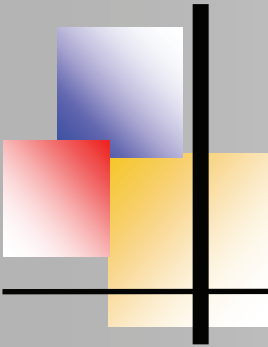


**Abb. 7:** Darstellung eines synthetischen Spektralstreifens. Die Absorptionslinien sind in dieser Darstellungsform besser zu erkennen. Die Helligkeit ist aufgrund der Normierung des kontinuierlichen Kontinuums konstant. Des Weiteren ist ein Farbband im Hintergrund zur Orientierung abgebildet.

## Die USB-Spektrometer-Spektralklassensequenz



**Abb. 8:** Spektralklassensequenz der sieben Sternspektren in Darstellung synthetischer Spektralstreifen.



Spektroskopie von Sternenlicht, Taylan Demirel

## Die DADOS Spektralklassensequenz

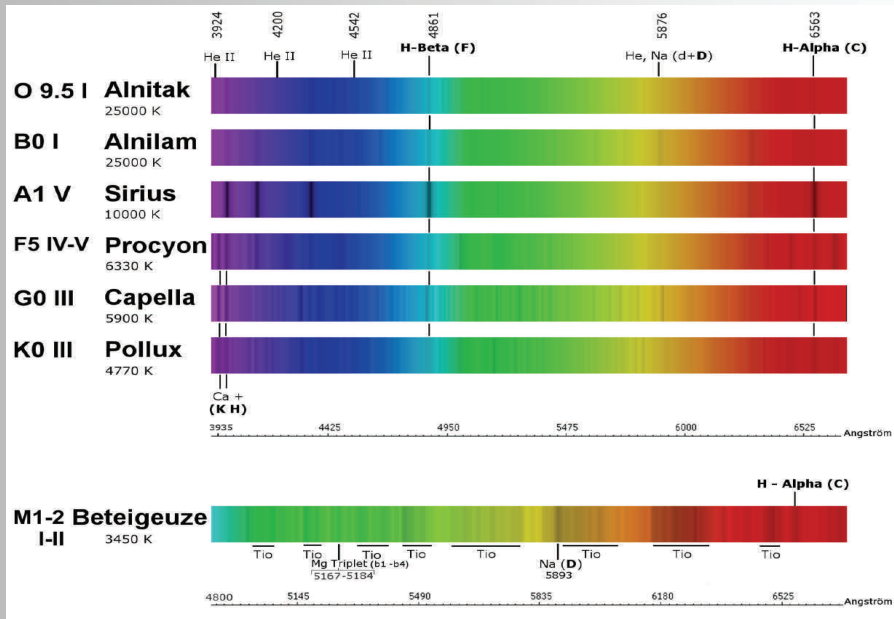


Abb. 9: Spektralklassensequenz der sieben Sternspektren als synthetische Spektralstreifen

### Erläuterung der Spektralklassensequenzen

Abb. 10 zeigt ein Diagramm, das das Vorkommen bestimmter Elemente und ihrer jeweiligen Intensitätsstärke darstellt. Nachfolgend werden die wichtigsten Merkmale, die als Indikatoren für die Oberflächentemperatur der betreffenden Sterne gelten, auf ihre Erkennbarkeit in den beiden Spektralsequenzen, qualitativ untersucht. Eine quantitative Überprüfung hätte den Rahmen der vorliegenden Arbeit überschritten.

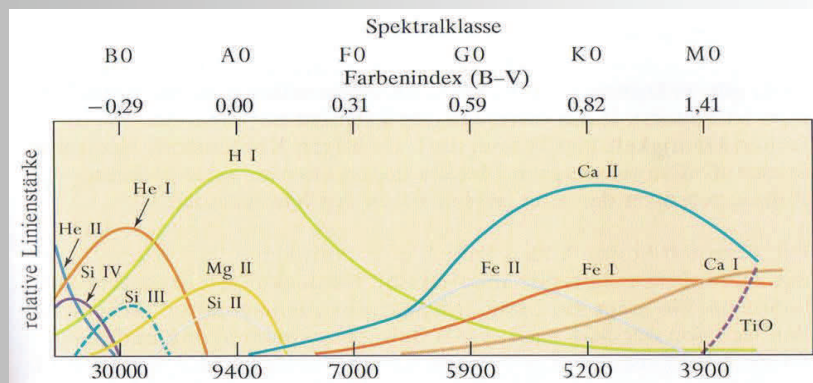
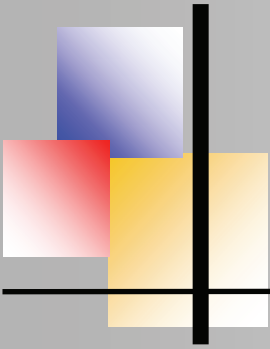


Abb. 10: Darstellung der Atome, Ione und Moleküle, die bei unterschiedlichen Temperaturen im Spektrum auftreten. Die Temperaturskala steigt von rechts nach links. Die Ordinate stellt die relative Intensität der Spektrallinien zueinander dar.



## 10 Gesamtübersicht der wichtigsten Merkmale

- Die Absorptionslinien des einfach ionisierten Heliums zeigen sich bei den Sternen der O-Spektralklasse.
- Molekülbanden treten bei den Sternen der K- und vor allem bei denen der M-Spektralklassen in Erscheinung.
- Die Intensität der Balmerabsorptionslinien nimmt von der Spektralklasse M bis zur Spektralklasse A stetig zu und erreicht bei diesen Sternen die maximale Intensität. Zu den höheren Spektralklassen (O und B) nimmt die Intensität wieder ab.

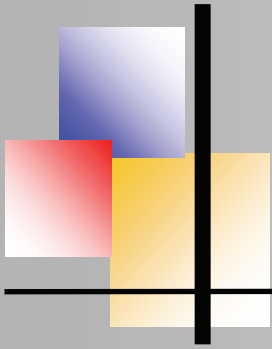
## USB-Spektrometer

Die Linien des einfach ionisierten Heliums lassen sich kaum ausmachen. Die betreffenden Absorptionslinien treten schwach in Erscheinung. Molekülbanden, die typischerweise erst bei niedrigen Temperaturen im Spektrum erscheinen (Dissociation der Moleküle mit zunehmenden Temperaturen), treten im Spektrum von Beteigeuze (Spektralklasse M) klar hervor. Der Intensitätsverlauf kann an den Balmerabsorptionslinien  $H\alpha$ - und  $H\beta$  nachverfolgt werden. Beide Absorptionslinien gewinnen mit wachsender Spektralklasse, beginnend bei der Spektralklasse M, an Intensität. Dabei gewinnen die Linien auch an Kontur und wirken schmäler und deutlicher. Die stärkste Intensität ist im Spektrum von Sirius erkennbar, welches der Spektralklasse A 1 zugeordnet ist. Zusammenfassend sind die Merkmale der Spektralklassensequenz mit dem USB-Spektrometer qualitativ erkennbar.

## DADOS-Spektrograph

Die Absorptionslinien des einfach ionisierten Heliums weisen im Spektrum des Sterns Alnitak, der der Spektralklasse O 9.5 zuzuordnen ist, nur sehr schwache Intensitäten auf. Die Molekülbanden sind bei dem erfassten Spektrum von Beteigeuze sehr intensiv. Besonders im roten bis infraroten Spektralbereich sind sehr ausgeprägte Molekülbanden zu sehen. Die Intensitäten der Balmerabsorptionslinien können sehr gut beobachtet ausgemacht werden.

Man erkennt klar den Intensitätszuwachs von beiden Richtungen kommend bis diese ihr Maximum im Spektrum des Sterns Sirius erreicht. Bei diesem Spektrum treten die Balmerabsorptionslinien klar und deutlich hervor. Lediglich das Spektrum des Sterns Procyon weist unerwartet schwache Balmerabsorptionslinien auf. Insgesamt sind hier die Merkmale der Spektralklassensequenz besser als mit dem USB-Spektrometer zu erkennen.



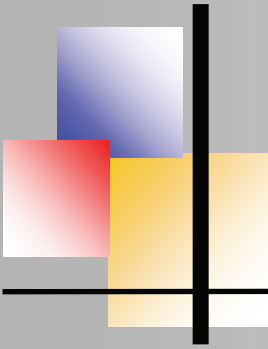
## Zusammenfassung

In dieser Arbeit konnte gezeigt werden, wie mit dem USB-Spektrometer von Ocean-Optics Sternspektren aufgenommen werden können. Dazu wurde am Teleskop eine Lichtleitereinkopplung (Injection-Unit) angebracht. Mit Hilfe dieser Methode konnten sieben Spektren, jeweils aus einem Vertreter der sieben Hauptspektralklassen, gewonnen werden. Diese wurden in Form einer klassischen Spektralklassensequenz zusammengestellt. Als Vergleich wurden mit dem DADOS-Spektrographen die entsprechenden Sterne ebenfalls spektroskopiert.

Es wurden Sterne unterschiedlicher Helligkeit untersucht. Diesen Aufnahmen wurden die Rohdaten der Sternspektren für weitere Analysen entnommen. Mit Hilfe des Analyseprogramms Vspec wurden die Rohdaten reduziert. Dieser Prozess ermöglicht einen Einblick in die wissenschaftliche Methode zur Bearbeitung von Daten. Außerdem konnten Zusammenhänge über die Oberflächentemperatur von Sternen in Wechselwirkung zum Intensitätsmaximum und dem kontinuierlichen Kontinuums erfasst werden.

