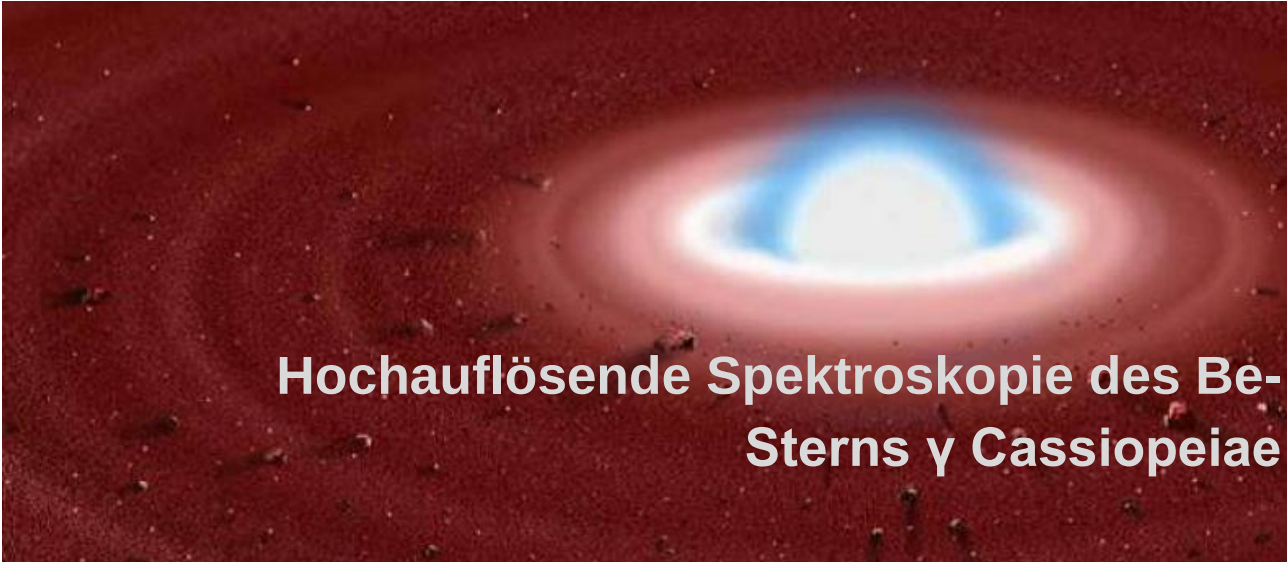




Hochauflösende Spektroskopie des Be- Sterns γ Cassiopeiae

Nike Laukamp
Elfriede-Stremmel-Straße 69, 42369 Wuppertal
nike.laukamp@gmx.de

Carl-Fuhlrott-Gymnasium, Wuppertal
Jahrgangsstufe Q1
Projektarbeit im Rahmen des Projektkurses Astronomie 2016/17
Kursleitung: Bernd Koch
Abgabedatum: 01.06.2017

Inhaltsverzeichnis

1. Einleitung: Motivation für die Projektarbeit	1
2. Aufgabenstellung	2
3. Theoretische Grundlagen zum Thema.....	3
3.1 Allgemeine Informationen über gamma Cassiopeiae	3
3.2 Theoretische Grundlagen zur Spektroskopie	3
3.2.1 Was ist Licht?	3
3.2.2 Bohr'sches Atommodell	5
3.2.3 Ableitung der Energieniveaus.....	7
3.2.4 Die Balmer-Serie.....	10
3.2.5 Wie erzeugt man ein Spektrum?	10
3.2.6 Welche Arten von Spektren gibt es?	11
3.2.7 Harvard-Klassifikation	12
3.3 Theoretische Grundlagen zu den Be-Sternen.....	14
3.3.1 Definition der Be-Sterne	14
3.3.2 Eigenschaften der Be-Sterne.....	14
3.3.3 Gestalt der H α -Spektren der Be-Sterne.....	16
3.4. Darstellung des Modells des Be-Sterns gamma Cas	17
4. Teleskope und Zubehör des Schülerlabors.....	19
4.1 CDK20-Spiegelteleskop.....	19
4.1.1 Daten zum CDK20.....	19
4.1.2 Aufbau des CDK20.....	21
4.1.3 Vorteile des CDK20	21
4.2 10Micron GM4000HPS-Montierung.....	22
4.2.2 Vorteile der Montierung	24
5. Beschreibung der Videokamera SBIG STF 8300M.....	25
6. Beschreibung und Funktionsweise des BACHES-Echelle-Spektrografen	27
6.1 Beschreibung des Spektrografen.....	27
6.2 Funktionsweise des Spektrografen	28
6.3 Remote Calibration Unit (RCU)	28
7. Experimenteller Aufbau	30
8. Durchführung des Experiments	32
9. Aufbereitung und Auswertung der Aufnahmen	36
9.1 Vorbereitung der aufgenommenen Sternspektren	36
9.2 Kalibrierung der Sternspektren mit Linux.....	37

10.	Auswertung der Spektren	40
11.	Darstellung der Ergebnisse	42
11.1	Gemessene Daten.....	42
11.2	Was ist die Äquivalentbreite (EW) einer Spektrallinie?	45
11.3	Was sagt die Linienform über den Stern aus?	46
11.4	Rotationsgeschwindigkeit der Scheibe eines Be-Sterns	46
11.4.1	Formeln für die Rotationsgeschwindigkeit des Scheibenmaterials	46
11.4.2	Verlauf der Rotationsgeschwindigkeit in der Scheibe.....	47
12.	Bewertung der Ergebnisse	49
12.1	Langzeit-Monitoring	49
12.2	Fehlerdiskussion	52
13.	Anhang	53
13.1	Literaturverzeichnis	53
13.1.1	Internetquellen	53
13.1.2	Buchquellen.....	53
13.1.3	Kursunterlagen.....	54
13.2	Softwareverzeichnis	54
13.3	Danksagung.....	54
13.4	Abschlussklärung	55

1. Einleitung: Motivation für die Projektarbeit

Wie sind Wissenschaftler in der Lage Modelle von den Sternen unseres Weltraums zu entwerfen, wenn sie sie von der Erde beobachten müssen? Welche Informationen liefert ihnen der Anblick unseres Sternenhimmels?

Der Mond ist 384.400 km von der Erde entfernt, die Erde ist 149.600.000 km von der Sonne entfernt, und der uns nächste Stern, Sirius, liegt 8,6 Lichtjahre von uns entfernt und damit außerhalb unserer Reichweite. Trotzdem wissen wir heutzutage viel über unsere Nachbarn im Weltall und das ganz allein durch die Spektroskopie. Durch sie können wir uns einen Eindruck über die Sterne verschaffen: Die Analyse der Sternspektren gibt uns die Möglichkeit Rückschlüsse über die chemische Zusammensetzung, die Oberflächentemperatur, die Spektralklassen und die Magnetfelder der Sterne zu ziehen, sowie den Doppler-Effekt zu beweisen¹. Die Spektroskopie kann also als unser Werkzeug dafür angesehen werden, dass wir in der Lage sind, immer mehr über die Objekte des Weltalls zu erfahren.

Mein persönliches Interesse bezüglich der Spektroskopie stammt daher, dass Herr Koch und Herr Winkhaus, die Astronomielehrer des Carl-Fuhlrott-Gymnasiums, dem Astronomiekurs Anfang des Schuljahres eine kurze Ausbildung über Spektroskopie angeboten haben. In diesem Kurs haben wir uns mit den unterschiedlichen Arten der Spektren auseinandergesetzt und zum Schluss einen Versuch mit Sonnenlicht durchgeführt, sowohl mit selbst gebauten Spektrografen aus einer CD, als auch mit dem Equipment unseres Schülerlabors.

Ich fand es faszinierend, dass allein das Licht, das ein Objekt produziert oder einfach reflektiert, so viele Informationen enthält, dass man dadurch auf seine chemische Zusammensetzung, auf seine Temperatur, auf die Rotationsgeschwindigkeit, usw. schließen kann. Da ich zudem Chemie als Leistungskurs habe, wollte ich unbedingt ein Thema bearbeiten, das sowohl physikalische, als auch chemische Aspekte enthält.

Die Entscheidung für den Stern γ Cassiopeiae fiel, da er aufgrund seiner Helligkeit auch in der Lichtverschmutzung Wuppertals beobachtet werden kann. Des Weiteren steht er im Herbst/Winter hoch am Himmel und ist somit ein ideales Beobachtungsziel. Zudem wird momentan an γ Cassiopeiae geforscht und sein Langzeit-Monitoring von einem Unterstützer des Schülerlabors Astronomie, Herrn Pollmann, geleitet, der freundlicherweise sein Wissen zur Verfügung stellte. Im Austausch kann ich mit meinen Messergebnissen zu seiner aktuellen Forschung beitragen.

1 <http://www.chemie.de/lexikon/Spektroskopie.html> (08.05.2017)

2. Aufgabenstellung

In dieser Projektarbeit wird eine Modelldarstellung des Be-Sterns γ Cassiopeiae, beruhend auf den Ergebnissen selbstaufgenommener Sternspektren mit besonderer Berücksichtigung der $H\alpha$ -Linie, entworfen. Die Aussagen über den Stern werden mit Hilfe des BACHES-Echelle-Spektrografen getroffen:

Es werden Sternspektren von γ Cassiopeiae (kurz: γ Cas) aufgenommen und kalibriert, um die Äquivalentbreite EW, als Maß für die Stärke der Emission der Wasserstoffscheibe, und die Radialgeschwindigkeit an diesem Doppelsternsystem zu erfassen. Des Weiteren werden die Messergebnisse im Rahmen des Langzeit-Monitorings, welches von Herrn Pollmann koordiniert wird, dargestellt und festgehalten, welche Schlüsse sich aus ihnen über den Stern γ Cas ziehen lassen, um die internationale Profi- und Amateurastronomie zu unterstützen.

3. Theoretische Grundlagen zum Thema

3.1 Allgemeine Informationen über gamma Cassiopeiae

γ Cassiopeiae (gamma Cassiopeiae oder auch γ Cas) ist ein sogenannter Be-Stern, das bedeutet ein Stern der Spektralklasse B mit zumindest zeitweilig auftretenden Emissionslinien in den Fraunhoferlinien. Er befindet sich ungefähr 500 Lichtjahre von der Erde entfernt und ist der dritthellste Stern im Sternbild Cassiopeia, dem Himmels-W (vgl. Abb.1). Seine Photosphärentemperatur (oder auch Effektivtemperatur) ist ungefähr 25000 K hoch. Er ist 34000 Mal leuchtkräftiger als die Sonne. Auch in seiner Größe übertrifft γ Cas unsere Sonne, da sein Radius zehnmal so groß ist wie Sonnenradius.



Abb.1: Gamma Cas in dem Programm „Stellarium“²

3.2 Theoretische Grundlagen zur Spektroskopie

3.2.1 Was ist Licht?

Wenn man sich mit der Spektroskopie, also der Zerlegung des Lichts, beschäftigt, muss zunächst die Frage geklärt werden, was eigentlich Licht ist.

Im 19. Jahrhundert gab es zwei verschiedene Modelle des Lichts: Sir Isaac Newton stellte im 18. Jahrhundert die Theorie auf, dass Licht aus Teilchen bestünde, da es zum Beispiel auf vorhersehbare Weise von Spiegeln reflektiert werden würde. Dieser

² <http://www.stellarium.org/de/> (Download)

These widersprach der englische Augenarzt und Physiker Thomas Young, der Licht als Welle charakterisierte, weil er bei ihm Welleneigenschaften erkannte.

Zur vermeintlichen Auflösung wurde das Experiment des Doppelspalts durchgeführt (vgl. Abb.2): Eine Wand mit zwei kleinen Spalten wird mit Licht bestrahlt. Wenn es sich bei dem Licht um Teilchen handle, dürften nur zwei gleich helle Lichtstreifen zu sehen sein. Wenn es sich jedoch um eine Welle handle, müsste ein Interferenzmuster zu sehen sein, also ein Muster, in dem sich helle und dunkle Streifen abwechseln. So ein Muster entsteht dadurch, dass durch beide Spalte eine Welle fällt, die miteinander wechselwirken: Wie wenn zwei Wellen im Wasser aufeinandertreffen, bildet sich an dieser Stelle eine neue Welle.

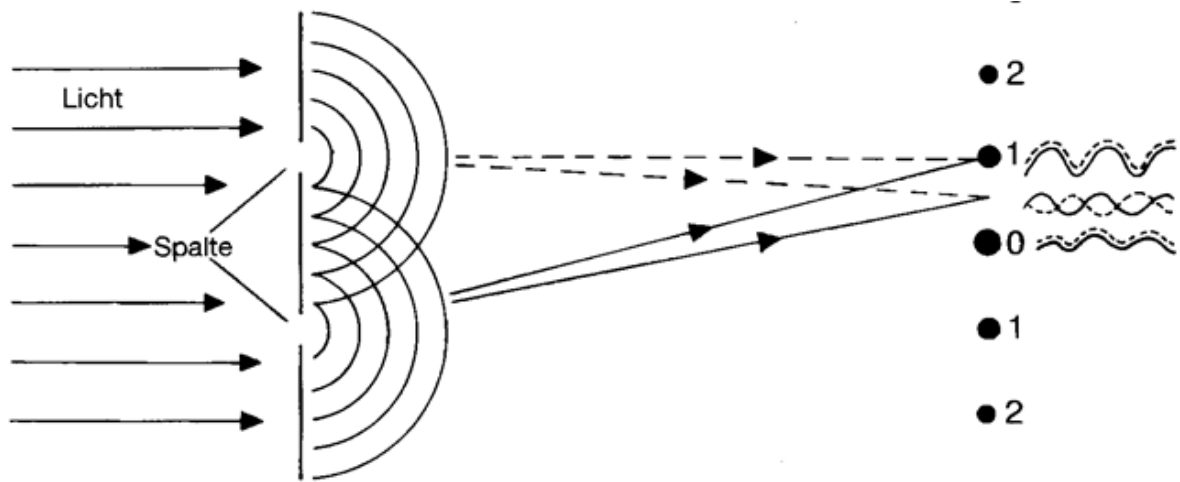


Abb.2 Doppelspaltexperiment³

In dem Experiment erschien ganz eindeutig ein Interferenzmuster. Damit war das Ergebnis, dass Licht eine Welle sei.