Anhand der Aufnahmen sollte das Planck'sche Strahlungsgesetz demonstriert werden. Aufgrund von instrumentellen Einflüssen, wie Streuung des Lichts an Partikeln in der Atmosphäre und mangelnder Empfindlichkeit der Sensoren (insbesondere im blauen Wellenlängenbereich) war es nicht möglich, das Planck'sche Strahlungsgesetz darzulegen. Auch bei der Datenübertragung kam es zu einem Qualitätsverlust, was zu breiteren Absorptionslinien bei den USB-Spektren führte.

Um eine bessere Qualität bei der Aufnahme der Spektren zu erzielen, sollten hellere Sterne ausgewählt werden. Dadurch wird eine höhere Intensität der Spektrallinien erreicht. Ebenso würde ein lichtempfindlicheres Spektrometer zu besseren Ergebnissen führen. Da die Genauigkeit beim „Fitten“ durch die Software stark eingeschränkt war, sollte hier ein benutzerfreundlicheres Analysewerkzeug programmiert werden. Zusammenfassend lässt sich sagen, dass das Hauptaugenmerk dieser Arbeit mehr auf qualitativen als auf quantitativen Aspekten liegt.

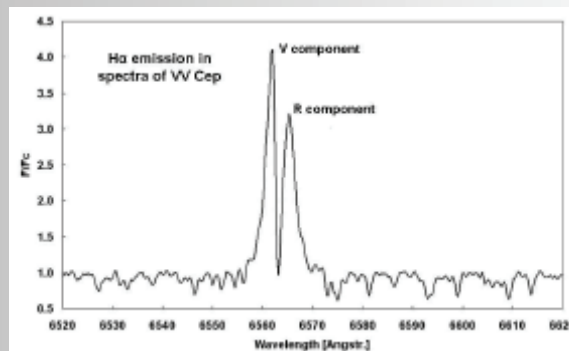


## The long-term binary system VV Cep by E. Pollmann, P. D. Bennett, J. Hopkins

### Introduction

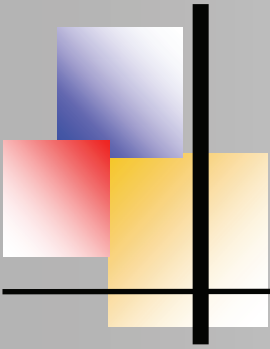
VV Cep is an eclipsing binary with a period of about 20.4 years that is comprised of a M2 Iab primary star and an early B secondary star. A preliminary orbit was announced by Harper & Christie (1933), and McLaughlin (1934) described the behavior of the wide emission lines of Hydrogen and those of ionized calcium CaII, the H & K lines, which was divided by sharp absorption and shifted in velocity, and presented the V/R ratio for the hydrogen Balmer lines. In October 1936, McLaughlin (1936) announced that the hot star in VV Cep had been eclipsed, establishing the system as an eclipsing binary. Goedicke (1939 a, b) carried out the first detailed spectroscopic analysis of this system. Wright (1977) inferred the existence of intermittent mass transfer and a H $\alpha$  emitting disk. Kawabata et al. (1981) and Moellenhoff et al. (1978 & 1981) further described what appears to be an accretion disk around the B star.

The dimension of the disk around the Be star was determined by Peery (1965) to be less than 1/18 of the diameter of the M super giant's photosphere and is according to investigations by Hutchings & Wright (1971) not spherically symmetrical, but rather in the direction of the stars equator more dense as in the case of a normal Be star. This seems to be quite logical in view of the remarkable stream of gas in this system. Long-term monitorings of the intensity variations of the V and R emission peaks (that so-called V/R ratio) delivers important information about the peak strength as measure for the mass and/or density of the gas in the disk, expressed as equivalent width EW of the emission, and the direction of movement of the corresponding gas region within the disk (Fig. 1). The violet and the red (V- and R-) components into which the emission line of the VV Cep spectrum is split can be linked to the radiation of the gas disk around the Be star. Due to its counter clockwise rotation around the central star, in relation to the line of sight of the observer, it results in a blueshift by moving towards the observer (V-component) and a redshift by moving away (R-component) from the observer.



**Fig. 1:** Representative spectrum of VV Cep with its typical H $\alpha$  emission splitted into two components, the V (blueshifted) and R (redshifted) components.





The long-term binary system VV Cep, Pollmann, Bennett, Hopkins

## Goals & Motivation

According to investigations of Wright (1977) the source of the central absorption in the profile of the  $H\alpha$  emission line is caused by the transferred and absorbed material between observer and shell of the Be star. Because of the mass transfer from M-super giant towards its Be star companion in the VV Cep system, the presence of the strong  $H\alpha$  emission can be well explained as being created in the outer shell of the companion. The gas stream coming from the M-super giant spirals around the Be-star has to less dense in the polar regions than around the equator.

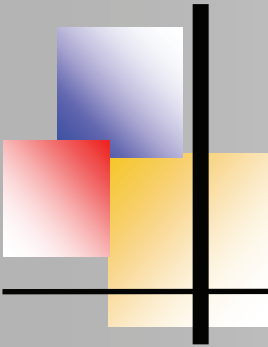
Long-term spectroscopic observations clearly outside the eclipses of 1956/57 and 1976-78 have only been published by Wright (1977), Hack et al. (1992) and Möllenhof & Schaifers (1981). These provide by the  $H\alpha$  V/R variation for the first time a rough explanation about a possible quasi cyclic behavior of the structure of density of the Be star disk, but although these research had covered almost the complete orbital phase by measurements, the number number of their observations is not sufficient for a reliable analysis.

## Observations

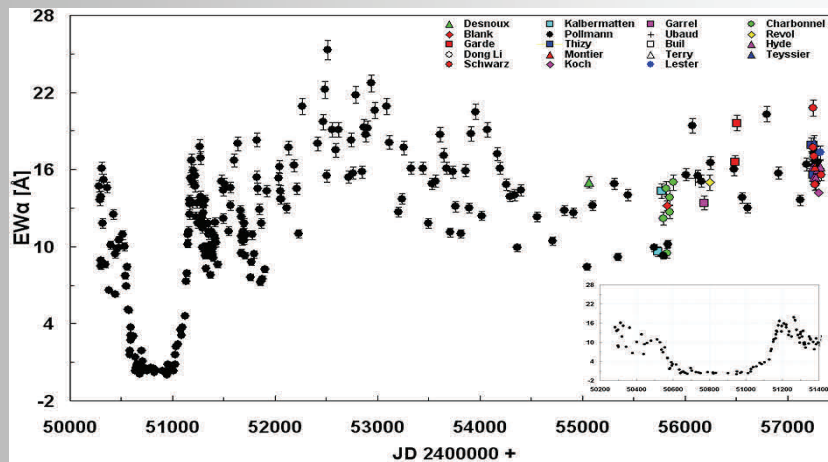
The  $H\alpha$  emission line is the only indication of the presence of the disk. Fig. 2 shows monitoring of the  $H\alpha$  equivalent width (EW) since July 1996 until today. The eclipse of the emitting Be-star disk by the M-super giant started in March 1997 (JD 2450511) and ended 673 days later. The period from the beginning of the disk coverage (contact 1) up to coverage end (contact 2) lasted 128 days, from first appearance of the disk (contact 3) up to the complete visibility (contact 4) 171 days. The full eclipse period was 373 days. Saito et al. (1980) observed the 1976-78 eclipse with UBV photometry. In that case, totality lasted about 300 days, significantly shorter than the latest eclipse, and the entire event required about 1000 days.

While after the ephemeris of Gaposchkin (1937) (minimum = JD 2421070 + 7430E) the mid-point of the eclipse was expected at JD 2450790, the time determined from Fig. 2 is JD 2450827, thus with a delay of 37d. Graczyk et al. (1999) determine the mid-point of the eclipse 1997/99 from UBV photometry at approximately JD 2450855, thus with 65d delay. Leedjaerv et al. (1999) obtains a similar value of 68d compared with the ephemeris of Gaposchkin (1937) likewise from UBV photometry, as well as optical spectroscopy.

Perhaps the most interesting feature of Fig. 2 is the behavior of  $H\alpha$  emission outside of eclipse. Large fluctuations in EW occurred continuously over about 15 years. A possible explanation might be a variable mass accretion from the M supergiant to the accretion disk as described by Wright (1977) and Stencel et al. (1993).



The long-term binary system VV Cep, Pollmann, Bennett, Hopkins



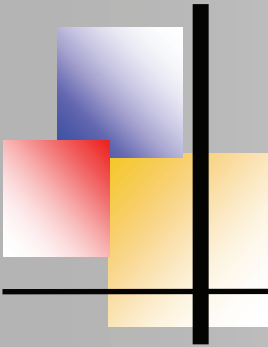
**Fig. 2:** Long-term monitoring of the H $\alpha$  equivalent width since 1996 until now.

But from the findings of this observation material alone it is not yet possible to judge to what extent these fluctuations are due exclusively on varying contributions by mass transfer between the two components or from the disk itself, or both together.

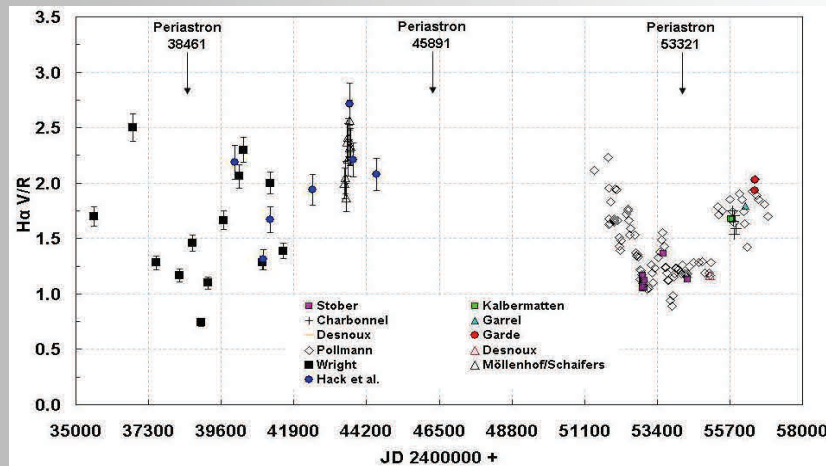
The amateur community contribution to the EW- and V/R monitoring since July 1996 to November 2015 involved 20 observers of the ARAS group ([www.astrosurf.com/aras](http://www.astrosurf.com/aras)). They used 0.2m to 0.4m telescopes with long-slit (in most cases) and échelle spectrographs with spectral resolving power from  $R = 1000$  to  $R = 22000$ .

Data reduction was performed using MaxIm-DL 3.06 (Diffraction Limited, Sehgal Corp.) for Pollmann's data, while the most other amateurs data were reduced with software packages developed for amateur spectrographs, such as VSpec3 and IRIS34. Spectral line parameters were measured with the spectral classification software package MK325. No systematic difference in the V/R ratios or the H $\alpha$  line equivalent widths were found between professional and amateur data.

Measurements of the V/R ratio of H $\alpha$  by Kawabata et al. (1981) during the 1976-1978 eclipse may indicate that the distribution of matter in the disk is not homogeneous. The stronger violet emission peak may be formed by greater density in the left side of the disk which rotates anticlockwise. Different strengths of the violet and red peaks during the 1997-1999 eclipse can be inferred from the ingress and egress branches of the plot in Fig. 2. During ingress, with the disk's left side hidden and its right side in view, on average  $EW = 11\text{Å}$ . At egress, with the left side emerging from eclipse,  $EW = 17\text{Å}$ .



The long-term binary system VV Cep, Pollmann, Bennett, Hopkins



**Fig. 3:** Long-term monitoring of the V/R ratio outside the eclipses of 1956/57 and 1976–78 by Wright (1977), Hack et al. (1992) and Möllenhof & Schäifers (1981) combined with data of the author and the ARAS group since November 2000 (JD 2451413).

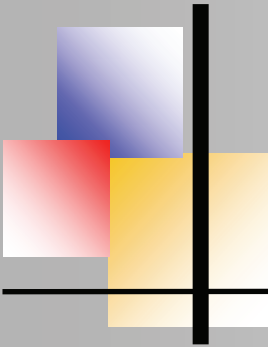
## Results & Discussion

The long term monitoring of the variations of the V/R relation results in important information about:

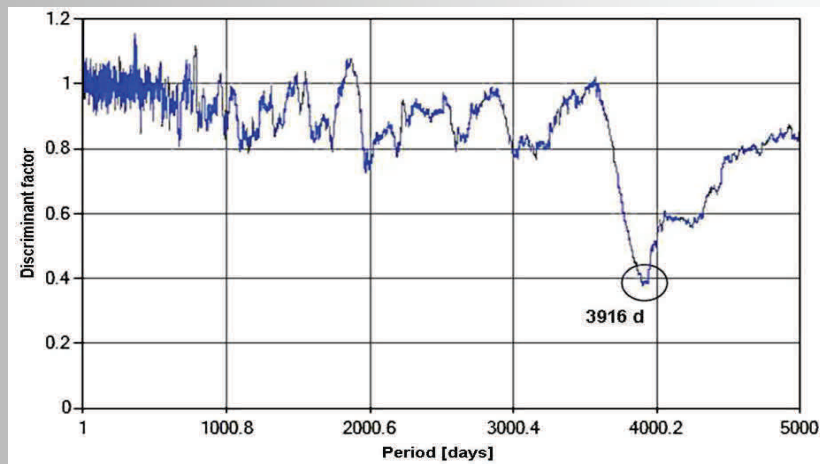
1. emission peak intensity as a measure of the mass or density of the gas in its shell expressed in equivalent width EW of the emission
2. the direction of motion of the gas shell's region

Since November 2000 (JD 2451413) V/R data of the ARAS group with good density of observations could be added (Fig. 3). It became evident how dramatically the V/R-relation is changing. The combined data confirm clearly the time evolution of the V/R-relation. The V/R variation in Fig. 3 asks for a more detailed evaluation about its periodic behavior.

Fig. 4 shows a PDM (phase dispersed minimization) (Stellingwerf, 1978) period analysis of the entire V/R data set in Fig. 3 with a dominant period of 3916 days. Fig.5 demonstrates the sinusoid fit of this period to the V/R time behavior. Fig. 5 shows that only the data beginning at JD 2451413 and later are well fit, likely due to the low observation frequency of the time section from JD 2435572 to 2444511 (Wright 1977; Möllenhof/Schäifers 1981; Hack et al. 1992). In Fig. 6 is shown the phase diagram of the 3916 day period. It seems to be the half of the orbital period approx. 7450 days. A possible explanation for that behavior might be a tidal effect of the M super giant on the Be star disk during each periastron.



The long-term binary system VV Cep, Pollmann, Bennett, Hopkins



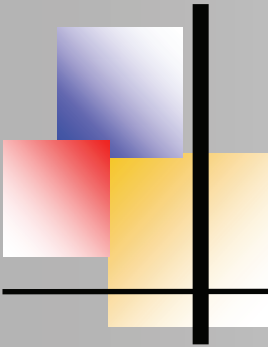
**Fig. 4:** PDM period analysis of all V/R data in Fig. 3

A further relevant issue has to be, whether there are V/R variations independently of the orbital period. Fig.7 shows the subtraction (residuals) of the 3916 d period from the V/R time series (section JD 2451413 to JD 2456917, the amateur data) and its PDM analysis with the dominant period of 988 days. Fig.8 demonstrates the sinusoid fit of this period to the V/R behaviour of the corresponding time section. Finally is shown in Fig. 9 the corresponding phase diagram of the found 988 day period. This is the first time, that amateur observations provides evidences of periodic density variations of the Be stars disk in VV Cep. The results of both period analyses are shown in Table 1.

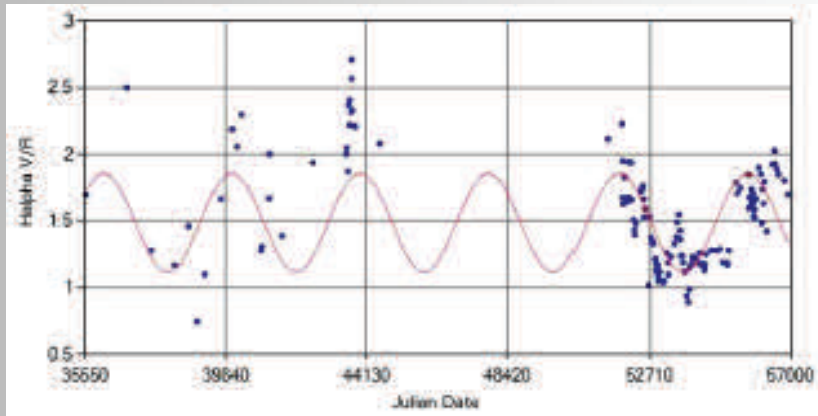
Table 1: Period analysis of VV Cep. Second line is the analysis of the residual after subtraction of the orbital period.

V/R Ephemides	Period [d]	Amplitude	T0 [d]	RMS [d]
(Half) orbital period	3916 ( $\pm 44$ )	0.37 ( $\pm 0.03$ )	2435116 ( $\pm 192$ )	0.29
Residuals (orbital period subtracted)	988 ( $\pm 15$ )	0.17 ( $\pm 0.02$ )	2451290 ( $\pm 45$ )	0.16

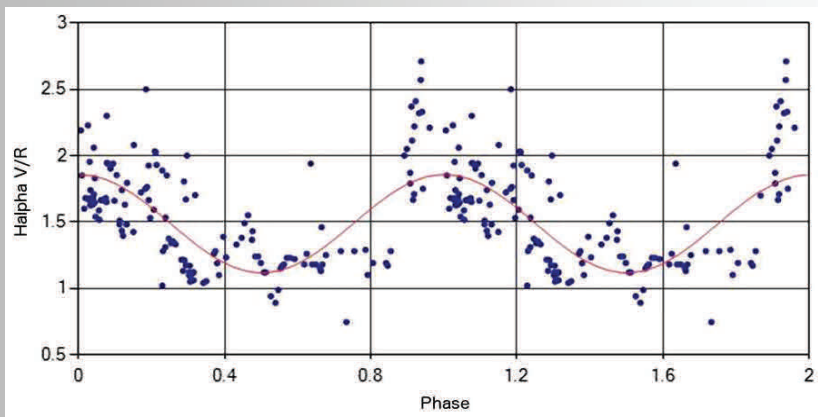
The next eclipse in 2017/18 provides excellent opportunities, to investigate the binary system VV Cep in very different aspects. It has been created a world-wide campaign in the sense of cooperation of the professional astronomy and the amateurs, in order to collect data in the photometrical and spectroscopical field. The web page <http://www.ap.smu.ca/~pbennet/vvcep/main.html> designed by P. Bennet will give detailed announcements of the different phases of this important eclipsing event.