Im Jahr 1905 revolutionierte Albert Einstein wiederum die Vorstellung des Lichts, wofür er 1921 den Nobelpreis bekam. Seine Hypothese begründete er vor allem auf dem sogenannten photoelektrischen Effekt oder auch kurz Photoeffekt. Dabei handelt es sich um ein einfaches Experiment: Man bestrahlt eine Metallplatte mit Licht. Daraufhin werden Elektronen aus der Platte gelöst; wenn die Intensität des Lichts erhöht wird, werden mehr Elektronen herausgeschlagen, zumindest bei weißem Licht (vgl. Abb.3). Bei rotem Licht stellten die Forscher Heinrich Hertz und Wilhelm Hallwachs jedoch fest, dass sich bei Erhöhung nicht mehr Elektronen herauslösen. Das Ergebnis war also, dass sich bei Licht im kurzen Wellenlängenbereich, beispielsweise blaues oder ultraviolettes Licht, mehr Elektronen aus dem Metall lösen als bei langen Wellenlängen, zum Beispiel rotem Licht.⁴

3 Unterlagen Winkhaus: Folie 01-02 „Was ist Licht und wie zerlegen wir es“

4 <http://www.frustfrei-lernen.de/quantenphysik/photoeffekt-photoelektrischer-effekt.html>
(04.05.2017)

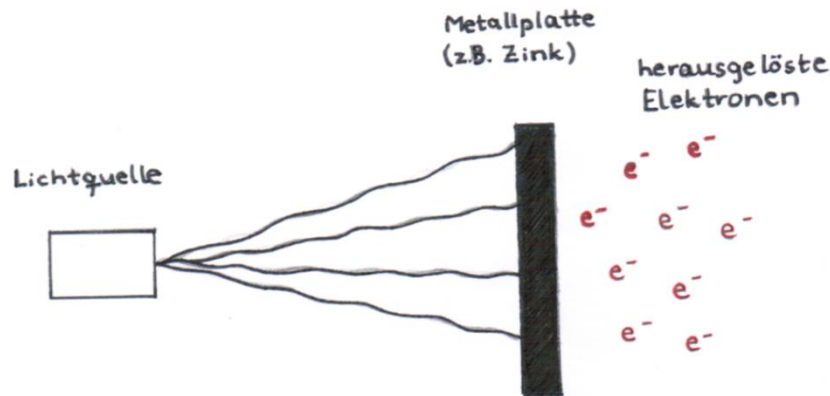


Abb.3: Photoeffekt

Einstein Lichtquantenhypothese lautet daher wie folgt: Licht ist gequantelt, wobei die Energie des Quants von der Wellenlänge abhängt. Demnach besitzt rotes Licht wenig Energie, während blaues und ultraviolettes Licht sehr energiereich ist.⁵

Damit gilt:

$$E = h \cdot f; f = \frac{c}{\lambda}$$

$$E = h \cdot \frac{c}{\lambda}$$

$$\lambda = \frac{h \cdot c}{E} = \frac{1,98 \cdot 10^{-25} \text{ J}}{E} \text{ m}$$

3.2.2 Bohr'sches Atommodell⁶

Im Jahr 1913 entwickelte der dänische Physiker Nils Bohr ein Atommodell, in dem das Atom aus einem verhältnismäßig schwerem Atomkern, der positiv geladen ist, und aus den Atomkern auf verschiedenen Bahnen frei umkreisenden leichten Elektronen besteht. Für sein Modell erhielt Bohr im Jahr 1922 den Nobelpreis in Physik.⁷

Die negativ geladenen Elektronen umkreisen den positiven Atomkern, der aus Protonen und Neutronen besteht, auf festgelegten Bahnen, den Elektronenschalen

5 <http://scienceblogs.de/diaxs-rake/2009/03/14/einstein-und-die-lichtquantenhypothese/> (04.05.17)

6 Der Abschnitt bezieht sich auf: Neil F. Comins, „Astronomie- Eine Entdeckungsreise zu Sternen, Galaxien und was sonst noch im Kosmos ist“ (Spektrum Akademischer Verlag Heidelberg 2011)

7 <http://www.biologie-schule.de/niels-bohr.php> (08.05.2017)

oder auch Orbitalen. Ohne dass ein Elektron von außen angeregt wird, bleibt es auf dem niedrigsten Energieniveau des Atoms; es befindet sich im Grundzustand. Um ein höheres Energieniveau zu erreichen, und einen angeregten Zustand zu erlangen, muss dem Elektron von außen Energie zugeführt werden. Die Energie bekommt das Elektron zum Beispiel dadurch, dass es von einem Photon getroffen wird. Sobald das Elektron auf einer höheren Bahn ist, fällt es wieder auf seine ursprüngliche Elektronenschale herab, entweder in einem Schritt oder in mehreren, und gibt dabei die zuvor aufgenommene Energie in Form einer Lichtwelle abgestrahlt.

Am leichtesten kann dieses Modell am einfachsten aufgebauten Atom erläutert werden, dem Wasserstoffatom H, das aus nur einem Proton, das von einem Elektron umkreist wird, besteht. Im Grundzustand befindet sich das Elektron auf dem Energieniveau $n=1$. Das nächsthöhere Niveau wäre dementsprechend das Niveau $n=2$, das dritte $n=3$, usw. Die Energieniveaus, die höher als das Grundniveau, werden also mit den sogenannten Quantenzahlen $n=2, 3, 4, 5$ usw. bezeichnet. Sobald das Elektron auf einem dieser Energieniveaus, die über dem Niveau des Grundzustands, liegt, ist es im angeregten Zustand. Um auf das höhere Niveau zu gelangen muss dem Elektron, wie eben bereits erklärt, eine genaue Menge an Elektronenvolt (eV) von einem Photon übertragen werden. Um wieder in den Grundzustand oder einfach ein niedrigeres Niveau zu kommen, muss das Elektron die aufgenommene Energie in Form eines Photons mit einem genauso großen Energiebetrag wie die Differenz zwischen den beiden Energieniveaus emittieren (vgl. Abb. 4).

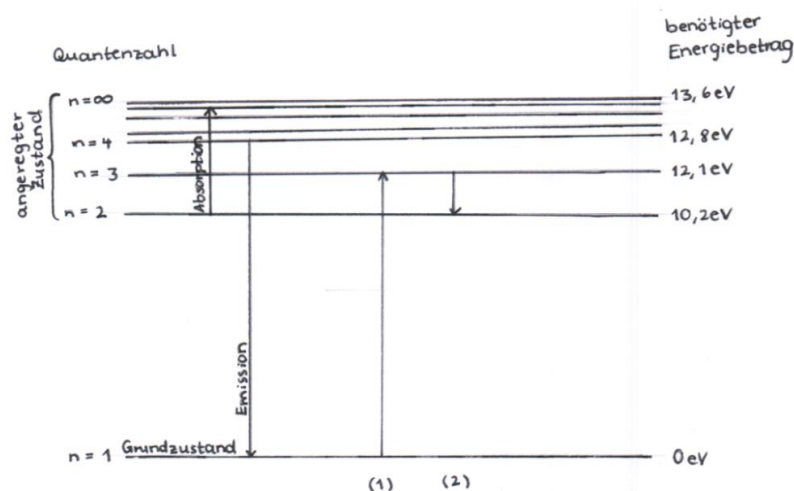


Abb.4: Schematische Darstellung der niedrigen Energieniveaus des Wasserstoffatoms

Wenn das Elektron jedoch von einem Photon mit 5,7 eV getroffen worden wäre, hätte es seinen Grundzustand nicht verlassen, da das Elektron so viel Energie bekäme, dass es in einem Bereich landen würde, in dem es sich nicht aufhalten könnte. Diese feste Lokalisierung der Elektronenbahnen ist nach der

Heisenberg'schen Unschärferelation allerdings widerlegt. Für die folgenden Berechnungen reicht jedoch das Bohr'sche Atommodell aus.

Die Wellenlänge des Lichts, das abgestrahlt wird, ist antiproportional zu der Energiedifferenz $\Delta E = E_n - E_m$, wobei E_n die Energie auf einer hohen Elektronenschale und E_m die Energie der niedrigeren Schale ist, auf die das Elektron fällt. Das bedeutet, dass je höher die Energiedifferenz ist, das Licht kurzwelliger, also blauer, wird. Umgekehrt heißt das, dass eine niedrige Energiedifferenz langen Lichtwellen entspricht. Die genaue Wellenlänge lässt sich mit der Formel

$$\lambda = \frac{1,98 * 10^{-25}}{\Delta E} J * m$$

berechnen.

Die einzelnen Energieniveaus des Wasserstoffs kann man mit

$$E_n = - 2,17 * 10^{-18} * \frac{1}{n^2} J$$

berechnen.

Daraus ergibt sich dann die Formel

$$\lambda = \frac{9,12 * 10^{-8}}{\frac{1}{m^2} - \frac{1}{n^2}} m = \frac{91,2}{\frac{1}{m^2} - \frac{1}{n^2}} nm$$

um die Wellenlänge des abgestrahlten Lichts beim Übergang von einem hohen Energieniveau n zu einem kleineren m zu berechnen.

In dem eben angeführten Beispiel würde das bedeuten, dass Licht mit einer Wellenlänge von

$$(9,12 * 10^{-8}) : ((1 : 2^2) - (1 : 3^2)) m = 91,2 : ((1 : 2^2) - (1 : 3^2)) nm = 656,64 nm.$$

Damit liegt die Wellenlänge im für Menschen sichtbaren Bereich: Das menschliche Auge würde dieses Licht rot wahrnehmen.⁸

3.2.3 Ableitung der Energieniveaus

In „*Recherche sur la théorie des quanta*“ stellte der Franzose Louis de Broglie die These auf, dass Elektronen und andere Objekte mit einer Ruhemasse, die nicht Null beträgt, genau wie Licht Teilchen- und Welleneigenschaften aufweisen würden.⁹

8 Frei zitiert nach: Spektroskopische Unterlagen Michael Winkhaus „Wasserstoffspektrum“

Für Photonen gilt $E = h * f$. Diese Formel wird auf Elektronen übertragen, demnach ist $E_{e-} = h * f$.

Der Impuls von Photonen wird durch die Formel $p = m * c$ und $E = m * c^2 = h * f$ beschrieben.

Durch Umformung erhält man $m = \frac{h*f}{c*c}$.

Mit $f = \frac{c}{\lambda}$ ergibt sich $p = \frac{h}{c*c} * \frac{c}{\lambda} * c$.

Übertragen auf Elektronen ergibt sich $p_{e-} = \frac{h}{\lambda}$.

Um die erlaubten diskreten Elektronenbahnen zu bestimmen, benötigt man zunächst einmal den Ansatz, dass die Coulomb-Kraft die Zentralkraft ist. Die Wirkung der Coulomb-Kraft ist, dass sich gleich geladene Körper, zum Beispiel zwei Elektronen oder zwei Protonen, gegenseitig abstoßen, während verschieden geladene, zum Beispiel ein Elektron und ein Proton, sich anziehen.

$$F_c = F_z$$

$$\frac{1}{4\pi\epsilon_0} * \frac{e^2}{r^2} = m * v^2 * r = \frac{m*v^2}{r}$$

Umgeformt erhält man die Formel

$$e^2 = 4\pi\epsilon_0 * m * v^2 * r$$

Nun verwendet man die de-Broglie-Theorie: Da sich die Elektronen sonst weg interferieren würden, muss $2\pi r = n * \lambda$ sein.

Für die Elektronen ergibt sich $p = \frac{h}{\lambda}$, wobei $p = m * v$ ist.

Nach Umformungen erhält man $m * v = \frac{h}{\lambda}$ und daraus $\lambda = \frac{h}{m*v}$.

Das Einsetzen in $2\pi r = \frac{n*h}{m*v}$ liefert die Formel $2\pi r = \frac{n*h}{m*v}$, die umgestellt $v = \frac{n*h}{2\pi r*m}$ ergibt.

Diese Formel eingesetzt in die Coulomb-Kraft ergibt $e^2 = 4\pi \frac{\epsilon_0 * m * r * n^2 * h^2}{4\pi^2 r^2 m^2}$, was gekürzt

$e^2 = \frac{\epsilon_0 * n^2 * h^2}{\pi r m}$ ist. Umgeformt erhält man $r_n = \frac{\epsilon_0 h^2}{\pi e^2 m} n^2$.

Die Zahlenwerte sind $\epsilon_0 = 8,854 * 10^{-12} \frac{C^2}{m^2 N}$

$$h = 6,626 * 10^{-34} Js$$

$$e = 1,6021 * 10^{-19} C$$

$$m_e = 9,109 * 10^{-31} kg.$$

Eingesetzt in die vorherige Formel ergibt sich $r_n = 5,3 * 10^{-11} m * n^2$.

Die Gesamtenergie setzt sich aus der potentiellen Energie (W_{pot}) und der kinetischen Energie (W_{kin}) zusammen.

$$W_{pot} = \frac{-\int_r^\infty \frac{e^2}{4\pi\epsilon_0} dr}{r^2} = \frac{-e^2}{4\pi\epsilon_0 r}$$

Das bedeutet, dass dem Elektron Energie zugeführt beziehungsweise dass an ihm Arbeit verrichtet werden muss, um es aus dem Einflussbereich des Kerns zu entfernen.

$$W_{kin} = \frac{1}{2} m v^2 \text{ (mit } v^2 = \frac{e^2}{4\pi\epsilon_0 m r} \text{)}$$

$$W_{kin} = \frac{1}{2} \frac{m * e^2}{4\pi\epsilon_0 m r} = \frac{e^2}{8\pi\epsilon_0 r}$$

$$W_{gesamt} = W_{pot} + W_{kin}$$

$$W_{gesamt} = E = \frac{-e^2}{8\pi\epsilon_0 r}$$

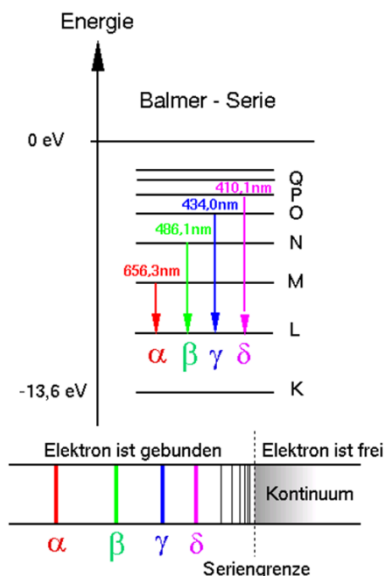
Setzt man nun für r das eben ermittelte r_n ein, erhält man $E_n = \frac{-e^4 * m}{8\epsilon_0^2 h^2 n^2}$. Der Zahlenwert für E_n lautet $E_n = -2,18 * 10^{-18} \frac{J}{n^2} = -13,60 \frac{eV}{n^2}$.

Die Rydberg-Konstante ist eine Naturkonstante, die von dem schwedischen Physiker Johannes Rydberg entdeckt wurde. Sie beschreibt die Ionisierungsenergie des Wasserstoffatoms. $Ry = 3,29 * 10^{15} Hz$.

$$f = \frac{e^4 * m}{8\epsilon_0^2 h^3} * \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2} \right) = Ry * \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2} \right)$$

$$\lambda = \frac{c}{f} = \frac{c}{Ry * \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2} \right)}$$

Für $n = 1$ und $m = 2, 3, 4, \dots$ erhält man zum Beispiel die Balmer-Serie von roter bis UV Strahlung.



3.2.4 Die Balmer-Serie

Die Balmer-Linien sind nach dem aus der Schweiz stammenden Mathematiker und Physiker Johann Balmer benannt, dem es als erstes gelang, die Wellenlängen der Serie zu berechnen.

Die Balmer-Serie sind alle Übergänge von einem Energieniveau $\infty > n > 2$, zu dem Energieniveau $n=2$. Anders als andere Serien, zum Beispiel die Paschen- und die Lyman-Serie, liegen manche Linien der Balmer-Serie im sichtbaren Bereich. Die langwelligste Balmer-Linie wird $H\alpha$ (656,3 nm) genannt, die nächste $H\beta$, usw. (vgl. Abb.5)

Abb.5: Die Balmer-Serie des Wasserstoffs¹⁰

3.2.5 Wie erzeugt man ein Spektrum?

An ein Spektrum gelangt man dadurch, dass man Licht aufspaltet sodass die unterschiedlichen Wellenlängen des Lichts sichtbar werden. Dabei muss man berücksichtigen, dass nur ein kleiner Teil der Strahlung überhaupt für das menschliche Auge sichtbar ist. Der restliche Teil hat entweder zu kurze Wellenlängen, zum Beispiel Gammastrahlung, Röntgenstrahlung oder UV-Licht, oder zu lange, beispielsweise Infrarot und Wärmestrahlung sowie Radiostrahlung, die zum Teil eine Wellenlänge von einem Kilometer aufweist. Der Bereich des sichtbaren Lichts erstreckt sich im Wellenlängenbereich von 380 nm bis 750 nm, von violetter bis zu rotem Licht (vgl. Abb.6).