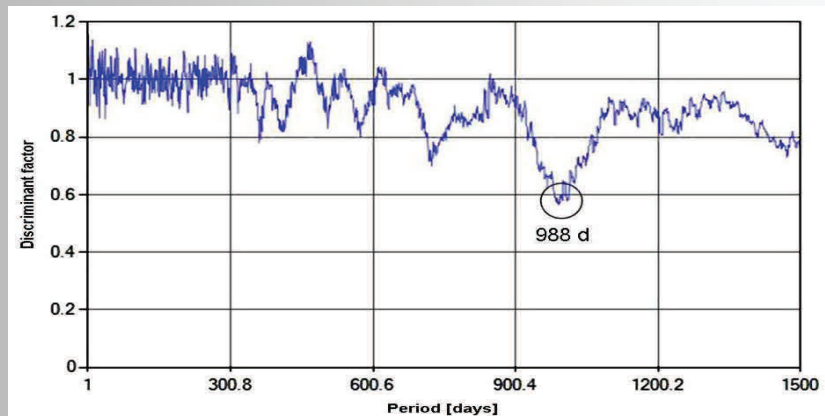
The long-term binary system VV Cep, Pollmann, Bennett, Hopkins



**Fig. 5:** Period-adapted time series of all V/R data in Fig. 3

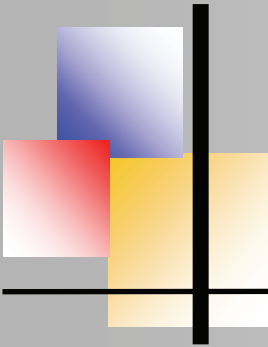


**Fig. 6:** Phase diagram of the period of 3916 days (it seems to be the half of the orbital period).

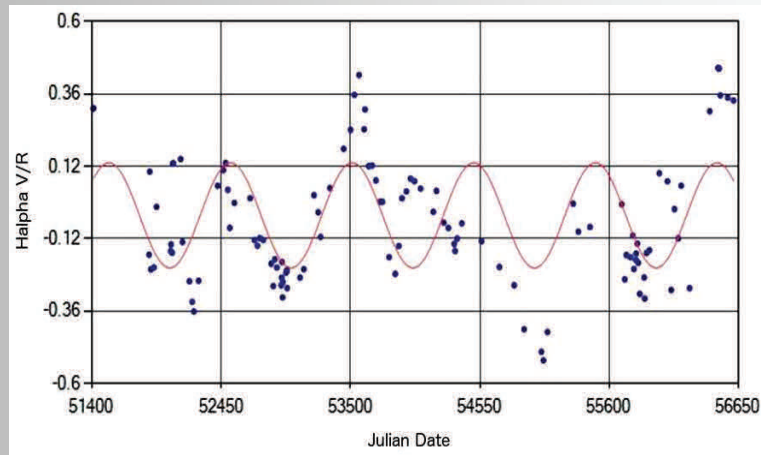


**Fig. 7:** Subtraction (residuals) of the 3916 d period from the V/R time series (section 2451413 to 2456917) and its PDM analysis with the dominant period of 988 days.

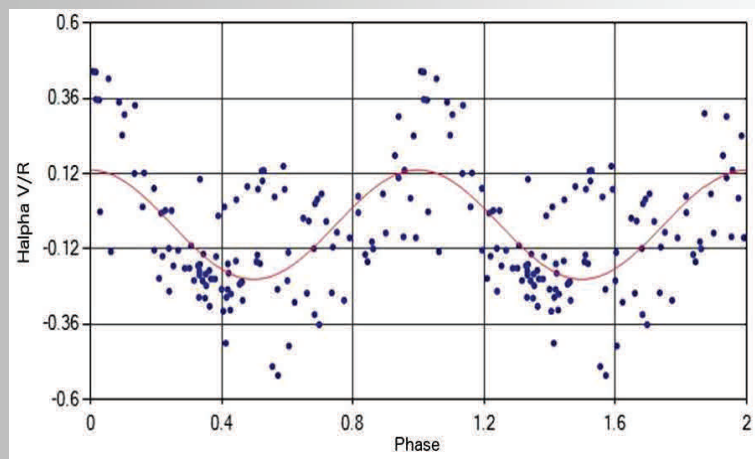




The long-term binary system VV Cep, Pollmann, Bennett, Hopkins

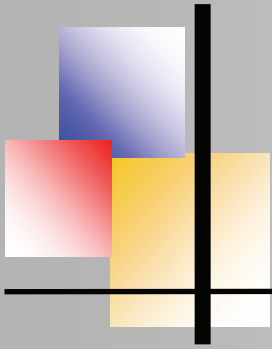


**Fig. 8:** Adjustment of the 988 d period to the corresponding V/R time series



**Fig. 9:** Phase diagram of the found 988 day period.





The long-term binary system VV Cep, Pollmann, Bennett, Hopkins

## References:

Gaposchkin, S., 1937, Harvard Coll. Obs. Circ., No. 421

Goedicke, V. 1939(a), Publ. Obs. Univ. Michigan, 8.1.

Goedicke, V. 1939(b), Publ. Obs. 62,197, Univ. Michigan, 8.1. [Obs. = Observatory]

Graczyk D., Mikolajewski, M., Janowski, J.L., 1999, IBVS 4679

Hack, M., Engin, S., Yilmaz, N., Sedmak, G., Rusconi, L., Boehm, C., 1992, A&A Suppl. Ser., 95, 589-601

Harper, W.E & Christie, W.H., 1933, P.A.A.S, 8, 9

Hutchings, J. B. & Wright, K. O., Mon. Not. R. astr. Soc. 1971, 155, 203-214

Kawabata, S., Saijo, K., Sato, H., and Saito, M., 1981, PASJ, 33, 177

Leedjarv, L., Graczyk, D., Mikolajewski, M., Puss, A., 1999, A&A 349, 511

McLaughlin, D.B. 1934, ApJ, 79, 380

McLaughlin, D.B. 1936, Harvard Obs. Announcement Card No. 397

Moellenhoff, C., Schaifers, K., 1981, A&A, 94, 333

Peery, B., F., Jr., 1966, ApJ, 144, 672P

Saito, M., Sato, H., Saijo, K., Hayasaka, T., 1980, PASJ, 32, 163

Stellingwerf, R. F., 1978, ApJ, 224, 953S

Stencel, R. E., Potter, D. E., and Bauer, W. H., 1993, PASP, 105, 45

Wright, K. O., 1977, JRASC, 71, 152



## Exploration of the interstellar medium DSLR spectroscopy of M42 by Marc Trypsteen

### Abstract

Nowadays digital single-lens reflex cameras (DSLR) are very popular among astrophotographers. Modified either equipped with a specific filter or simply transformed into a 'full spectrum' camera they make more and more their entry in the exciting field of the amateur astronomical spectroscopy. In this article the spectra were generated with a DADOS spectrograph from the Baader Planetarium, Mammendorf, Germany, and recorded with a non-modified Nikon D3200 and a 'full spectrum' Canon 450D respectively. The spectra were processed with the RSpec 1.7 software created by Tom Field, Seattle, USA. Using the Equivalent Widths calculation feature and the appropriate math some interesting parameters of the M42 emission nebula were estimated: e.g.  $I_{\lambda 5007} / I_{\lambda 4959}$  ratio, CH  $\beta$  and the electron temperature  $T_e$ . The purpose of this article is rather an educational support within the field of astronomical spectroscopic projects.

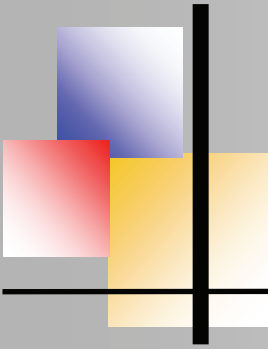
### Introduction

The connection of ancient cultures with their asterisms and mythology provided beautiful metaphors and tall stories. Throughout the history of ancient culture, rise and setting of sun, moon, planets and constellations were symbolized by the cycle of death and (re) birth [1]. The constellation where our special interest goes to here is Orion. In ancient Egypt the god Osiris, symbolizing rebirth, was associated with it. Western and some Eastern cultures saw in this constellation a hunter, equipped with a belt of three stars and armed with a sword. In Indian mythology, Orion represents the God Prajapati, where the three stars do not represent a belt, but an arrow that pierces him as a punishment for his incestuous behavior. The Orion Nebula represented his blood and seed, that fell on the earth, creating new life this way.



In the book 'Popol Vuh', in which the origin of the world and the creation of man according to the Maya is described, the triangle consisting of the stars Alnitak, Saiph and Rigel symbolized three hearth-stones and the Orion Nebula represented the smoke of the smoldering fire. According to the Inca mythology, Orion was known as Orcorara (= three equal stars). The middle star (Alnilam) symbolizes a thief, who is held by the two outer stars (Alnitak and Mintaka) as a symbol for blame and penance.

**Illustration 1:** Orion, the hunter (Source: Stellarium)



DSLR Spectroscopy of M42; Marc Trypsteen

The Aboriginal Australians, at their turn, saw Orion, among others, as a canoe with three brothers, who ate the forbidden kingfish and in the Orion Nebula the troll with the caught fish. Finally, on Hawaii, they still see the Orion constellation as a figure from a local traditional game with ropes.

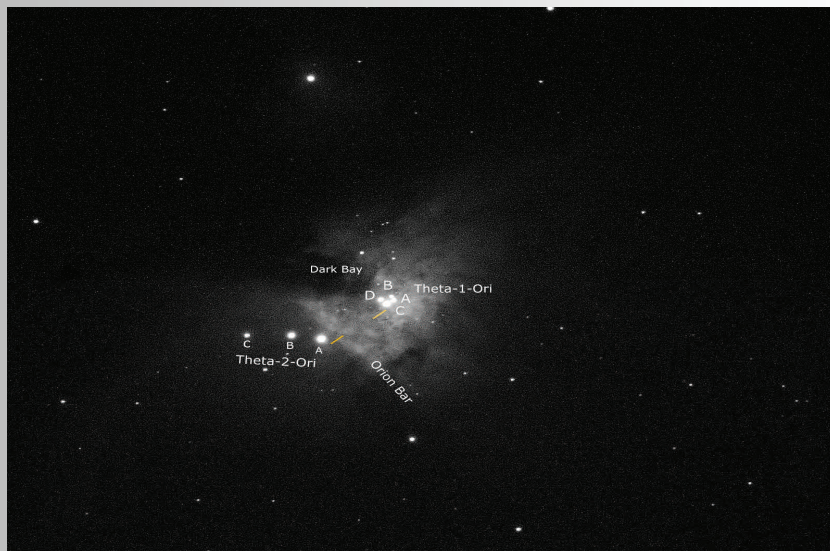
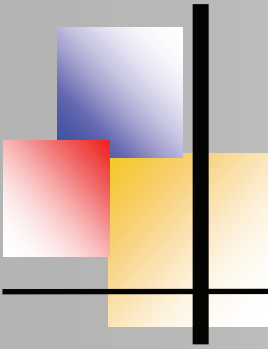


**Illustration 2:** The Orion constellation with Orion Nebula. The Orion Nebula is an HII area in the Orion constellation and is also sometimes referred to as M 42 or NGC 1976. The Orion Nebula is, during dark nights pretty good observable with the naked eye as a hazy spot just below the three belt-stars of Orion. It is therefore also called the "Sword of Orion". (Photo: Marc Trypsteen)

Studying stars with modern technologies also opens up another strong story: the birth and death of stars is unraveled step by step. For this the Orion Nebula (M42, NGC 1976), at a (relatively) close distance of about 1350 light years or 414 pc and about 20 light years as smallest and 40 light years as largest diameter, is an ideal study object. This nebula is part of the Orion Molecular Clouds Complex (OMC 1,2 and 3) where molecular walnuts, OB star associations, HII areas, emission and reflection nebulae, T-tauri stars, Herbig-Haro (HH) objects, protoplanetary disks and (deeper) BN / KL complexes each represent their part in active star formation.

The well-known trapezium, the quartet  $\theta$ -1-Orionis, can already be seen with a small telescope. The four type O / B stars [HD 37020 triplet (A), HD 37021 quintet (B), HD37022 double (C), HD 37023 variable (D)) provide a source of ionizing UV light that supplies the Orion nebula with energy. At the bottom left of the Trapezium, the Orion Bar is aligned: a clear thin band marks a transition area between the hotter trapezium zone and cooler gas clouds.





**Illustration 3:** Photomapping of the central part of the Orion nebula (M42) with the  $\theta$ -1 and  $\theta$ -2 complexes, the Orion bar, Dark bay and the positions of the slit / used for the recording of the spectra. North is up, East is left. (Photo: Marc Trypsteen)

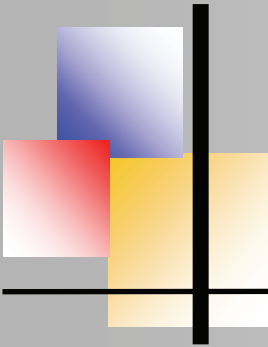
Beyond the Orion Bar you will find the  $\theta$ -2-Orionis complex: HD 37041 triplet (A), HD 37042 (B) variable and HD 37062 (C) double. With the Orion Nebula we are in the middle of an active interstellar space.

## Interstellar Medium

The Interstellar Medium, further referred to as ISM, stands for all interstellar matter (gas, plasma, atoms, ions, molecules and dust particles) and energy (interstellar radiation field). The ISM consists of 99% gas (Hydrogen-89%, Helium-9% and 2% 'Metals') and 1% dust. The classification of the ISM includes molecular clouds, neutral and ionized media and HII zones.

OB stars supply the UV radiation required for ionizing the hydrogen (photoionization). This converts the neutral hydrogen HI into the ionized form HII. The energy needed to remove the electron must be at least 13.6 eV. The radiation required for this corresponds to a wavelength of less than 91.2 nm (UV area). The typical red color in photographic images comes from the recombination of hydrogen ions (HII) with free electrons to the unionized form of hydrogen (HI). In addition to hydrogen, other substances such as oxygen, nitrogen and sulfur are also present in the gas clouds.

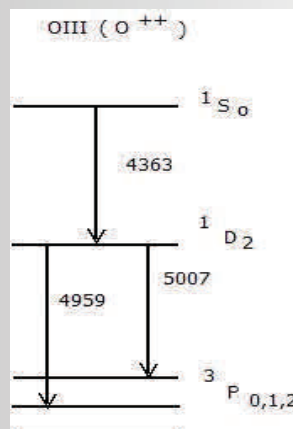




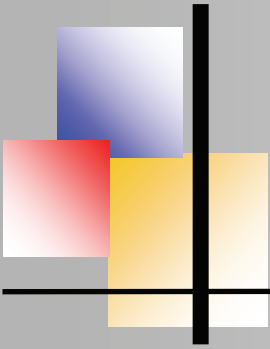
DSLR Spectroscopy of M42; Marc Trypsteen

Due to the hottest O stars, for example neutral oxygen O is converted into O<sup>+</sup> (13.5 eV) and O<sup>+</sup> is converted into O<sup>++</sup> (35.1 eV). By colliding with the free electrons, arising from photoionization of hydrogen, these ions come into higher energetic metastable states. It is known that the spectra of HII zones and also Planetary Nebulae are characterized by the presence of special emission lines. This concerns, among other things, spectra of single and double ionized oxygen, designated O<sup>+</sup> and O<sup>++</sup> respectively (OII and OIII in astronomical nomenclature) in addition to NII (N<sup>+</sup>) and SII (S<sup>+</sup>). Hot stars of the type O and B can thus produce considerable quantities of OII and OIII in their nearby gas clouds. The bound electrons located in the lower energy levels of OII and OIII are brought to a higher energy level without radiation. This means that there is no photon for the energy transfer, but collisions with free electrons from the HII gas clouds. As a result, the kinetic energy of colliding electrons is transferred to the bound electrons of OII and OIII, which in turn thus reach a higher energy level and metastable state. The fallback to a lower energy level occurs under the release of a photon with a specific wavelength: emission, as a result of which the gas clouds cool down.

On the basis of energy diagrams, the possible transitions of the different bounded electrons and corresponding wavelengths of the resulting emission are indicated. As an example, we take [OIII]. In Fig. 1 three transitions are shown whose intensity ratios are a measure of the electron temperature. With low-density gas clouds, the speed of movement or kinetic behavior of the atoms and electrons is mainly determined by the temperature, hence the name electron temperature. Transitions in this way give rise to 'forbidden spectral lines'. However, the term is misleading and should rather be interpreted as transitions with such a probability that they are not expected to occur in normal (read laboratory / terrestrial) circumstances, so we speak more of CELs (Collision Excited Lines), which corresponds better to their origin, i.e. collisions with free electrons.



**Fig. 1:** Energy level diagram for OIII with the transitions important for the calculation of the nebular electron temperature. (OIII) lines 4363, 4959 and 5007Å).

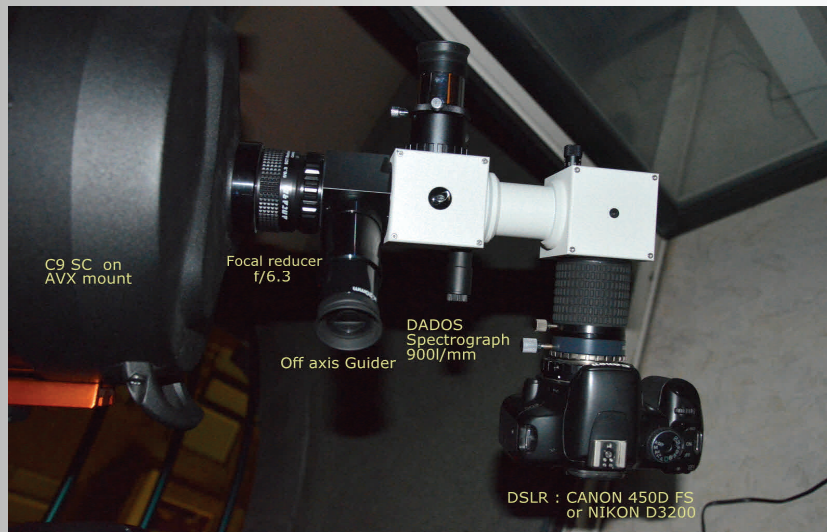


DSLR Spectroscopy of M42; Marc Trypsteen

As a result of the collisions in the gas clouds of HII zones in the Orion Nebula (M42), many electrons from OII, OIII and others are brought to higher energy levels. When these electrons return to lower energy levels, which are more stable, the emission lines arise, which we can record with a spectroscopic setup.