10 Spektroskopie Tageskurs (17.09.2016), Herr Winkhaus, „Folie 6a – Balmer-Serie des Wasserstoffs“

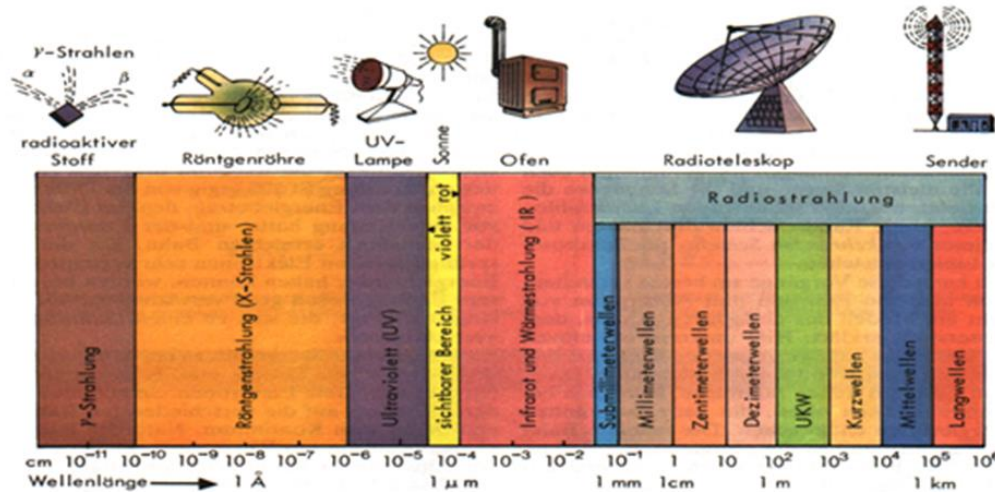


Abb.6: Das elektromagnetische Spektrum ¹¹

Um das Spektrum sichtbar zu machen, muss das Licht, wie eben bereits gesagt, in seine Spektralfarben zerlegt werden. Dies kann man auf mehrere Arten erreichen:

Erstens, kann es durch ein Prisma gebrochen werden. Das Licht wird fällt dabei auf das Prisma, woraufhin es zu einer Farbzerlegung des Lichts kommt, der Dispersion. Das kommt daher, dass farbiges Licht, wie oben schon erläutert, unterschiedliche Wellenlängen hat. Diese Art von Spektrographen nennt man einen Objektivprimenspektrograph; direkt hinter das Prisma wird eine Kamera gesetzt, die das aufgefächerte Licht auf verschiedenen Sensorstellen auffängt. ¹²

Zweitens, gibt es sogenannte Gitterspektrographen. Dabei fällt das Licht nicht durch ein Prisma, sondern, wie der Name schon verrät, durch ein Gitter: Anders als bei einem Prisma wird das Licht nicht gebrochen, sondern am Spalt gebeugt. Wie bei dem Doppelspaltexperiment entsteht ein Interferenzmuster. Wenn sich mehrere Interferenzmuster bunten Lichts überlappen, entsteht das Interferenzmuster von Mischlicht.

3.2.6 Welche Arten von Spektren gibt es?

Man unterscheidet zwischen drei Arten von Spektren: dem kontinuierlichen Spektrum, dem Emissionslinienspektrum und dem Absorptionsspektrum.

Ein bekanntes Beispiel für ein kontinuierliches Spektrum ist das einfache Spektrum einer Glühlampe, das Licht in allen Wellenlinien aufweist. Das erste Kirchhoff'sche Strahlungsgesetz besagt: „Ein Festkörper, eine Flüssigkeit oder ein dichtes Gas erzeugt bei hoher Temperatur ein kontinuierliches Spektrum (ähnlich einem Regenbogen). Dieses Spektrum weist keine Spektrallinien auf und gleicht insofern

¹¹ Siehe Unterlagen Winkhaus „Was ist Licht und wie zerlegen wir es?“

¹² <https://www.lernhelfer.de/schuelerlexikon/physik/artikel/farbzerlegung-durch-prismen-und-gitter> (04.05.2017)

dem eines Schwarzen Körpers.“¹³ Das bedeutet, dass sich zwischen dem Betrachter und dem Beobachter kein verdünntes Gas befinden darf, dass einen Teil des Lichtes ablenken könnte.

Des Weiteren gibt es Emissionslinien- und Absorptionsspektren. Unter einem Emissionslinienspektrum versteht man ein Spektrum aus Spektrallinien, zum Beispiel dem einer Neon-Lampe. „2. Strahlungsgesetz: Ein verdünntes Gas erzeugt bei hoher Temperatur ein Emissionsspektrum mit mehr oder weniger zahlreichen hellen Linien über einem dunklen Untergrund.“¹⁴

Das berühmteste Beispiel für ein Absorptionsspektrum ist wahrscheinlich das Tageslichtspektrum unserer Sonne (vgl. Abb. 7). Durch ihre äußerste Gasschicht und durch die Erdatmosphäre wird ein Teil des ausgesandten Lichtes quasi absorbiert. Wenn ein Photon auf ein Atom trifft, trifft es ein Elektron in seinem Grundzustand oder einem angeregten Zustand. Dadurch dass das Elektron das Photon absorbiert, bekommt es Energie und springt auf ein höheres Energieniveau. Von dort fällt es wieder herab und gibt die Energie in Form eines Photons wieder ab. Das der Beobachter das Licht dieser Wellenlänge trotzdem nicht sieht, liegt daran, dass das Photon nicht mehr auf seiner alten Bahn fliegt, sondern in eine andere Richtung abgegeben wird.

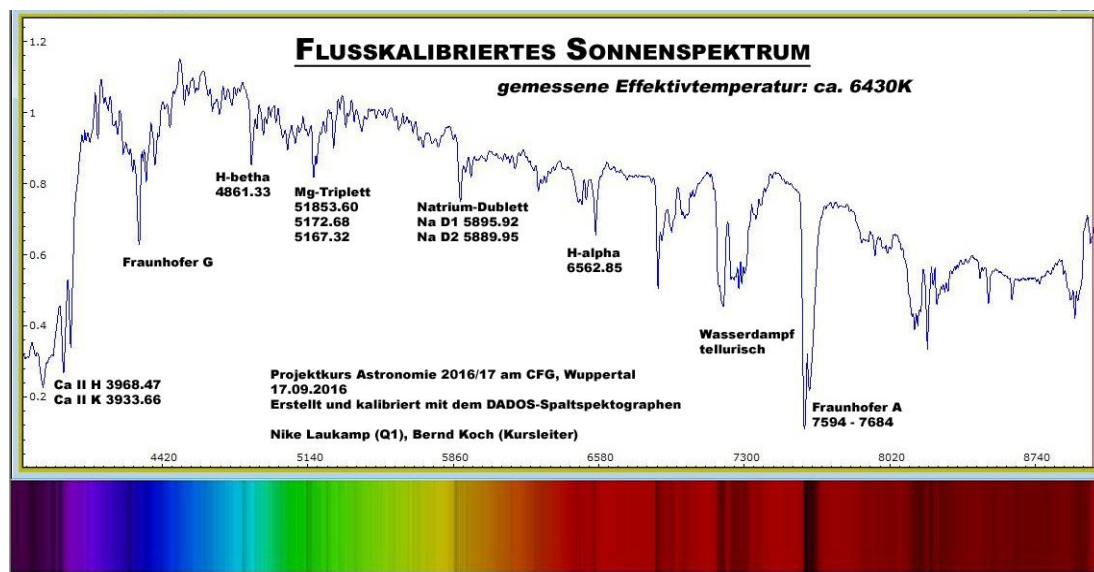


Abb.7: Kalibriertes Tageslichtspektrum der Sonne (eigene Grafik)

3.2.7 Harvard-Klassifikation

Im 19. Jahrhundert befasste sich der Astronom Edward Pickering an der Harvard-University mit der Klassifikation der Sterne durch ihre Spektren. Das erste

13 Neil F. Comins, „Astronomie- Eine Entdeckungsreise zu Sternen, Galaxien und was sonst noch im Kosmos ist“ (Spektrum Akademischer Verlag Heidelberg 2011), S.117

14 Siehe Fußnote 5

Klassifikationsschema ordnete Sterne anhand ihrer Balmer-Wasserstofflinien einer Spektralklasse von A bis P zu. Dies begründete sich durch die Annahme, dass die Wasserstofflinien eine eindeutige Aussage über die Oberflächentemperatur möglich machen würden, was sich als falsch herausstellte. Die moderne Spektralreihe wurde von Edward Picking und seinen Mitarbeiterinnen Williamina Fleming und Annie Jump Cannon sowie den anderen Forscherinnen des Harvard Observatory entwickelt. Die alten Spektralklassen wurden zum Teil beibehalten, aber nach der tatsächlichen Oberflächentemperatur angeordnet, da nicht die chemische Zusammensetzung, die bei allen Sternen ähnlich ist, sondern die Temperatur an der Sternoberfläche für die Stärke der Spektrallinien zuständig ist. Die Kriterien für die Klassifikation sind die Linienstärke der Balmer-Linien, die H und K Linien des ionisierenden Calciums (Ca^+) sowie die Metalllinien und, bei O-Sternen, die Linien des ionisierten Heliums (He^+).¹⁵ So entstand die OBAFGKM-Hauptfolge mit dem Merkspruch „Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me!“ (vgl. Abb.8). Heutzutage teilt man die einzelnen Spektralklassen nochmals in zehn Unterkategorien auf, von der Zahl 0 bis 9. Ein F3-Stern ist zum Beispiel wärmer als ein F7-Stern, usw.

Die Stärke der Absorptionslinien in den Spektren hängt also von der Temperatur der Oberfläche der Sterne ab. Das heißt, dass die Harvard-Klassifikation die Temperatur der oberen Schichten der Sterne anzeigt.

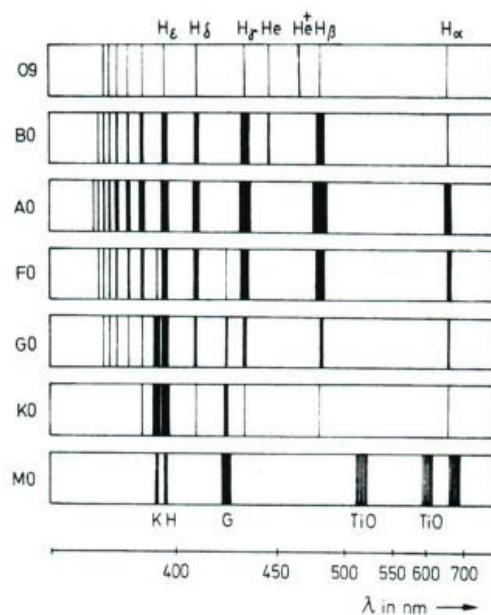


Abb.8: Harvard-Klasse Übersicht¹⁶

15 Siehe Unterlagen Winkhaus im Ordner Spektroskopische Unterlagen

16 Harvard-Klasse – Übersicht.jpg , aus Unterlagen Winkhaus im Ordner Spektroskopische Unterlagen

3.3 Theoretische Grundlagen zu den Be-Sternen

3.3.1 Definition der Be-Sterne¹⁷

Unter Sternen der Spektralklasse B versteht man, laut der Harvard-Klassifikation, blauweiße, heiße Sterne mit einer Temperatur von ca. 30.000 – 11.000 Kelvin, die ein neutrales Helium und etwas Wasserstoff als Spektrallinien aufweisen. Beispiele sind unter anderem der Stern Spica (oder auch alpha Virginis) und der Stern Rigel (beziehungsweise β Orionis).

Sterne des Spektraltyps Be unterscheiden sich von den normalen B-Sternen darin, dass sie von leuchtenden Gasscheiben umgeben sind, die man in den Sternspektrum an dem Auftreten von nicht gewöhnlichen Emissionslinien erkennt. Seit 1922 werden alle Sterne der Spektralklasse B, die diese Emissionslinien erkennen lassen als „Emissionsliniensterne vom Spektraltyp B“ oder auch als „Be-Sterne“ bezeichnet.

Dieses Phänomen wurde als erstes von dem Italiener Angelo Secchi (1818-1878) im Jahr 1866 entdeckt, der in 500 Spektren unterschiedlicher Sterne bei den Spektren der Sterne γ Cas und β Lyr ungewöhnliche helle Fraunhofer-Linien entdeckte.

3.3.2 Eigenschaften der Be-Sterne

Eine Emissionslinie entsteht laut des zweiten Strahlungsgesetzes dadurch, dass *[E]in verdünntes Gas bei hoher Temperatur ein Emissionsspektrum mit mehr oder weniger zahlreichen hellen Linien über dunklem Untergrund [erzeugt].*¹⁸ Die Be-Sterne haben demnach ein Emissionsspektrum, da sie von einer Hülle aus Atomen und in Ionen aufgespaltete Atomen umgeben sind, die in dem Licht ihrer Spektrallinien leuchten, sobald die Elektronen der Elemente von der UV-Strahlung des umschlossenen Sterns angeregt werden, eine oder mehrere Bahnen nach oben zu wechseln, bis sie auf die innerste Schale, die Bahn mit dem kleinsten Radius, zurückfallen und den dabei entstandenen Energieverlust in Form eines Photons (Lichtteilchens) abgeben.

In den Spektren von Be-Sternen sind ausgeprägte Wasserstofflinien zu erwarten, insbesondere $H\alpha$ (6562,8), $H\beta$ (4861,3), $H\gamma$ (4340,5), $H\delta$ (4101,7) sowie $H\epsilon$ (3970,1). Des Weiteren findet man neutrales Helium (HeI) an mehreren Stellen, z.B. 4009,3 oder 4437,5.¹⁹ Trotzdem muss das Spektrum eines einzelnen Sterns nicht zwangsläufig identisch sein, sondern verändert sich je nach Sicht auf die Scheibe.

17 Abschnitt frei zitiert nach Michael Winkhaus, Diplomarbeit: „Einleitung- Übersicht über Eigenschaften und die Problematik der Be-Sterne“

18 Neil F. Comins, „Astronomie- Eine Entdeckungsreise zu Sternen, Galaxien und was sonst noch im Kosmos ist“ (Spektrum Akademischer Verlag Heidelberg 2011), S.117

19 http://www.shelyak.com/dossier.php?id_dossier=24&lang=2 (04.05.2017)

Wissenschaftler stellen sich die Frage, aus welchem Material die Scheiben bestehen, wobei sich drei Modelle etabliert haben:

Erstens gibt es das Pulsationsmodell: Im Jahr 1998 wurden nicht radiale Pulsationen entdeckt. Das bedeutet, dass sich ein Teil der Oberfläche des Sterns nach innen und ein anderer Teil nach außen bewegt. Dieses Modell ist jedoch nicht umfassend erforscht.

Zweitens wird von manchen Wissenschaftlern das Sternwindmodell vertreten: Durch den Strahlungsdruck und die hohe Rotation, werde die äußere Schicht der Photosphäre weggeblasen und formiere sich zu einer Gasscheibe. Genauso wie das Pulsationsmodell ist dieses Modell aber unklar und enthält eine paar Schwierigkeiten.

Drittens gibt es das Doppelsternmodell, das besagt, dass die Be-Sterne zwei sich eng umkreisende Sterne seien, sogenannte Doppelsterne, bei dem der B-Stern Masse von dem Begleitstern erhalte, aus der sich eine Akkretionsscheibe aus zum Stern fallendem Material bilde. Die Scheibe im Pulsations- und im Sternwindmodell ist hingegen eine Ausscheidungsscheibe, also eine Scheibe, die aus vom Stern ausgestoßenem Material besteht.