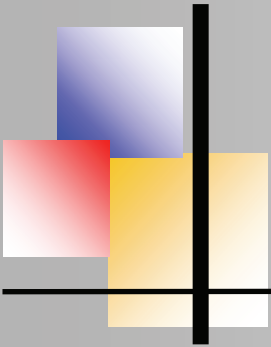
### Spectroscopic setup and Recorded Spectra

A C9 telescope is equipped with a focal reducer unit ( $f / 6.3$ ), an off-axis guider, a spectrograph and a recording camera. The spectrograph is a DADOS® of the Baader Planetarium equipped with a reflection grid of 900 L / mm, 25/35/50 11 $\mu$ m fixed slit openings with R (25 $\mu$ m) = 3800 at 5500Å. In this recording, an unmodified Nikon D3200 (26MP) camera was used, i.e. the UV / infrared filter has not been removed.



**Illustration 4:** Spectroscopy setup C9-DADOS-DSLR

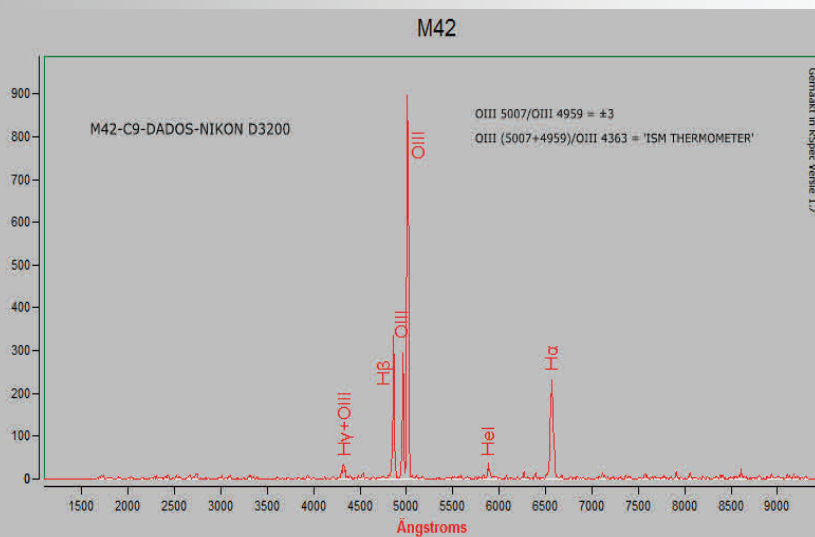
This means that the H $\alpha$  line is allowed to pass at 6563 Å but only for 27%, which does not mean an obstacle for the executed project (Fig. 2). In another recording, a full spectrum (FS) modified Canon 450D camera was used, so that the H $\alpha$  was recorded unhindered (Fig. 3). The recordings were processed in RSpec version 1.7, a software package developed by Tom Field of Field Tested Systems, Seattle, Washington, USA. ([www.rspect-astro.com](http://www.rspect-astro.com)). The ease of use and the 'low entry' level of this software package encouraged me to create a useful Dutch version for interested users. RSpec reads image files of the type JPG, FITS, TIF as well as RAW smoothly and also has a 'real-time' function, which is functional on all versions of Windows from XP.



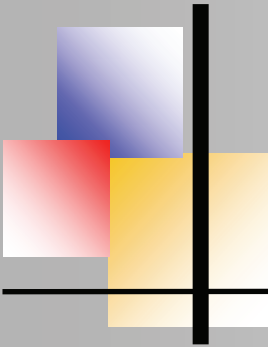
DSLR Spectroscopy of M42; Marc Trypsteen



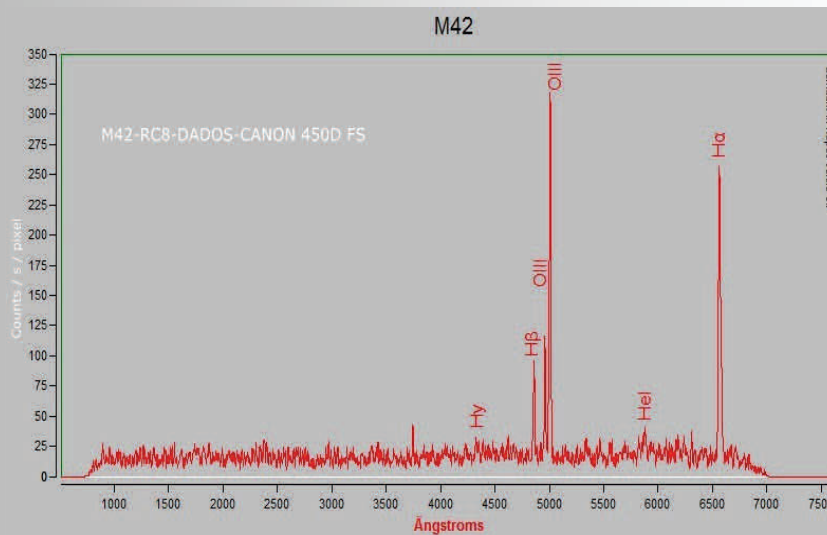
**Illustration 5:** Spectrum of M42



**Fig. 2:** Spectrum of the Orion Nebula (M42). Spectral profile plot in Rspec 1.7. Recording with Nikon D3200.



DSLR Spectroscopy of M42; Marc Trypsteen

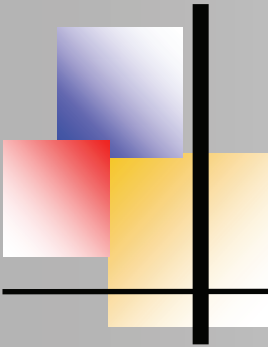


**Fig. 3:** Spectrum of the Orion Nebula (M42). Spectral profile plot in RSpec 1.7. Recorded with Full Spectrum Canon 450D ~ Clearly seen is here the (expected) increased intensity of the H $\alpha$  line compared to Figure 2.

The ease of use and the 'low entry' level of the software package encouraged me to create a useful Dutch version for interested users. RSpec reads image files of the type JPG, FITS, TIF as well as RAW smoothly and also has a 'real-time' function. The package is functional on all versions of Windows from XP onwards. The two figures show respectively the RSpec-extracted spectral profile recorded with the Nikon D3200 and Canon 450D Full Spectrum.

It is immediately clear that the emission of the H $\alpha$  line is registered unhindered by the Canon 450D. Furthermore, there are the typical emission lines of the [OIII] and the hydrogen Balmer recombination lines. Extraction is also possible with other software such as VSpec, IRIS, BASS, IRAF and ESOMIDAS.

As an example, I carried out the extraction with IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) developed by the National Optical Astronomy Observatories in the US. The platform used here is Ubuntu version 12.04 LTS, but other UNIX / LINUX distributions are also possible. In contrast to RSpec, this package is not an 'entry-level' but rather software for the professional user. It is the most widespread worldwide with ESO-MIDAS developed by ESO.



DSLR Spectroscopy of M42; Marc Trypsteen

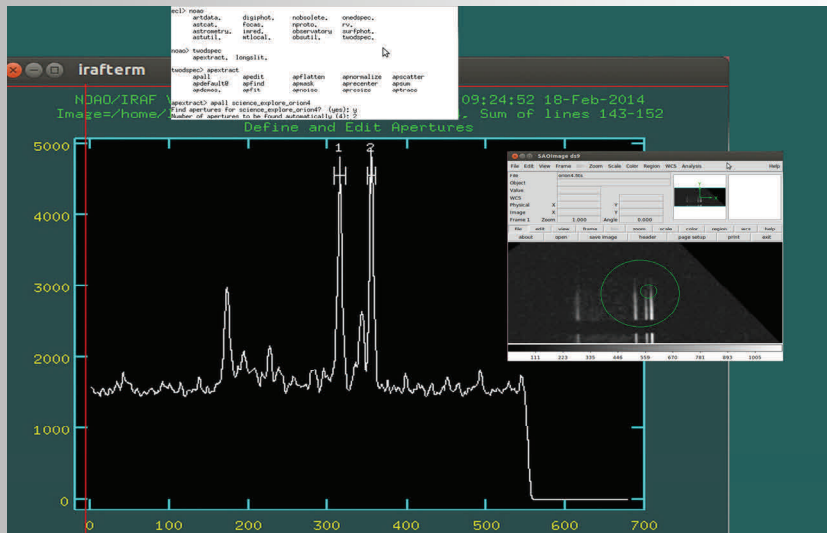


Illustration 5: Screenshot of the spectrum of M42 processed in IRAF

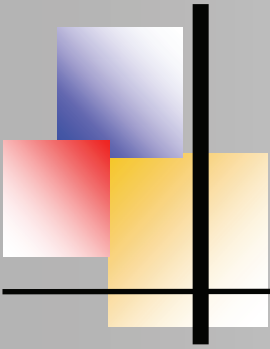
## Measurements and Results

The intensity ratios of the [OIII] lines are a measure of the electron temperature and the electron density of the surrounding gas clouds. The ratio of the relatively strong [OIII] lines,  $\lambda 5007$  and  $\lambda 4959$ . In fact, the transition probabilities are for  $\lambda 5007$   $0.02 \text{ s}^{-1}$  and for  $\lambda 4959$   $0.068 \text{ s}^{-1}$ , and consequently the theoretical ratio is 2.94. Due to minor relativistic corrections, the theoretical values were later adjusted to 3.01 [2].