Insbesondere aufgrund deutlich breiteren photosphärischen Absorptionslinien, zum Beispiel HeI , in den Spektren der Be-Sterne, kann man von einer hohen Rotationsgeschwindigkeit ausgehen. Da die Rotationsachse der Sterne unter einem unbekannten Winkel zu dem Beobachter steht, kann nicht die wahre Rotationsgeschwindigkeit v am Äquator gemessen werden, sondern immer nur die auf die Beobachtungsrichtung projizierte Geschwindigkeit $v \sin i$. Die volle Wirkung der Radialgeschwindigkeit gibt es wenn man auf den Äquator blickt, da die Inklination dort $i = 90^\circ$ beträgt und $\sin(90) = 1$ beträgt. Dementsprechend bekommt man bei $i = 0^\circ$, also bei Blick auf den Pol des Sterns, die geringste Wirkung, da $\sin(0) = 0$.

Wie kann man sich nun einen Be-Stern vorstellen? ²⁰ Das aktuelle wissenschaftliche Modell eines Be-Sterns lautet, dass es sich um einen Stern mit einer Temperatur von ca. 30.000 – 110.000 Kelvin handelt, der aufgrund seiner schnellen Rotation keine Kugelform besitzt, sondern vielmehr abgeplattet ist. Umgeben ist der Stern von einer deutlich kühleren Gashülle, die aufgrund der Sternrotation eine geringe Ausdehnung an den Polen des Sterns und die größte um seinen Äquator besitzt. Die Hülle ist demnach nicht kugel-, jedoch ring- beziehungsweise scheibenförmig. Der Durchmesser der Gasscheibe ist daher deutlich größer als die des Sterns: Die Scheibe hat einen Durchmesser, der ungefähr fünf- bis zehnmal so groß ist, wie der zu ihr gehörende Be-Stern.

20 Frei zitiert nach Michael Winkhaus, Diplomarbeit: „Einleitung- Übersicht über Eigenschaften und die Problematik der Be-Sterne“

3.3.3 Gestalt der H α -Spektren der Be-Sterne

Die wichtigen H α -Spektrallinien können in dem Spektrum eines Be-Sterns besondere Formen annehmen, wofür es mehrere Gründe gibt.

Erstens, entstehen durch die hohe Rotationsgeschwindigkeit, wie eben bereits erläutert, breite Absorptionslinien.

Zweitens, gibt es durch die starke UV-Strahlung des Sterns viele Atome, deren Elektronen sich im angeregten Zustand befinden, und die deshalb Strahlung emittieren. Durch die unterschiedliche Rotationsgeschwindigkeit der inneren Hülle und des Sterns entstehen schmalere Emissionslinien.

Drittens, wird ein Teil der aus dem Kern stammenden Strahlung von der kälteren Gashülle absorbiert, woraus eine schmale Absorptionslinie folgt.

Wenn man die drei Komponenten überlagert, erhält man das für Be-Sterne typische Spektrum. Wichtig ist dabei, dass die Gestalt des Spektrums von dem Weg abhängt, den das Licht durch die Gashülle zurücklegen muss: Je länger der Weg durch die Hülle ist, desto mehr Strahlung wird absorbiert, desto stärker sind die Absorptionslinien im Spektrum. Deshalb ist es logisch, dass auch der Blickwinkel des Beobachters eine Rolle spielt. Wenn man bei $i = 90^\circ$ auf den Stern blickt, spricht auf die Hülle, dann muss das Licht den längsten Weg durch das Gas zurücklegen. Dementsprechend wird am wenigsten Licht absorbiert, wenn auf den Sternpol geschaut wird ($i = 0^\circ$).

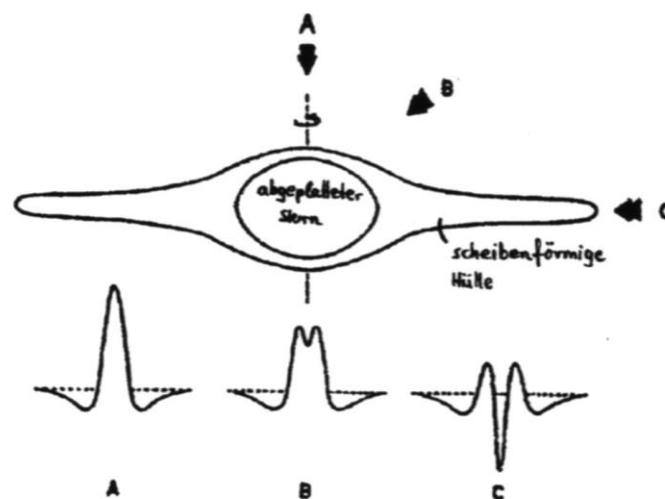


Abb.9: Rotationsmodell von O. Struve , Emissionslinienprofile bei Inklination²¹

$i = 0^\circ$ (A), $i = 45^\circ$ (B) und $i = 90^\circ$ (C)

21 O. Struve, Sklettebak, „The Be-Stars“ (1979), S.547

Wenn man den Stern durch die Hülle hindurch betrachtet, dann erscheint die Emissionslinie gipfelförmig, was mit dem Dopplereffekt zusammenhängt. Wenn sich der Bereich der Scheibe, der emittiert, von dem Beobachter weg bewegt, dann wird die Wellenlänge in den größeren Bereich verschoben. Sobald er sich zu dem Betrachter hin bewegt, wird die Strahlung der Linie zu kleiner Wellenlängen verschoben (vgl. Abb.10).

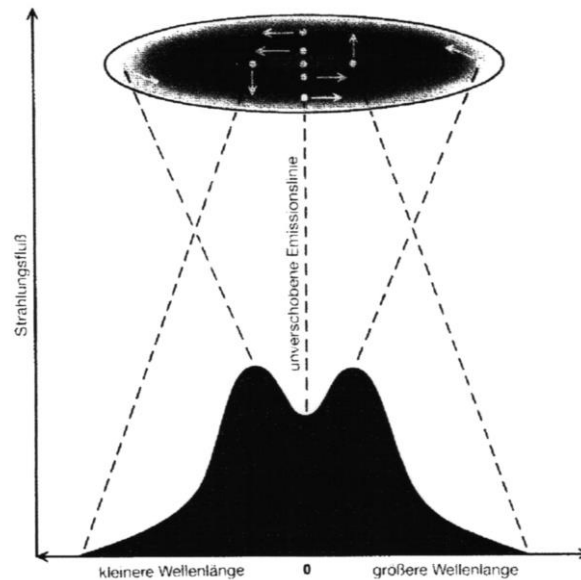


Abb.10: Kinematische Formung von Emissionslinien durch den Dopplereffekt²²

3.4. Darstellung des Modells des Be-Sterns gamma Cas²³

Die heutige Modellvorstellung des Sterns γ Cas lautet wie folgt: Es handle sich um einen Be-Stern mit einer ihn umgebenden Gasscheibe, die keine kreisförmige, sondern eher eine ovale Form besitzt. An den breiteren Stellen herrscht ein langsamer Sternenwind von ungefähr 200 km/h, während er an den schmalen Stellen zehnmal so schnell, nämlich 2000 km/h, ist. Durch die unterschiedlichen Geschwindigkeiten entstehen entweder dünne Linien, bei langsamer Geschwindigkeit, oder dicke Linien, bei hoher Geschwindigkeit, im Sternenspektrum. Des Weiteren gibt es eine hohe Energiedifferenz zwischen dem Stern und seiner Scheibe: Der Stern besitzt eine Effektivtemperatur von ca. 30000 K. Dadurch, dass kurz nach der Photosphäre des Sterns eine hohe Energie vorliegt, kann das He-Atom zum Leuchten gebracht werden. In dem in der Abbildung blau eingefärbten Bereich ist die Energie etwas geringer, es ist die Energie vorhanden, die benötigt wird, um den Übergang des Elektrons im Wassermolekül von $n=2$ zu $n=4$ anzuregen,

²² Entnommen aus Michael Winkhaus, Diplomarbeit „Einleitung- Übersicht über Eigenschaften und die Problematik der Be-Sterne“

²³ Ernst Pollmann, PowerPoint, „Spektroskopisch interessante Objekte mit Spektrographen beobachtet – Portrait des Doppelsternsystems γ Cassiopeiae

im Spektrum wird die $H\beta$ - Linie der Balmer-Serie sichtbar. Die $H\alpha$ -Linie kommt hingegen dadurch zustande, dass die Energie erreicht wird, die notwendig ist, um den $H\alpha$ -Übergang zwischen $n=2$ und $n=3$ möglich zu machen. Da dafür nur verhältnismäßig wenig Energie benötigt wird, geschieht dies in dem äußeren Bereich der Scheibe.

Forscher versuchen durch die Messung der Linienbreite in verschiedenen Wellenlängen auf die Größe des Sterns zu schließen. In der $H\alpha$ -Länge erscheint der Stern mit seiner Scheibe achtzehn Sonnenradien (18 R) groß, in $H\beta$ hingegen nur 8,5 R. Der Stern an sich hat nur einen Radius von 2 bis 2,3 R (vgl. Abb.11)

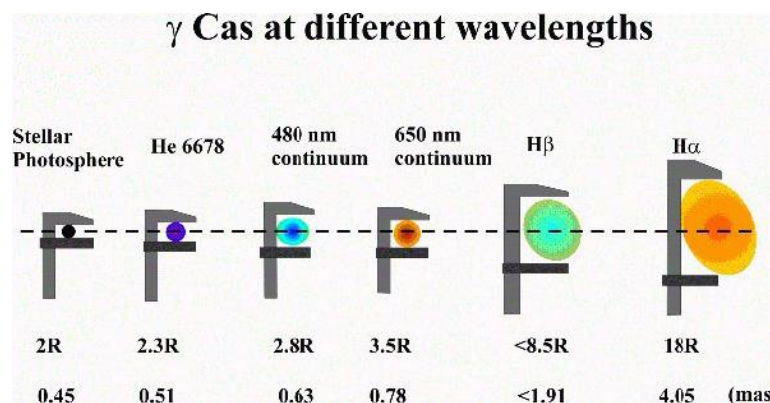


Abb.11: γ Cas bei verschiedenen Wellenlängen²⁴

Wahrscheinlich handelt es sich bei γ Cas um ein Doppelsternsystem. Dieses Modell wird dadurch begründet, dass sich die Geschwindigkeit des Sterns periodisch verändert, was aus unterschiedlichen Messergebnissen unabhängiger Forscher hervorgeht, die zu einer Langzeitbeobachtung des Sterns zusammengetragen werden. Daher kann auf eine andere Sternkomponente geschlossen werden, durch die die periodische Wechselwirkung entsteht, zum Beispiel wäre ein Neutronenstern auf einer kreisförmigen Umlaufbahn um γ Cas möglich (vgl. Abb. 12).



Abb.12: Künstlerische Vorstellung Be-Sterns γ Cas mit einem Neutronenstern²⁵

24 Ernst Pollmann, PowerPoint, „Spektroskopisch interessante Objekte mit Amateur-Spektrographen beobachtet – Portrait des Be-Doppelsternsystems γ Cassiopeia“

4. Teleskope und Zubehör des Schülerlabors

4.1 CDK20-Spiegelteleskop

Das Planewave CDK20-Teleskop mit 50cm Öffnung ist das neue Hauptteleskop des Schülerlabors Astronomie des Carl-Fuhlrott-Gymnasiums (vgl. Abb.13).

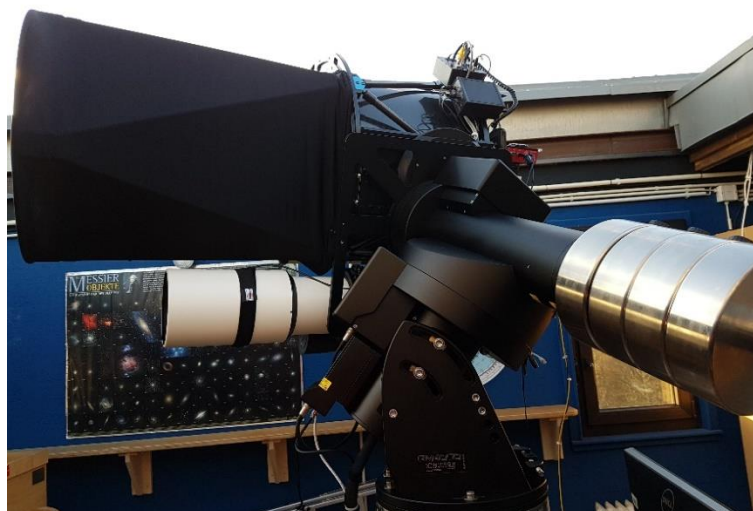


Abb.13: Planewave CDK20 Teleskop (Station 7, CFG-Sternwarte)

4.1.1 Daten zum CDK20

Technische Daten des CDK20²⁶

Öffnung	20 " (0,51m)	Back Focus	218 mm hinter der Tubusabschlussplatte, 142 mm hinter der Fokussiereinheit
Brennweite	3,454 mm	Gewicht	64 kg
Bildfeldgröße	52 mm	Tubuslänge	1151 mm
Öffnungsverhältnis	F/6,8	Obere Zelle	Gitterrohrtubus aus Kohlefaser
Obstruktion	39%	Untere Zelle	Gitterrohrtubus aus Kohlefaser, Hauptspiegel (lichtgeschützt durch Kohlefaserabdeckung)

Daten zum Haupt-/ Fangspiegel

25 http://www.alrukaba.at/cms/front_content.php?idart=1221 (zuletzt besucht am 06.04.2017)

26 Die technischen Daten wurden von der Website <http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave.htm/cdk-20.htm> kopiert (24.04.2017)

Daten	Hauptspiegel	Fangspiegel
Durchmesser	520 mm	190,5 mm
Öffnungsverhältnis	F/3	-
Material	Austemperiertes Pyrex	Austemperiertes Pyrex
Form	Elliptisch	Spärisch

Weitere technische Details

<i>Tubus</i>	Gitterrohrtubus aus Kohlefaser (Minimierung thermischer Probleme und Fokusdrift)
<i>Streulichtschutz</i>	Streulichteinlagen ebenfalls aus Kohlefaser, (...). Die untere schützt den Hauptspiegel zudem gegen Schmutz und unabsichtliche Beschädigungen.
<i>Montage</i>	Temperaturstabilisierte Schwalbenschwanzaufnahme → Aluminium kann sich ausdehnen, ohne dass sich die mechanischen Lageänderungen auf den Tubus übertragen. Montage über eine 8" Schwalbenschwanzplatte für deutsche Montierungen oder 8" beidseitig für Gabelmontierungen.
<i>Fokussierung</i>	Schwerer und - über fünf Führungen – (...) Okularauszug mit 90 mm freiem Innendurchmesser. Fokusweg :25.4 mm.
<i>Spiegelbelüftung</i>	3 Lüfter → schnelle Austemperierung des Hauptspiegels. Ein-/Ausschalten: am Tubus (zusätzliches Zubehör verfügbar)
<i>Transportgröße</i>	Versandgröße: 1.5 x 0.8 x 0.9 m
<i>Gewicht</i>	133 kg

4.1.2 Aufbau des CDK20

Das CDK20-Teleskop ist dem klassischen Cassegrain-Teleskop nach Dall-Kirkham nachempfunden. Auf der Internetseite des Anbieters *Baader Planetarium* wird es folgendermaßen beschrieben: „Es (das CDK20) besteht aus einem elliptisch gekrümmten Hauptspiegel, einem sphärischen Fangspiegel und einem 2-linsigen Feldkorrektor“²⁷ (vgl. Abb.14).

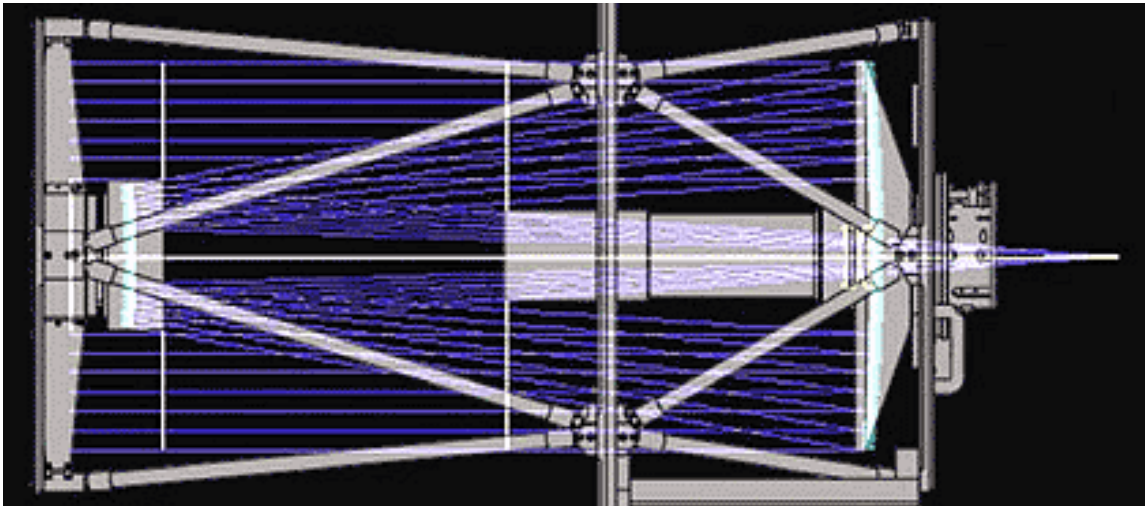


Abb.14: Aufbau des Teleskops 28

(c) Baader Planetarium GmbH

4.1.3 Vorteile des CDK20²⁹

Der größte Vorteil des CDK20 ist die hohe Bildqualität, die aus dem Aufbau des Teleskops resultiert. Im Folgenden wird ein Diagramm gezeigt, das diesen Qualitätsunterschied anschaulich darstellt.

„Im ersten Diagramm (vgl. Abb.15) zeigt die linke Spalte eine Beugungsbild Simulation für eine 20" CDK Optik, die rechte Spalte, das daraus berechnete Spotdiagramm. [Unter einem Beugungsbild versteht man, dass das Licht gebeugt wird, wenn es eine Begrenzung des Strahlengangs gibt, die senkrecht zur Ausbreitungsrichtung liegt.³⁰] Die kleinen Quadrate im Diagramm haben eine Kantenlänge von 9 Mikrometer (0.009 mm - eine gängige Pixelgröße der meisten CCD Kameras mit großen Chipabmessungen). Auf der optischen Achse [, das

27 <http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave.htm/cdk-opt-design.htm> (26.04.17)

28 <http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave.htm/cdk-opt-design.htm> (26.04.17)

29 Der folgende Abschnitt basiert auf Angaben der Website <http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave.htm/cdk-opt-design.htm> (26.04.2017)

30 <http://www.physi.uni-heidelberg.de/~eisele/schuelerlabor/VersuchOptischeAbbildung.pdf> (26.04.2017)

bedeutet der Symmetrieachse eines rotationssymmetrischen optischen Systems^{31]} zeigt das Spotdiagramm (rechte Spalte) einen Durchmesser von nur 2 Mikrometer RMS. Außeraxial bei 12 mm Abstand 4- und bei 21 mm Abstand von der optischen Achse den (...) Wert von nur 6 Mikrometer (RMS). [Als ein Spotdiagramm bezeichnet man die „Gesamtheit der Strahldurchstoßpunkte in einer Bildebene“.^{32]} Die Abbildungsqualität der Optik ist nur noch von den Seeing-Bedingungen und der Qualität der Nachführung abhängig.“ Wie man in dem Diagramm sehen kann, ist das Spotdiagramm, vorausgesetzt, dass das Teleskop keine Abweichung von der optischen Achse hat, punktförmig (vgl. erste Spalte). Für den Fall, dass die Abweichung größer sein sollte, ist das Diagramm dennoch sehr genau, was für die Abbildungsqualität des CDK20 spricht.

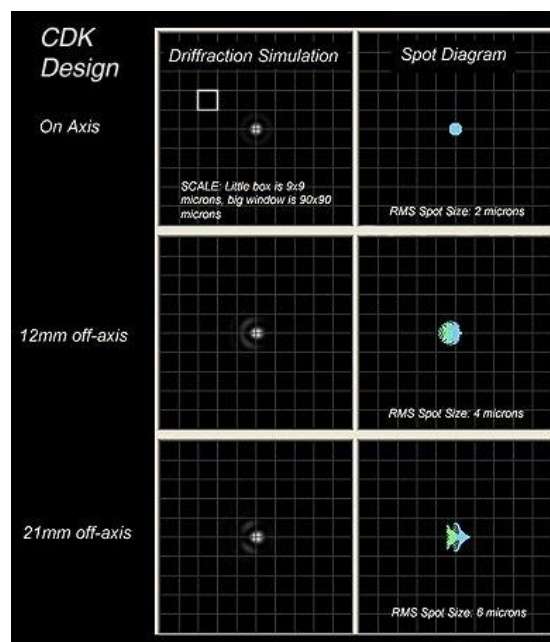


Abb.15 (links): Beugungsbild und daraus berechnetes Spotdiagramm des CDK20

(c) Baader Planetarium GmbH

4.2 10Micron GM4000HPS-Montierung

Seit dem 29.09.2016 verfügt die Sternwarte des CFGs über eine 10Micron GM4000HPS-Montierung der Firma *Baader Planetarium*. HPS steht dabei für **H**igh **P**recision and **S**peed^{33]}, zu Deutsch „Hohe Präzision und Geschwindigkeit“.

31 [https://de.wikipedia.org/wiki/Optische_Achse_\(Optik\)](https://de.wikipedia.org/wiki/Optische_Achse_(Optik)) (26.04.2017)

32 <http://www.spektrum.de/lexikon/optik/spotdiagramm/3183> (26.04.2017)

33 <http://10micron.de/products/gm-4000-hps/gm-4000-hps-montierung-1454010/> (27.06.2017)

Besonderer Dank gilt der Wilhelm und Else Heraeus-Stiftung, die die Anschaffung ermöglichte.³⁴

4.2.1 Daten zur Montierung³⁵

<i>Name</i>	GM4000HPS II
<i>Montierung</i>	Parallaktische Montierung, dt. Typ
<i>Gewicht (ohne Zubehör)</i>	Ca. 125 kg
<i>Max. Traglast</i>	150 kg
<i>Breitengradbereich</i>	20° - 70°
<i>Azimut Feineinstellungsbereich</i>	± 10°
<i>Gegengewichtsstange</i>	60 mm Durchmesser, Edelstahl, 13 kg Gewicht
<i>Achsen</i>	Ra. 85mm/ Dek. 80 mm Ø legierter Stahl
<i>Lagerung</i>	Vorgespannte konische Rollenlager
<i>Schneckenräder</i>	Ra. 430 Zähne, 330 mm Ø, B14 Bronze Dek. 315 Zähne, 244 mm Ø B14 Bronze
<i>Schnecke</i>	32 mm Ø, vergüteter legierter Stahl
<i>Motoren</i>	2 Achsen, AC Servo, bürstenlos
<i>Stromversorgung</i>	24 V DC
<i>Strombedarf</i>	~ 1 A bei Nachführung ~ 5 A bei max. Geschwindigkeit ~ 6 A Peak
<i>Go-to-Geschwindigkeit</i>	2°/s – 8°/s (einstellbar)
<i>Arbeitstemperatur</i>	-15°C bis + 35°C
<i>Lagertemperaturbereich</i>	-40°C bis + 50°C
<i>Kraftübertragung</i>	Backlash-freies System mit Zahnriemen und automatischer Backlash-Korrektur
<i>Pointierungsgenauigkeit</i>	< 20"
<i>Mittlere Nachführgenauigkeit</i>	~ 1" typisch für 15 Minuten
<i>Datenbasis</i>	Sterne Sonnensystem: Sonne, Mond und Planeten; Asteroiden, Kometen und künstliche Satelliten
<i>Steuerung: Keypad</i>	Handcontroller: Alle Funktionen der Montierung können ohne PC gesteuert werden.
<i>Computer</i>	Eingebautes WiFi für Verbindung mit Smartphones, Tablets und beliebigen drahtlosen Netzwerken

³⁴ <http://newsite.cfg.wtal.de/2016/09/29/neues-teleskop-fuer-die-cfg-sterne-warte/>
(27.04.2017)

³⁵ Alle Informationen wurden der Seite <http://10micron.de/products/gm-4000-hps/gm-4000-hps-montierung-1454010/> (27.04.2017) entnommen, die das Produkt verkauft.

4.2.2 Vorteile der Montierung

Das besondere dieser Montierung ist, dass sie einen Absolut-Encoder an beiden Achsen besitzt, durch die die Himmelsobjekte besonders präzise angesteuert werden können. Für die Arbeit an der Sternwarte eignet sich diese Montierung besonders deshalb, da sie sowohl über ein Handbediengerät (Keypad) direkt an ihr, als auch per Computer aus dem Kontrollraum gesteuert werden kann, wodurch die Arbeit in Gruppen und bei kalten Temperaturen ohne Probleme möglich ist (vgl. Abb.17, Abb.18 und Abb.19).



Abb.17 (links): 10Micron GM4000HPS-Montierung (Station 7, CFG-Sternwarte)

Abb.18(rechts): Keypad ; Abb.19 (unten): Kontrollraum

5. Beschreibung der Videokamera SBIG STF 8300M

Bei der im Versuch verwendeten Kamera handelt es sich um die SBIG STF 8300M von der Firma BAADER PLANETARIUM (vgl. Abb.20). Diese Kamera nimmt monochrome, das bedeutet einfarbige, Videos auf. Sie ist eine Full Frame Transfer CCD-Kamera, die einen Sensor besitzt, dessen vollständige Sensorfläche lichtaktiv ist, wodurch es zu einer maximalen Helligkeitsempfindlichkeit kommt, dadurch ist diese Art Videokamera besonders für die Astronomie geeignet, da auch lichtschwache Objekte über eine längere Zeit aufgenommen werden können.³⁶ Durch die eingestellte dauerhafte Kühlung des Chips der Kamera gibt es einen sehr geringen Dunkelstromanteil (0,02e/Pixel/Sek. bei einer Temperatur von -10 °C), wodurch das Hintergrundrauschen minimal ist, was die SBIG STF 8300M besonders für exakte Aufnahmen genutzt werden kann.

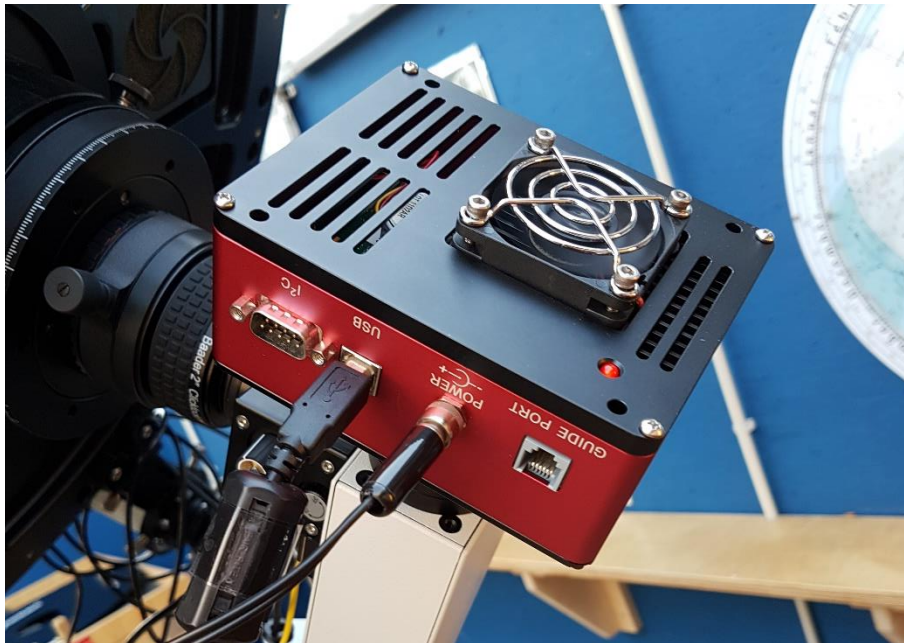


Abb.20: SBIG STF 8300 Videokamera

Des Weiteren wird als Guiding Kamera die Celestron Skyris 274M (vgl. Abb.21) benutzt. Mit ihr blickt man während des Versuchs auf den Spalt des Spektrografen. (Für weitere Informationen siehe „Durchführung des Experiments“.)

36 <http://www.vision-doctor.com/kamera-grundlagen/ccd-sensor/fft-ccd.html> (23.02.2017)

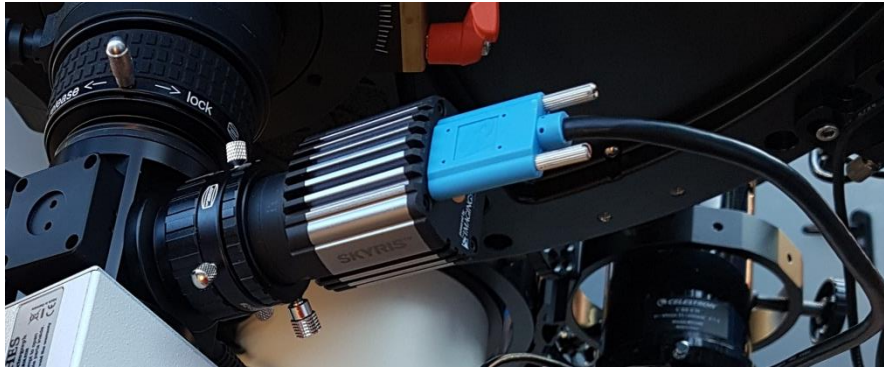


Abb.21: Guiding Kamera (Celestron Skyris 274M)

Technische Daten³⁷

Chip	Full Frame Transfer Kodak KAF 8300 Chip mit Anti Blooming Funktion und Mikrolinsentechnik
Chipgröße	17,96 x 13,52mm
Anzahl der Pixel	3,326 * 2504Pixel(8.3M)
Full Frame Downloadzeit	< 1 Sekunde
Größe	18 * 13,5 mm, diagonal22,5mm
Pixelgröße	5,4my * 5,4my
Quanteneffektivität	Bei 540 nm – 54%
Dunkelstrom	extrem gering, 0,002e/Pixel/s bei –10°C
AD Konverter	16 bit Auflösung
Spannungsversorgung	12V/3A_max
Kühlung	-40°C von der Außentemperatur
Temperaturregulierung	+ / - 0,1°
Binning Modes	1x1, 2x2, 3x3, etc. - 15x15
Full Frame Download	Weniger als 1 Sekunde

37 Die technischen Daten wurden den Websites <http://www.sbig.de/stf-8300/stf-8300.htm>
(23.04.2017) und <http://www.sbig.de/stf-8300/stf-8300-techdat.pdf> (24.04.2017) entnommen.

6. Beschreibung und Funktionsweise des BACHES-Echelle-Spektrografen

6.1 Beschreibung des Spektrografen

Der BACHES-Echelle-Spektrograf (vgl. Abb.22) ist ein von ESO-Wissenschaftlern und der Firma Baader Planetarium GmbH entwickelter professioneller Spektrograf, der für die genaue, detaillierte Untersuchung von Spektren geeignet ist. Das Wort BACHES ist ein Acronym für *B*ASIC *E*CHelle Spectrograph; „Echelle“ ist ein französisches Nomen, das ins Deutsche übersetzt „Leiter“ bedeutet und damit schon Hinweise auf den Aufbau des Spektrografen liefert. Dieser Name hat zwei Gründe: Erstens wird ein komplettes Spektrum mit einer einzigen Aufnahme erfasst, dessen Ordnungen dann übereinander angeordnet, wie bei einer Sprosse, erscheinen. Zweitens erkennt man, wenn man den Spektrografen stark vergrößert betrachtet, dass er ein Reflexionsgitter besitzt, welches an Stufentreppen erinnert.