The  $\lambda 4363$  line on the other hand is relatively weak in order to be able to carry out accurate measurements, one has to record with a higher resolution spectrograph. In areas of light pollution, the measurements - to make matters worse - are 'polluted' with the nearby  $\lambda 4358$  line of Hg I [3].

The ratio of the lines  $\lambda 5007 + \lambda 4959 / \lambda 4363$  varies according to the temperature: if the temperature in the nebula is high then the value decreases. At high temperatures, the number of collisions with more energy-rich free electrons increases considerably, which significantly increases the energy level for OIII  $\lambda 4363$  transition. In cooler nebulae this is the reverse and the OIII  $\lambda 5007 + \lambda 4959$  transitions increase.





## Classification according to the excitation

By excitation is meant the movement of electrons to a higher energy level or shell. In nebulae with interstellar matter (diffuse mists) different classes are distinguished according to the strength of the excitation [4]. This classification is based on the principle of comparing the intensity of the forbidden [OIII] lines with the intensity of the H $\beta$  line ( $\lambda$ 4863). This applies to low excitation nebulae.

If the value increases, the class increases as follows:

Class	$I(\lambda 5007 + \lambda 4959) / I(\lambda 4863)$
Low : 1 / 2 / 3 / 4	0-5 / 5-10 / 10-15 / 15 - 20

From class 4 one compares with the intensity of the He II line ( $\lambda$ 4686). The energy for ionization increases rapidly and is therefore logarithmically calculated:

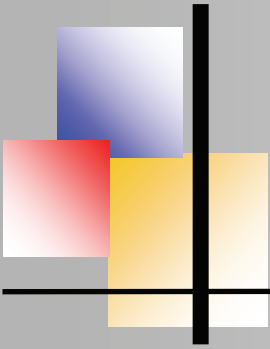
	$\text{Log} [I(\lambda 5007) + I(\lambda 4959) / I(\lambda 4686)]$
Medium: 4 / 5 / 6 / 7 / 8	2.7 / 2.5 / 2.3 / 2.1 / 1.9
High: 9 / 10 / 11 / 12 / 12+	1.7 / 1.5 / 1.2 / 0.9 / 0.6

## Electron temperature of the nebula

On the basis of the [OIII] or [NII] line intensities, the electron temperature is calculated with different approximate formulas: For the [OIII] ratio, a general formula is in the following form:

$$(I_{\lambda 4959} + I_{\lambda 5007}) / I_{\lambda 4363} = A \exp(B * 10^4 / T) / 1 + C * 10^4 n_e / T^{1/2}$$

with A= 7.90 - B= 3.29 - C= 4.5 [3]



DSLR Spectroscopy of M42; Marc Trypsteen

By approximation, the term  $C \cdot 10^4 ne/T^{1/2}$  is negligible giving a greatly simplified formula for the estimation of the electron temperature of diffuse and planetary nebulae.

If we define B1 as  $I(\lambda 5007) + I(\lambda 4959) / I(\lambda 4363)$  and B2 as  $1/B1$ , the following formulas can be written shortened as follows:

Method A - Kaler (1986) [5]:  $T_e = 14320 / (\log B1 - 0.89)$

Method B - Gurdzadyan (1997) [4]:  $T_e = 33000 / \ln (B1/8.74)$

Method C - Acker (2001) [6]:  $T_e = 32900 / \ln (B1/8.3)$

Method D - Osterbrock/Ferland (2005) [3]:  $T_e = 32900 / \ln (B1/7.9)$

Method E - Kwok (2007) [7]:  $T_e = -32990 / \ln (B2 / 0.132)$

or:

Defining  $B3 = I(\lambda 5007) / I(\lambda 4362)$

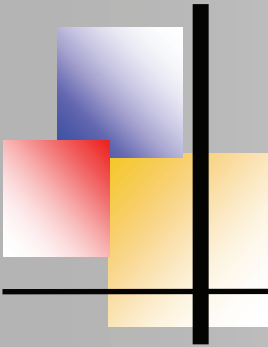
Method F - Rubin et al. (2002) [8]:  $T = 32966 / (\ln 83 - 1701)$

In the spectrum, intensities can be calculated by means of different methods: integration, Gaussian fitting and equivalent width EW. At the amateur level, these metrics and calculations can be sufficient to make an estimate of the order of magnitude of the electron temperature. In this example, we use the equivalent width EW.

## Correction for Extinction

The interaction of the blue part of the light with the interstellar dust particles causes a greater scattering than for the red light. As a result, the light of a star is redder than normal for the observer. To compensate for this phenomenon, an extinction correction is performed.

A guideline is the decay of the Balmer lines or the Balmer decrement. Here, the ratio of the H $\alpha$  lines to the H $\beta$  line is calculated in the spectrum (Fig. 5). With the calculated extinction coefficient  $c$ , the over-coloring and the 'disruption' of the line intensities are calculated with the following 'de-reddening' formula. The following formula applies for each wavelength:



# BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY



DSLR Spectroscopy of M42; Marc Trypsteen

$$\log I_{OR} / I_0 = c * RW \text{ hence: } I_{OR} = I_0 * 10^{[C_{H\beta} * RW]}$$

With  $I_{OR}$  the red corrected line intensity,  $I_0$  the line intensity with respect to the  $H\beta$ ,  $c$  the interstellar extinction coefficient, and  $RW$  the value corresponding to the wavelength read from a table or calculated from the 'Reducing' curve of the nebula.  $RW$  values for A5007: -0.022, M959: -0.015, M363 0.082 and A6563: -0.22. [9] For the Orion Nebula, the following interstellar extinction coefficient  $C_{H\beta}$ - values are known. For this, the following formula (Acker) can be used:

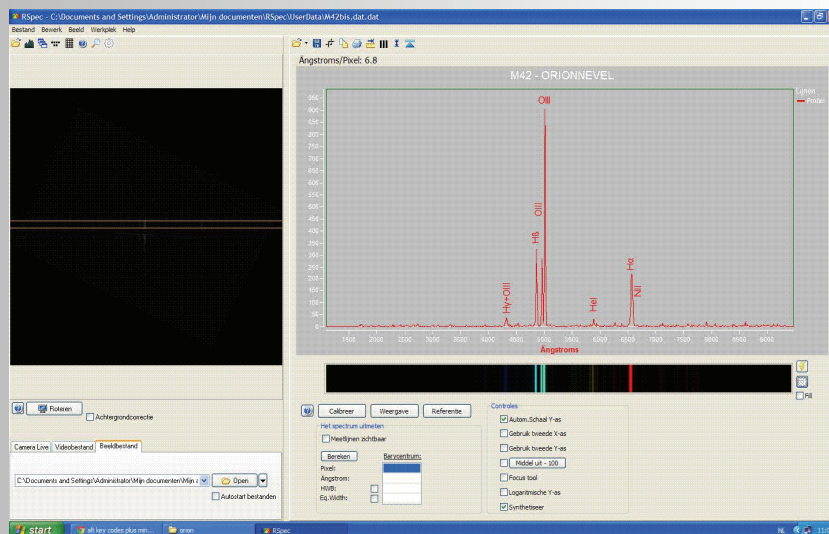
$$C_{H\beta} = 3.08 \log (IH\alpha / IH\beta_{ref=100}) - 7.55$$

where  $IH\alpha$  is the relative intensity relative to  $IH\beta = 100$ .

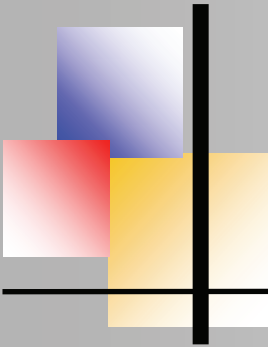
Depending on where the spectrum is recorded, the values for the extinction coefficient  $c$  in the vicinity of  $\theta$ -1-Orionis vary from 0.4 to 0.8 and in the vicinity of  $\theta$ -2-Orionis from 0.4 to 0.6. In the intermediate areas, the values vary from 0.2 to 0.6 [10]. Color index correction is calculated with the following formula [11]:

$$c = 1.47 E_{(B-V)}$$

The final extinction correction increases the intensity value of the lines of  $H\alpha$  by about 5% and decreases about 8 to 10% from the  $H\beta$  line. However, it should be noted that at the amateur level the correction for the extinction is rather a relative approximate value. The intensity of the emission lines is diminished by influences of (Earth) atmospheric and instrument-dependent factors. Hence, such determinations are not really accurate and are here rather of didactical purpose.