Technische Daten³⁸

<i>Mittleres spektrales Auflösungsvermögen</i>	R = 18000
<i>Durchgehender Spektralbereich</i>	392 nm – 800 nm
<i>Spaltgröße</i>	25 μ und 50 μ , jeweils 125 μ lang
<i>Gewicht</i>	1350 g
<i>Öffnungsverhältnis des Kollimators</i>	f/10

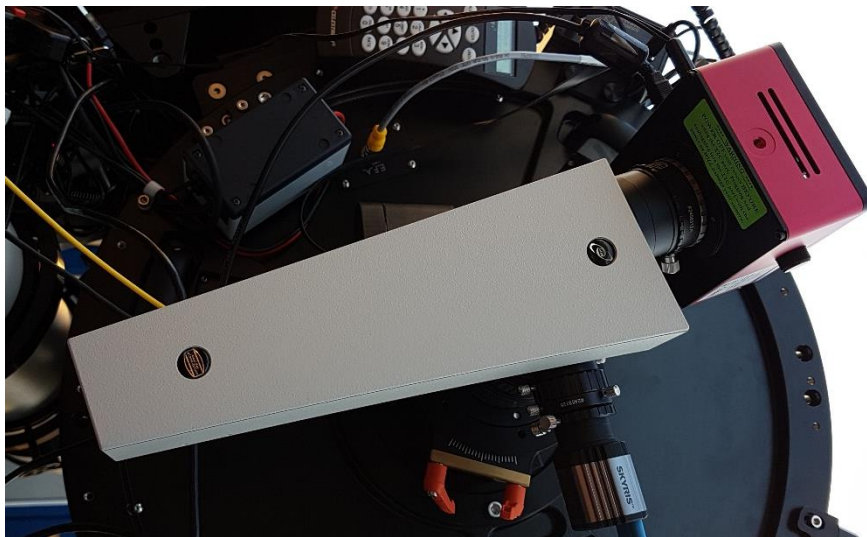


Abb.22: ECHELLE-Spektrograf (mit roter CCD-Kamera STD-8300M)

38 <http://www.baader-planetarium.de/baches/#tech-daten> (24.02.2017)

6.2 Funktionsweise des Spektrografen³⁹

Das Reflexionsgitter des Echelle-Spektrografen reflektiert an jeder Stufe beziehungsweise Furche das Licht geometrisch. Unter steilem Winkel beleuchtet, entsteht ein sich überlappendes Spektrum von ungefähr der 30 bis zur 56 Ordnungen. Diese werden durch ein um 90° gedrehtes Transmissionsgitter, dem „Cross Disperser“, Zeile für Zeile geordnet (vgl. Abb.23).

Allerdings ist die genaue Funktionsweise des Spektrografen ein Firmengeheimnis und kann daher nicht erläutert werden.

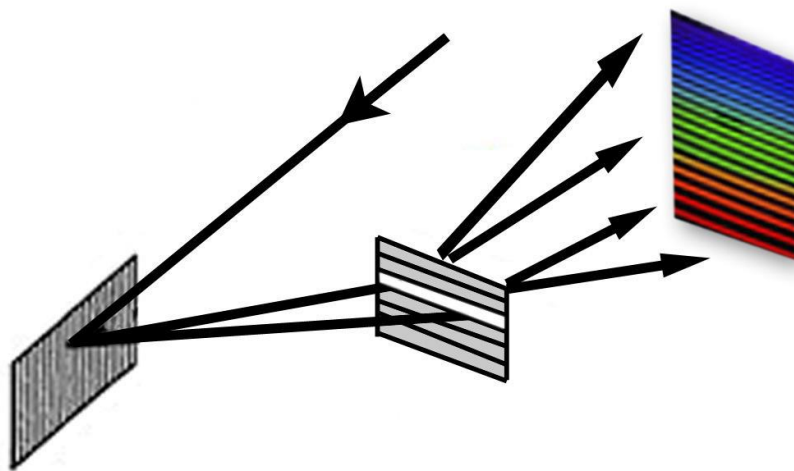


Abb.23: Funktionsweise des Echelle-Spektrografen⁴⁰

(c) Baader Planetarium GmbH

Dieser Spektrograf hat gegenüber normalen wie beispielsweise dem DADOS-Spektrografen mehrere Vorteile. Erstens hat er eine deutlich bessere Auflösung, wodurch exaktere Messergebnisse erzielt werden. Zweitens sind alle Ordnungen des Spektrums gleichzeitig sichtbar, während bei einem handelsüblichen Spektrographen immer nur ein Teil des Spektrums betrachtet wird, während der Rest nicht sichtbar ist. Der Vorteil des Echelle-Spektrografen liegt also darin, dass gleichzeitig unterschiedliche Aspekte in dem Spektrum erkennbar sind, zum Beispiel Veränderungen in $H\alpha$ und He.

6.3 Remote Calibration Unit (RCU)⁴¹

Die RCU (vgl. Abb.24) enthält eine Thorium-Argon-Lampe (ThAr) sowie eine Halogen-Flatfield-Lampe, die mit einem Steuerkabel und einem Glasfaserkabel mit

39 Siehe Fußnote 38

40 BACHES Echelle Spektrograph Tutorial

41 <http://www.baader-planetarium.de/baches/#tech-daten> (24.02.2017)

dem BACHES verbunden werden können. Man verwendet sie, um eine Wellenlinienkalibrierung vorzunehmen. (Für weitere Informationen siehe „Durchführung des Experiments“.)

Technische Daten

<i>Referenzlampen</i>	ThAr-Lampe Halogen-Lampe
<i>Größe</i>	215 mm x 125mm x 320 mm (Breite x Höhe x Tiefe)
<i>Gewicht</i>	5,6 kg
<i>Stromversorgung</i>	230 V



Abb.24: RCU

7. Experimenteller Aufbau

Im Folgenden wird der experimentelle Aufbau für das Experiment beschrieben, dessen wichtigste Bestandteile zuvor ausführlich dargestellt wurden (siehe Kapitel 4, 5 und 6). Durch Fotos wird gezeigt, wie die einzelnen Teile aneinander gebaut werden.

In Station 7, einer überdachten Schülerforschungsstation der schuleigenen Sternwarte, befinden sich die GM4000 Montierung sowie das CDK20 Teleskop (vgl. Abb.3). Diese Vorrichtung wird nicht wie an den anderen sechs Stationen nach Benutzung abgebaut, sondern bleibt immer aufgebaut, was folgende Vorteile hat: Erstens, kann spontan beobachtet werden; zweitens, ist das Teleskop vor Regen- und Schneefall geschützt und kann daher ohne Beschädigung aufgebaut bleiben; drittens, ist das Teleskop so schwer (113 kg), sodass es unmöglich ist, das Teleskop mit Muskelkraft zu bewegen. Zusätzlich steht die Montierung auf einem extra gegossenen Betonsockel, wodurch Erschütterungen, zum Beispiel durch laufende Personen, abgedämpft werden (vgl. Abb.25).

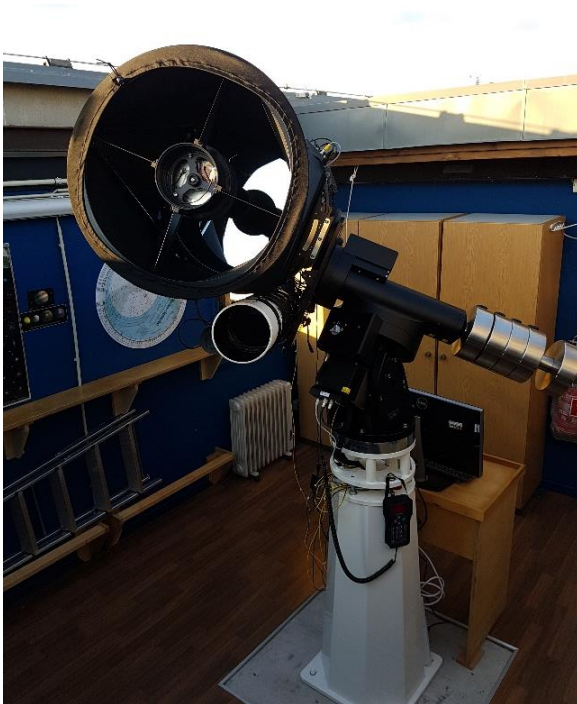


*Abb.25: CDK20 Teleskop (schwarzes Teleskop),
GM4000 Montierung mit Gegengewichten,
Säule und Betonsockel*

Der ECHELLE-Spektrograph wird am zweiten Brennpunkt des CDK20 Teleskops angeschlossen (vgl. Abb.26).

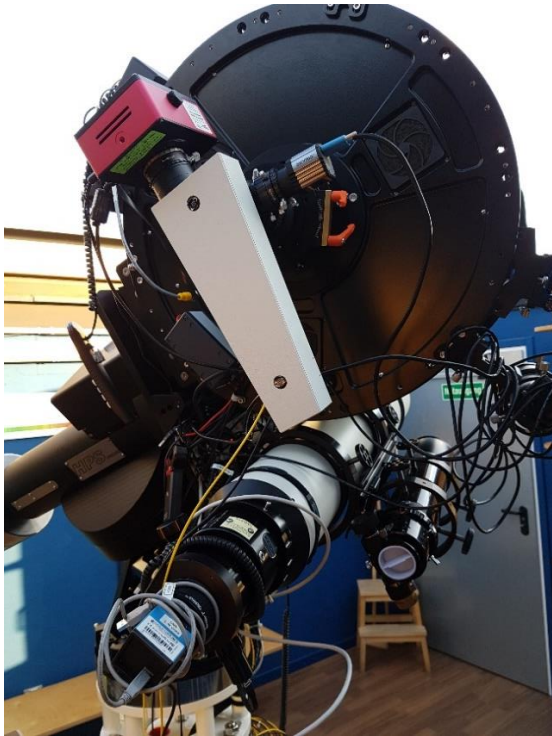


Abb.26: *ECHELLE-Spektrograph (weiß), Videokamera SBIG STF 8300M (rote Kamera), Guiding Kamera Celestron Skyris 274M*

Jetzt muss das zu beobachtende Objekt nur noch angefahren werden (vgl. Abb.27).



Abb.27: *CDK20 Teleskop (schwarzes Teleskop),
GM4000 Montierung mit Gegengewichten und Säule*

8. Durchführung des Experiments

Bevor man mit dem eigentlichen Experiment beginnen kann, ist es notwendig, ein paar Vorkehrungen zu treffen, damit der Versuch bestenfalls ohne Schwierigkeiten durchgeführt werden kann.

Als erstes muss das Teleskop vorbereitet werden. Das umfasst sowohl das Wegschieben des Daches der Hütte, durch die das Teleskop von Witterung geschützt wird, als auch das Anbringen wichtiger Geräte, wie zum Beispiel des BACHES-Echelle-Spektrografen und der Videokamera. (Für nähere Erklärung der verwendeten Geräte siehe „4. Teleskope und Zubehör des Schülerlabors“ sowie „5. Beschreibung und Funktionsweise der Videokamera SBIG STF 8300“ und „6. Beschreibung des BACHES-Spektrografen“). Außerdem braucht das Teleskop etwas Zeit, um sich an die Außentemperatur anzupassen, um die Ergebnisse des Experiments nicht zu verfälschen.

Damit die Ergebnisse des Experimentes für die wissenschaftliche Nutzung verwendbar sind, muss als erstes die Uhrzeit des Computers mit der Weltzeit synchronisiert werden, danach synchronisiert der PC alle 10 Sekunden durch einen Zeitserver im Internet, um die exakte Zeit anzuzeigen.

Als nächstes startet man das Programm *10Micron Clock Sync version 3.4*, das den PC mit der Montierung synchronisiert, sodass die automatische Nachführung die genaue Position des Sterns am Himmel bestimmen kann und der Stern nicht aus dem Sichtfeld herauswandert.

Danach fährt man mit dem Teleskop das zu beobachtende Objekt an, in meinem Fall den Stern γ Cassiopeiae im Sternbild Cassiopeiae, das kann entweder manuell per Handsteuerung direkt am Teleskop oder mit dem Programm *10Micron Keypad* vom Computer aus getan werden (vgl. Abb.28). Den Stern γ Cassiopeiae findet man unter „Bayer“ „gamma Cas“. Zur Überprüfung kann man am PC eine Sternkarte nutzen, die die errechnete Position des Sterns am Himmel anzeigt (vgl. Abb.28). Sie ist mit der Steuerung synchronisiert, sodass die Ausrichtung des Teleskops exakt angezeigt wird. Diese Karte hilft vor allem bei schwächeren Objekten, die man mit bloßem Auge nur schwer erkennen kann; bei γ Cassiopeiae benötigt man solche Hilfen normalerweise nicht.

und man eine möglichst kurze Zeit zwischen dem Aufnehmen der unterschiedlichen Spektren verstreichen lassen sollte, da sich äußere Einflüsse, wie beispielsweise die Außen- oder Raumtemperatur ändern können, und die Spektren dadurch nicht mehr gut untereinander verglichen werden können.

Das Programm erkennt den Spalt des Spektrographen nicht automatisch, daher muss dieser manuell eingerichtet werden. Dafür schaltet man die Halogenlampe an und wechselt die Kamera auf sie. Die Halogenlampe bietet sich hierfür an, da sie so hell ist, dass man den Spalt einfach erkennen kann. Mit dem Befehl „Define Slit“ lässt sich mit der Maus ein rotes Rechteck um den Spalt ziehen, das das Programm fortan als den Spektrographenspalt verwendet.

Als erstes nimmt man ein sogenanntes *FlatField* auf (vgl. Abb.29), ein Spektrum einer FlatLamp. Bei dieser Lampe handelt es sich um eine Halogenlampe, weshalb man ein kontinuierliches Spektrum erhält. Mit dessen Hilfe kann man später erkennen, ob es Bildfehler gibt, zum Beispiel durch Staub auf der Kamera, und diese von dem Versuchsergebnis abziehen. Dieses Verfahren heißt in der Astronomie FlatField-Abzug. Es bietet sich an mehrere kurze Belichtungen durchzuführen, zum Beispiel zehnmal vier Sekunden, damit die einzelnen Spektren später gemittelt werden können.

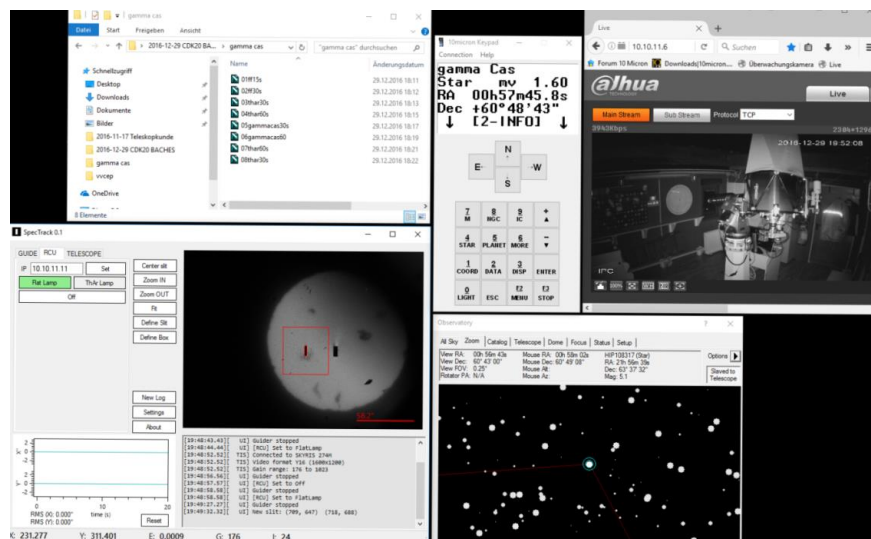


Abb.29: (links unten) Kamerabild der Halogenlampe

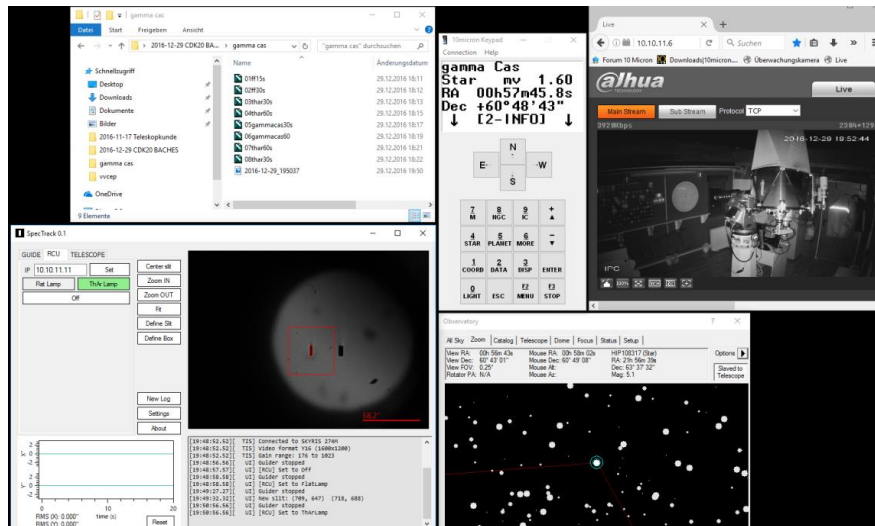


Abb. 30: (links unten) Kamerabild der Thorium-Argon-Lampe

Als zweites verwendet man eine Referenzlampe, zum Beispiel eine Thorium-Argon-Lampe (vgl. Abb.30), und spektroskopiert sie für fünfmal für 60 Sekunden. Das Spektrum dieser Lampe beinhaltet mehr als 2000 bekannte Spektrallinien, durch die man später eine Wellenlängenkalibrierung vornehmen kann.

Nun nimmt man das Spektrum des Sterns auf. Dafür schaltet man die Referenzlampen aus, wechselt zum Livebild und kontrolliert kurz, ob das Objekt noch auf dem Spalt liegt. Die Belichtungszeit muss abhängig von der Helligkeit des Objekts ausgesucht werden: Bei γ Cas handelt es sich um einen hellen Stern, daher bietet sich eine kürzere Belichtungszeit an. Ich habe sowohl 30 Sekunden belichtet (vgl. Abb. 31), als auch fünfmal 120 Sekunden, welche Belichtungszeit die richtige ist, hängt von den Beobachtungsbedingungen ab.

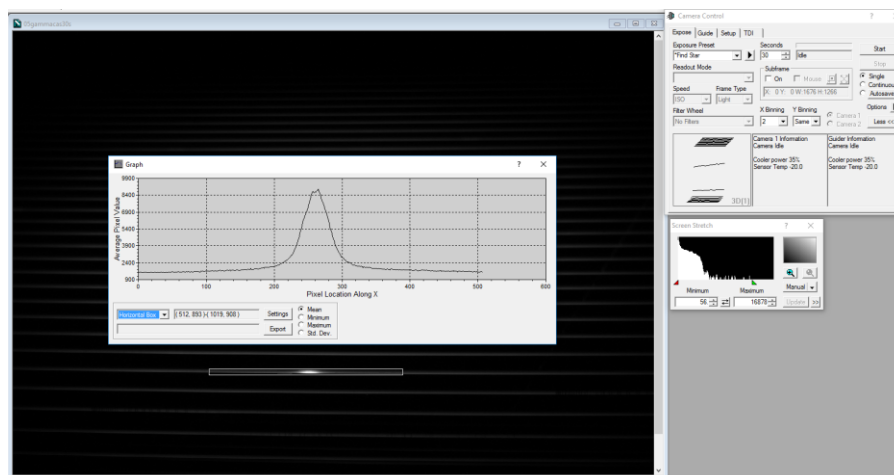


Abb. 31: Spektrum des Sterns γ Cas (30 Sekunden Belichtung) mit Intensitätsgraph

Zum Schluss nimmt man nochmals wie zu Beginn jeweils zwei Spektren der Halogen- und Thorium-Argon-Lampe auf.

9. Aufbereitung und Auswertung der Aufnahmen

9.1 Vorbereitung der aufgenommenen Sternspektren

Bevor man mit der Kalibrierung der Sternspektren anfängt, müssen die Sternspektren gemittelt und geschnitten werden, damit sie später von dem Programm ohne Probleme verarbeitet werden können. Als erstes bereitet man die Sternspektren mit dem Programm Maxim DL vor:

Alle Spektren müssen zunächst geschnitten werden. Dafür gibt man die Befehle „*Edit*“ und „*Crop*“ ein. Wichtig ist, dass die Schnittwerte für alle Aufnahmen identisch sein müssen, da die geschnittenen Aufnahmen sonst nicht mehr kompatibel sind. Man muss nicht zwangsläufig die Werte eingeben, sondern kann auch manuell das Schnittfenster auswählen. Da das Programm die Einstellungen speichert, bietet es sich an, mit dem Thorium-Argon Spektrum anzufangen, bei dem einige wichtige Linien auf keinen Fall abgeschnitten werden dürfen, da sie dem späteren Programm als Identifikationslinien dienen. Die überbelichteten Ordnungen im unteren Bereich des Spektrums sind zum Beispiel unnütz (vgl. Abb. 32).

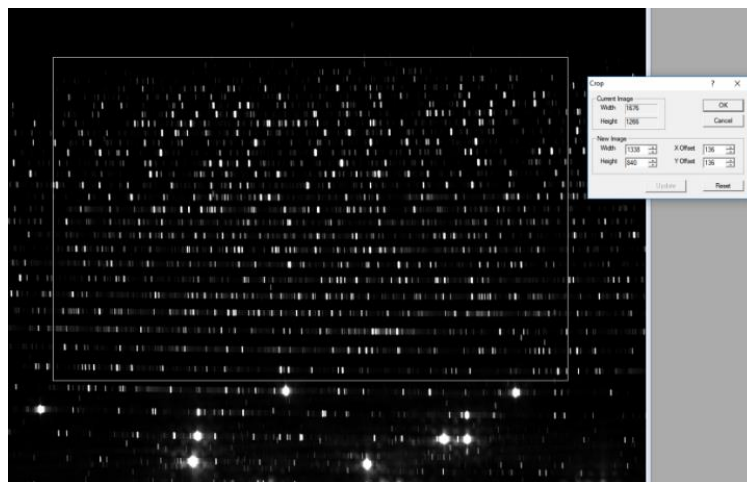


Abb. 32: Zuschnitt des ThAr-Spektrums

Die Spektren der Halogenlampe (sog. FlatFields) können nun mit den übernommenen Einstellungen geschnitten werden (vgl. Abb. 33), genauso wie die Objektspektren.

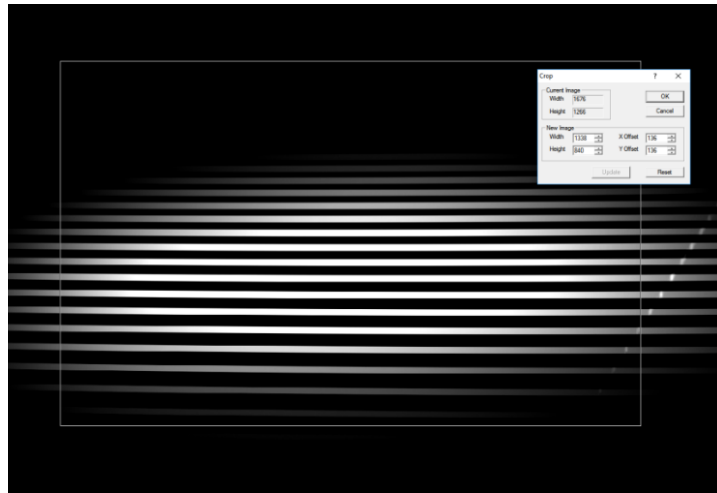


Abb. 33: Zuschnitt der FlatField-Spektren

Danach werden die ThAr- und die FlatField-Spektren mit dem Medianfilter gemittelt, dafür benötigt man die Befehle „Process“, „Stack“, „Add Images“, „Add All“, „Combine“, „Median“ und „Go“. Durch den Medianfilter werden alle Spektren übereinandergelegt, die Helligkeit an jeder Stelle gemessen und durch die Anzahl der verwendeten Aufnahmen geteilt.

Die Objektspektren kann man ebenfalls mitteln, jedoch bekommt man mit den Einzelaufnahmen exaktere Ergebnisse. Wenn man die Spektren dennoch mitteln möchte, bieten sich dafür der Medianfilter, der Averagefilter und der Summenfilter an.

9.2 Kalibrierung der Sternspektren mit Linux

Die Kalibrierung der Echelle-Spektren führt man mit der Software MIDAS durch. Da sie nur mit einem Linux-Betriebssystem funktioniert, muss man, wenn man beispielsweise Windows nutzt, eine Virtual Box starten („Oracle VM Virtual Box“), das ist ein Programm in dem man fremde Betriebssysteme starten kann. Zwischen den parallel laufenden Programmen, Linux und Windows, kann man Daten über den Austauschordner *Shared* austauschen.

Wenn man an den Daten in Linux arbeitet, sollte man einen speziellen Arbeitsordner anlegen, da es sonst zu Problemen während der Kalibrierung kommen kann.

Mit den Befehlen „File“ und „Open Terminal Here“ öffnet man das Terminalfenster. Linux arbeitet mit Kommandos und nicht mit der Maus. Die Kommandos die man verwendet, sind *inmidas* und *y*, dann *set/cont baches*. Danach *calib/baches* (Name des Flatfield-Spektrums) (Name der ThAr-Spektrums) 20 20 20 0 0.5 100. Dann sollten ein Scan des Flatfield-Spektrums und ein vertikaler Scan erscheinen, in dem man in der linken und der rechten Zeile jeweils ein Kreuzchen setzt (vgl. Abb.34).

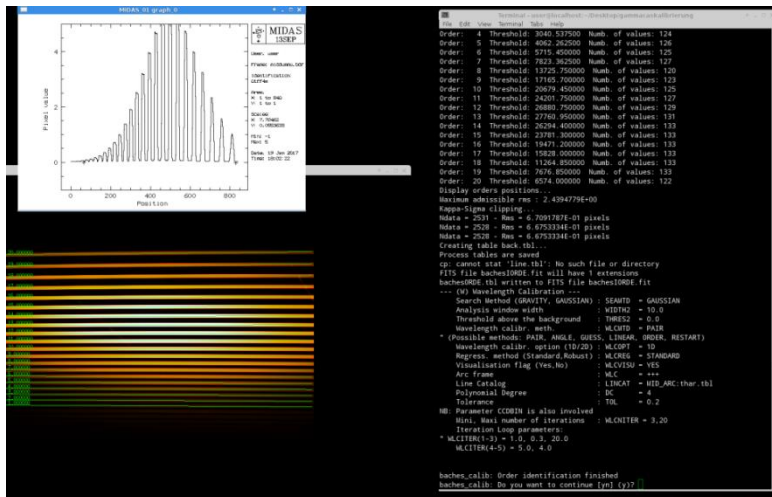


Abb. 34: Scan des Flatfields (links), Tabelle (rechts)

Dadurch versucht MIDAS die Ordnungen des Spektrums zu erkennen. Als nächstes muss man in dem Thorium-Argon-Spektrum zwei Wellenlängenpaare erkennen und diese nacheinander in der richtigen Reihenfolge anklicken:

1. Erstes Wellenlängenpaar: Spektrallinie (links): 6662.268 Å
2. Erstes Wellenlängenpaar: Spektrallinie (rechts): 6662.268 Å
3. Zweites Wellenlängenpaar: Spektrallinie (links): 4609.600 Å
4. Zweites Wellenlängenpaar: Spektrallinie (rechts): 4609.600 Å.

Mit einem Rechtsklick beendet man die Eingabe.

Automatisch zeichnet das Programm eine Tabelle auf, die die vollständige Anzahl verwendeter Linien aufzeichnet und die Quote anzeigt. Sollte diese Quote unter 50% liegen, bietet es sich an, die Kalibrierung zu wiederholen (vgl. Abb. 35)

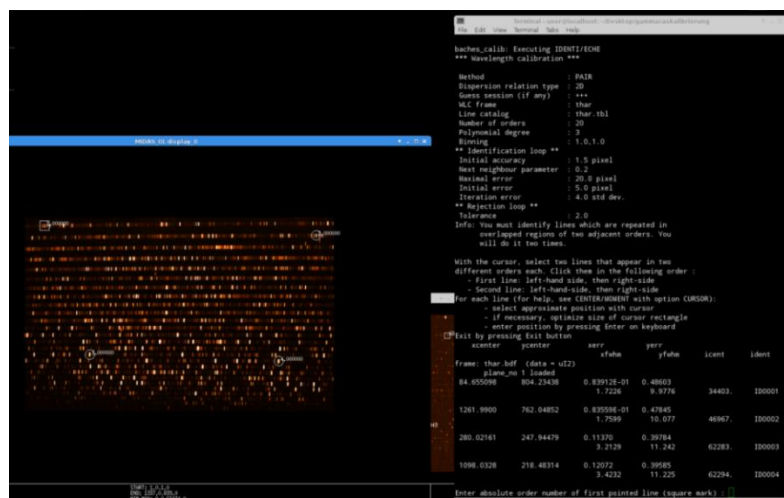


Abb. 35: ThAr-Spektrum (links), Tabelle (rechts)

Um nun die Objektspektren zu kalibrieren, gibt man das Kommando *pipeline/baches* (*Name des Objektspektrums*) ein und erhält das fertige Objektspektrum (vgl. Abb. 36).

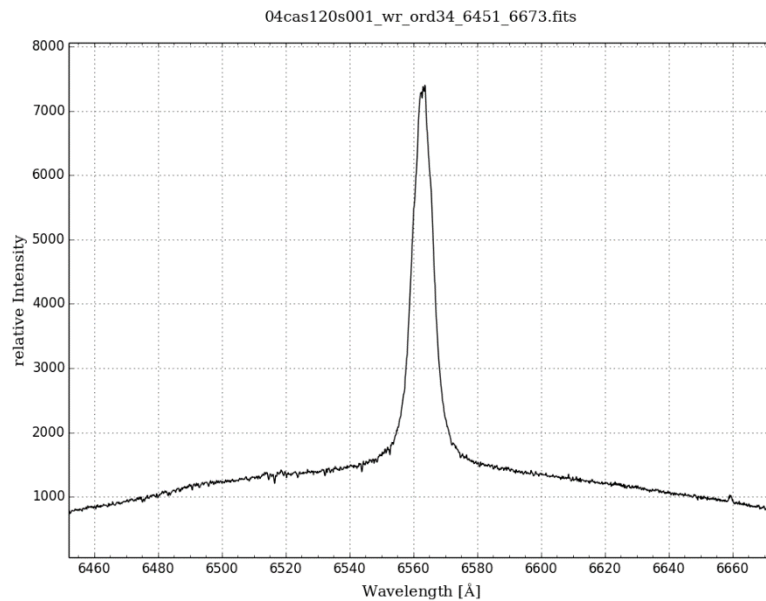


Abb. 36: Fertiges Objektspektrum ($H\alpha$ -Linie)

- ➔ Eine detailliertere Anleitung, wie man die Kalibrierung durchführt, findet man auf der Seite der Firma BAADER PLANETARIUM („Kalibrierung von BACHES Echelle-Spektren mit ESO-MIDAS“).
- ➔ http://www.baader-planetarium.de/baches/download/midas_anleitung.pdf

10. Auswertung der Spektren

Da für die Messung der relativen Strahlungsleistung in einzelnen Spektrallinien oder der Dopplerverschiebung nicht das gesamte Spektrum ausgewertet wird, sondern nur die beobachteten Spektrallinien, in diesem Fall $H\alpha$, kann auf eine Absolutkalibrierung der Strahlungsleistung verzichtet werden. Stattdessen entfernt man das sogenannte Pseudokontinuum und legt das Spektrum auf die Intensität 1.