Screenshots of RSpec



DSLR Spectroscopy of M42; Marc Trypsteen

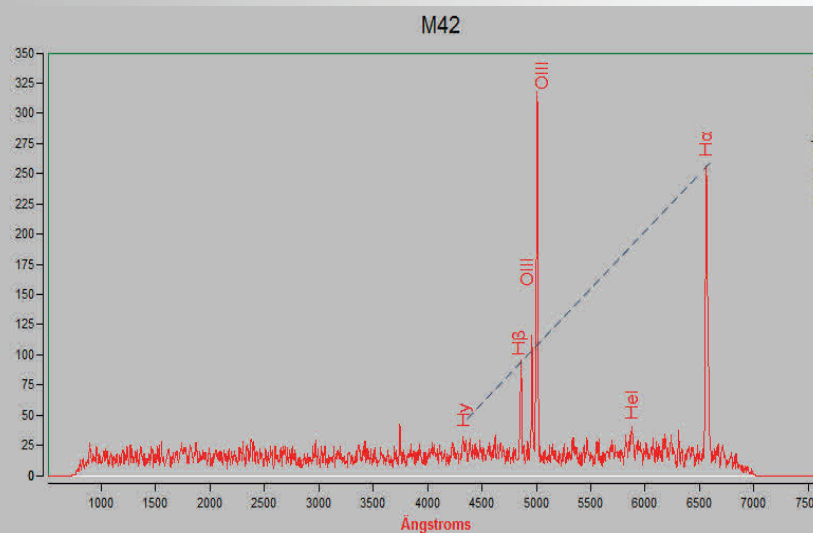
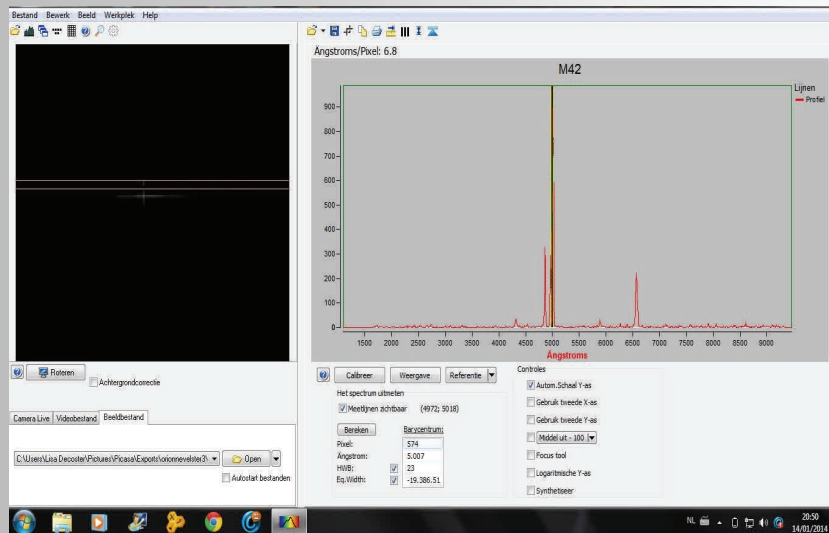
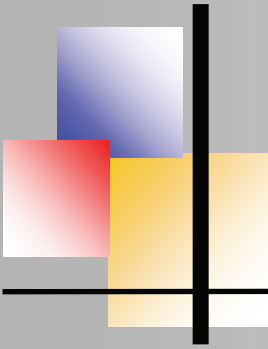


Fig. 5: The Balmer decrement is indicated with a dotted line.

## Diagnostic parameters of M42

On the basis of the equivalent widths EW calculated with RSpec for each determining line, certain parameters (Class I line ratios) and the electron temperature of the Orion Nebula are estimated using the above-mentioned formulas:



W H $\alpha$ =	-- (Nikon)	6339.64 (Canon)
W H $\beta$ =	6668.48 (Nikon)	1943.70 (Canon)
W [OIII] $\lambda$ 5007 =	19386.51 (Nikon)	6870.03 (Canon)
W [OIII] $\lambda$ 4959 =	6222.12 (Nikon)	2282.59 (Canon)
W [OIII] $\lambda$ 4362 =	128.49 (Nikon)	-- (Canon)

(-- : not applicable or not measurable)

### Estimation of the Class:

$$\text{CLASS : } (19386.51+6222.12) / 6668.48 = 3.84 \text{ (Nikon)}$$

$$(6870.03 + 2282.59) / 1943.70 = 4.71 \text{ (Canon)}$$

0-5 = **Class 1**

### Transition Probability Ratio

$$[\text{OIII}] \lambda 5007 / [\text{OIII}] \lambda 4959 = 3.11 \text{ (Nikon)}$$

$$3.01 \text{ (Canon)}$$

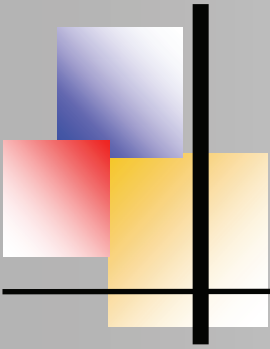
The measured intensity ratio's of the [OIII] lines reach values around the expected theoretical value of 3.01.

### Extinction Coefficient $C_{H\beta}$

$$C_{H\beta} = 3.08 * \log(326) - 7,55 = 0.18 \approx 0.20$$

The values obtained for  $C_{H\beta}$  must be nuanced here. On one hand – as explained above – the value is influenced by (Earth) atmospheric and instrument dependent factors and on the other hand is the important H $\alpha$  peak “polluted” somewhere by the [N II] emission. A higher resolving spectrograph is recommended here.





$B1 = 199.31$     $B2 = 0.005$     $B3 = 150.88$

Method A: 10159 K

Method B : 10553 K

Method C: 10350 K

Method D: 10192 K

Method E : 10089 K

Method F: 9943 K

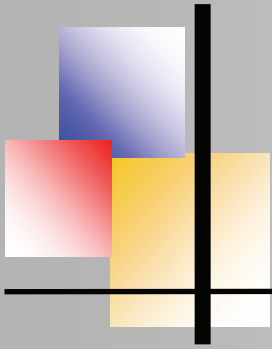
Mean estimated electron temperature :  $T_e = 10214 \text{ K} \pm 194$

## Professional Spectroscopy

A newer development for spectral observations and recordings is Integral Field Spectroscopy, further referred as IFS [12]. An IFS equipment consists of a spectrograph and an integral field unit, which generate the imaging as a 3D-datacube. With right ascension on the x axis and declination on the y axis in function of the wavelength on the z axis, an impressive and more accurate image of the internal of a nebula appears this way. Hereby nebular areas undergo a two-dimensional scanning and it is evident that the data of thousands of spectra demand huge reduction- and analysis work [13]. Parameters such as the mean electron density, ionization degree, mean extinction by dust and electron temperature of a specific nebular region can be more accurately calculated.

As an example: in the surroundings of  $\theta$ -1-Ori C (20"Z and 10"W) Sanchez et al. reported electron densities of  $-3716 \text{ cm}^{-3}$  and  $-7141 \text{ cm}^{-3}$  and respective temperatures of 9743 K and 10217 K [14].

Esteban et al. published for the same locations temperatures of 9850 K and 10710 K [15]. HST high resolution images and measurements of emission-lines from the IFS spectrograph MUSE together, give access to powerful methods for unravelling the mapping of the electron temperature behaviour throughout the Orion nebula [16]. Not a Boltzmann equilibrium distribution was considered, but rather a non-equilibrium state of a  $\kappa$ -electron distribution [17].



DSLR Spectroscopy of M42; Marc Trypsteen

As a result it is demonstrated this way that the above indicated methods [3] lead to overestimated values for nebular electron temperatures. This way a new turn is given to the astrophysical insights within the scientific exploration of the interstellar medium. Finally, as demonstrated in this article with the example of the Orion nebula, it is obvious that similar recording techniques and formulas can be applied for analysis of other emission nebulae [18].

## References

1. D.H. Kelley and E.F. Milone, 2011: Springer Science-Business Media: Exploring Ancient Skies, 614p.
2. P.J. Storey and C.J. Zeippen, 2000: MNRAS, 312, 813-816: Theoretical values for the [OIII] 5007/4959 line-intensity ratio and homologous cases
3. D.E. Osterbrock and G.J. Ferland, 2006: University Science Books : Astrophysics of Gas Nebulae and Active Galactic Nuclei, 650p.
4. G.A. Gurdzadyan, 1991: ApSS, 179, 293
5. J.B. Kaler, 1986: The Astrophysical Journal, 308, 322-336
6. A. Acker, 2011: EAS Publication Series, 47, 189-214: Spectrometry of nebulae
7. S. Kwok, 2007: Cambridge University Press: The Origin and Evolution of Planetary Nebulae
8. R.H. Rubin et al., 2002: MNRAS, 340, 362-374: Temperature variations from Hubble Space Telescope spectroscopy of the Orion Nebula
9. J.A. Harris, 2010: Fisk University, Nashville, USA, Master Thesis: Spectroscopy of the extended Orion nebula
10. C.R. O'Dell and F. Yusef-Zadeh, 2000: The Astrophysical Journal, 120, 382-392: High angular resolution determination of extinction in the Orion nebula
11. L.H. Aller and S.J. Cryzak, 1979: Astrophysics and. Space Science, 62, 387-413
12. <http://ifs.wikidot.com/>
13. A. Mesa-Delgado, 2013: arXiv:1310.5631v2: The Integral Field View of the Orion Nebula
14. S.F. Sanchez et al., 2007: Astronomy & Astrophysics, 465, 207-217: PPAK integral field spectroscopy survey of the Orion nebula
15. C. Esteban et al., 2004: MNRAS, 355, 1, 21, 229-247: A reappraisal of the chemical composition of the Orion nebula based on VLT echelle spectrophotometry
16. C.R. Odell et al., 2017: MNRAS, 464, 4, 4835-4857: Structure and physical conditions in the Huygens region of the Orion nebula
17. D.C. Nicholls et al., 2012: Astrophysical Journal Supplement, 2013, 207, arXiv:1306.2023v1: Measuring nebular temperature: the effect of new collision strengths with equilibrium and kappa-distribution electron energies
18. R. Walker and M.F.M. Trypsteen, 2017: Cambridge University Press : Complete Spectroscopy for Amateur Astronomers