Das Pseudokontinuum zeigt nicht das wahre Kontinuum eines Sterns, das bedeutet Intensitätsniveau eines stellaren Spektrums, sondern entsteht dadurch, dass das Licht erst durch die Erdatmosphäre, dann durch das Teleskop und zum Schluss auch noch durch den Spektrographen durchgeht. Zusätzlich verändert die Registrierung im Detektor das wahre Kontinuum.

Um es zu entfernen benutzt man das Programm „Visual Spec“: Man zeichnet in dem Rohspektrum (vgl. Abb.37) den ungefähren Verlauf des Pseudokontinuums (vgl. Abb.38) nach und lässt die Software das Rohspektrum an jeder Stelle durch den Wert des Pseudokontinuums teilen (*Execute*). Dadurch erhält man das normierte Spektrum (vgl. Abb.39), dessen Wert man dann nur noch auf eins legen muss (*Normalize*). Dieser Prozess ist manuell und abhängig von den individuellen Eindrücken des Bearbeitenden.

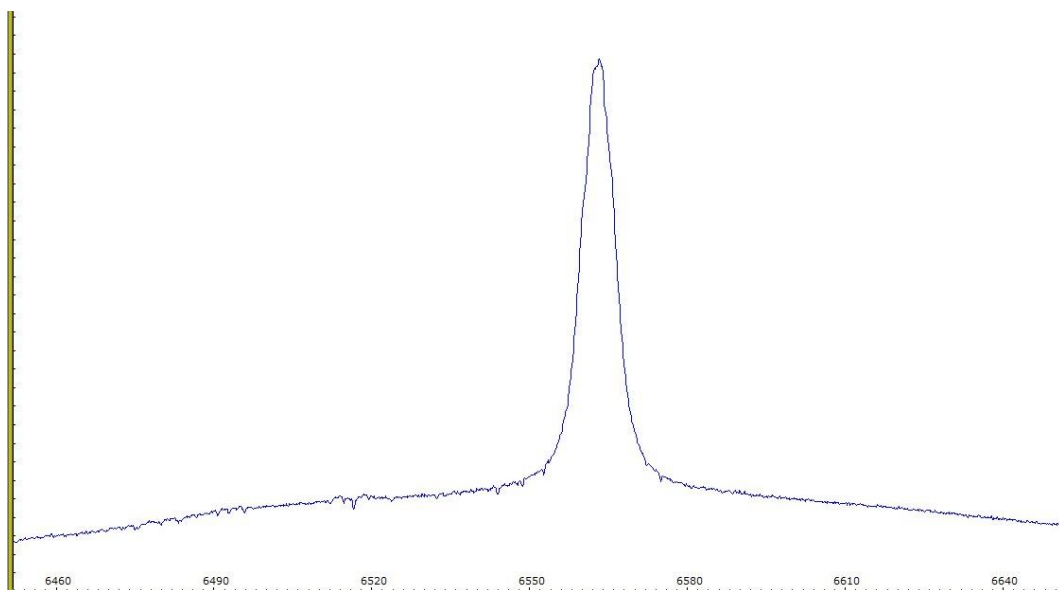


Abb.37: Rohspektrum ($H\alpha$ – Linie)

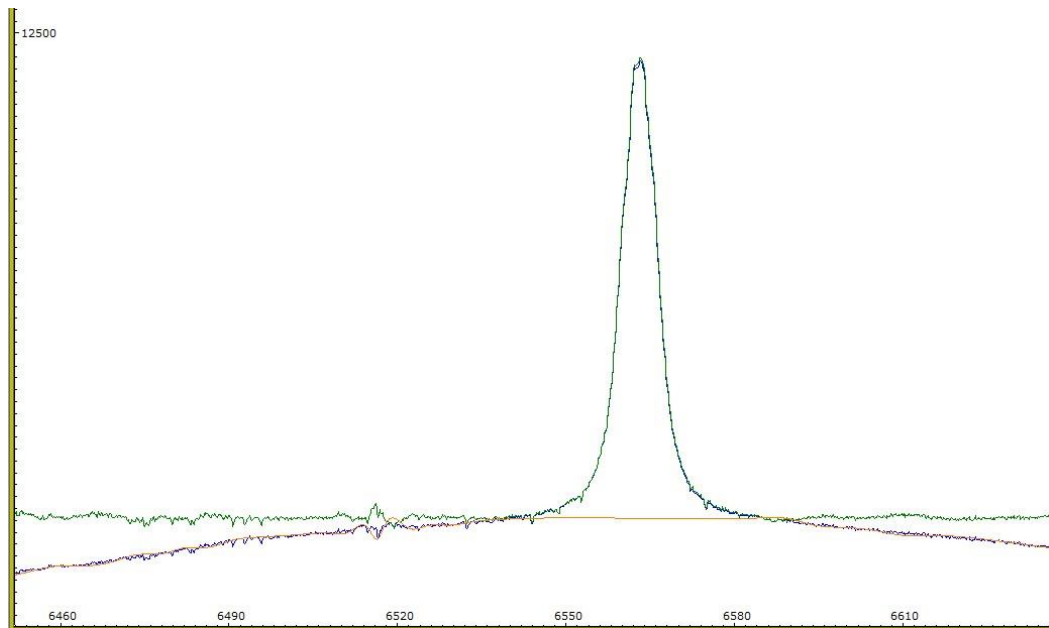


Abb.38: Rohspektrum ($H\alpha$ -Linie) → blauer Graph

Pseudokontinuum → orange Linie

Echtes Kontinuum → grüner Graph

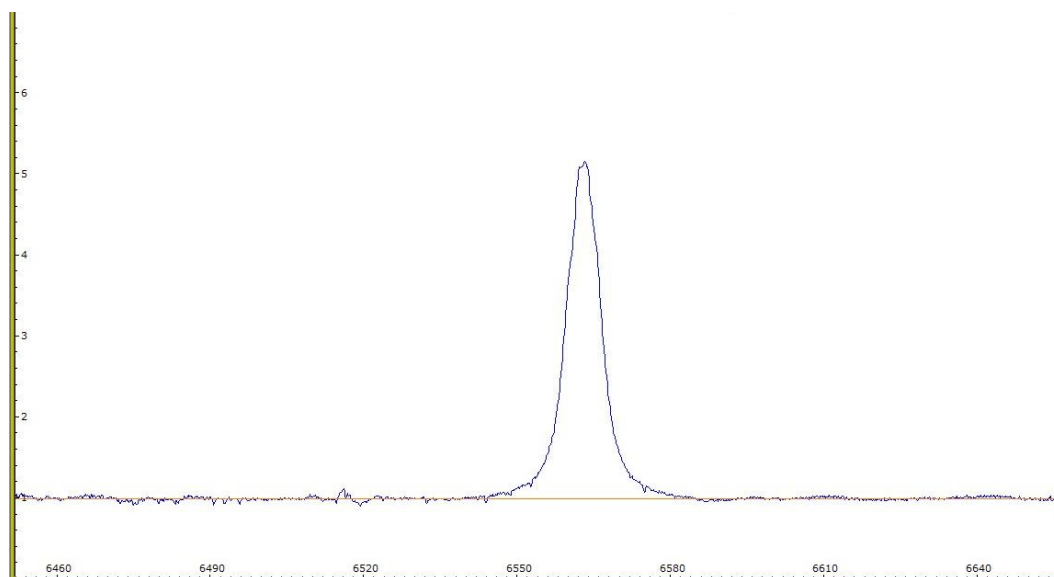


Abb.39: Auf 1 normiertes Spektrum ($H\alpha$ – Linie)

11. Darstellung der Ergebnisse

Alle Ergebnisse des Experiments sind in einer Excel-Tabelle aufgelistet. Dort sind zusätzlich allgemeine Informationen zu den Aufnahmebedingungen und die mathematischen Aspekte der Analyse und Interpretation der Spektren aufgeführt (vgl. Abb.40).

Name	Datum	Aufnahmebeginn	Belichtungszeit	Mitte der Aufnahme	JD	HJD	EW (1.Versuch)
gcas.fit	2016-08-15	21:50:05	60s	21:50:35	2457616,405	2457616,41075	-25,565
05gammacas30s.fit	2016-12-29	17:16:41	30s	17:16:56	2457752,220	2457752,22228	-27,561
06gammacas60s.fit	2016-12-29	17:17:58	60s	17:18:28	2457752,221	2457752,22116	-23,718
09gammacas300s.fit	2016-12-29	19:10:26	300s	19:12:56	2457752,300	2457752,30283	-22,970
04cas120s001.fit	2017-01-18	18:39:58	120s	18:40:58	2457772,278	2457772,27944	-27,417
04cas120s002.fit	2017-01-18	18:42:00	120s	18:43:00	2457772,279	2457772,27986	-29,793
04cas120s003.fit	2017-01-18	18:44:02	120s	18:45:02	2457772,281	2457772,28127	-27,262
04cas120s004.fit	2017-01-18	18:46:04	120s	18:47:04	2457772,282	2457772,28269	-30,406
gammacassum.fit	2017-01-18	18:39:58	600s	18:42:58	2457772,279	2457772,27984	-25,586

FWHM gem. (in Å)	FWHM korrr. (in Å)	Dopplergeschw. (in km/s)	$v \sin i$ (in km/s)	RV (in km/s)	HRV	HRV	Line Center (in Å)	SNR	Barycenter
7,704	7,697	351,601	215,429	-18,514	-19,206	-19,206	6562,4467	1,751	821,3356
7,027	7,019	320,629	193,306	26,198	-16,204	-16,204	6563,4255	1,713	804,223
7,284	7,277	332,415	201,725	6,034	-16,190	-16,190	6562,9841	0,051	1140,7109
7,197	7,19	328,441	198,886	22,187	-16,276	-16,276	6563,3377	1,765	803,5668
7,246	7,239	330,679	200,485	10,913	-19,273	-19,273	6563,0909	1,681	802,4199
7,309	7,302	333,557	202,541	11,201	-19,275	-19,275	6563,0972	1,628	833,3773
7,25	7,243	330,862	200,616	10,58	-19,276	-19,276	6563,0836	1,67	833,2752
7,321	7,314	334,105	202,932	14,645	-19,277	-19,277	6563,1726	1,619	807,9409
7,829	7,822	357,311	219,508	12,124	-19,274	-19,274	6563,1174	1,829	822,5283

Abb.40: Ergebnisse des Experiments

11.1 Gemessene Daten

Mit dem Programm *MaximDL* kann man über den *FITS Header* (vgl. Abb.41) die Informationen zur Aufnahme ermitteln, zum Beispiel

- das Aufnahmedatum
- den Aufnahmebeginn in Weltzeit
- die Belichtungszeit der einzelnen Spektren

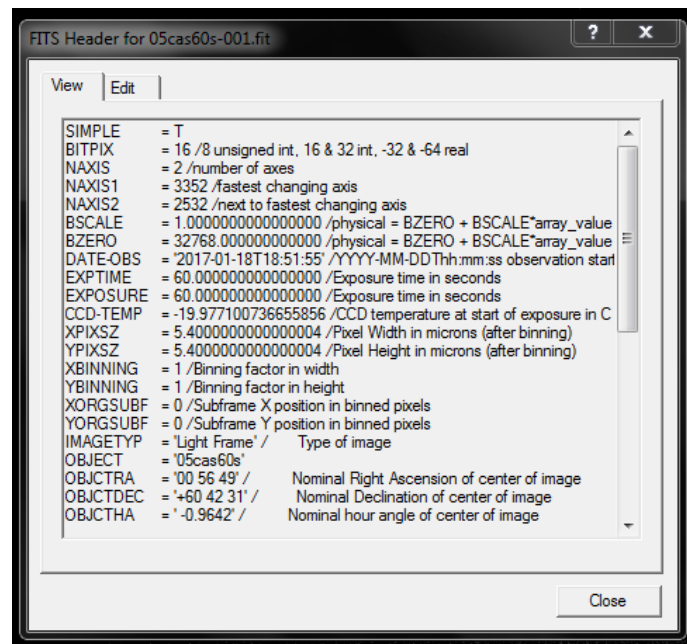


Abb.41: FITS Header

Um an das SNR, das Line Center, die EW und die FWHM zu gelangen, wird erneut das Programm *Visual Spec* aufgerufen und der Befehl *Computation preferences* eingegeben (vgl. Abb.42).

- SNR: Signal-Rausch-Verhältnis (sollte möglichst hoch sein) 42
- Line Center: Zentralwellenlänge, auf der der Peak des Objektspektrum
- EW: Äquivalentbreite in Å
 - positiver Wert bei Absorptionslinien
 - negativer Wert bei Emissionslinien
- FWHM: Halbwertsbreite in Å

42 <https://de.wikipedia.org/wiki/Signal-Rausch-Verh%C3%A4ltnis> (11.05.2017): Das SNR beschreibt die technische Qualität eines Nutzsignals, das von einem Rauschsignal überlagert ist.

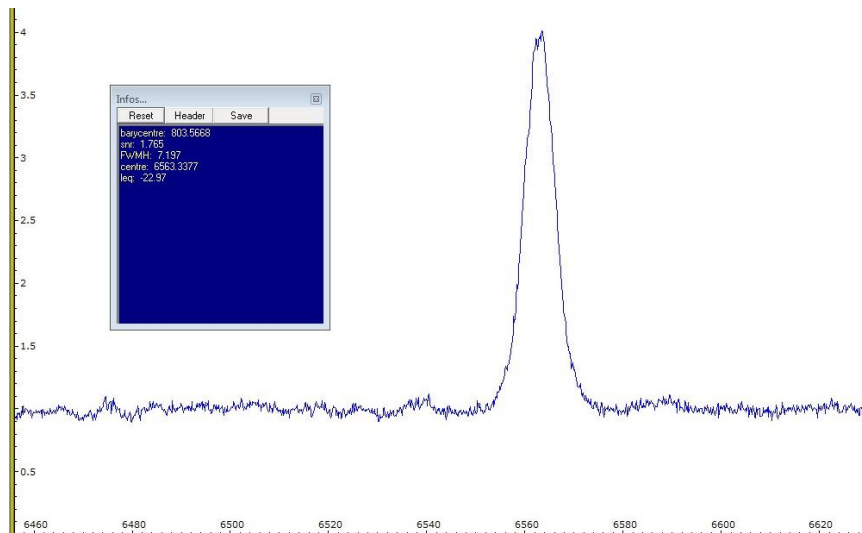


Abb.42: Werteermittlung mit Visual Spec

Mit dem Programm *HRV 2.1* der Internetseite www.astro.buecke.de lassen sich die Heliozentrischen Daten ermitteln, zum Beispiel das Heliozentrische Julianische Datum (HJD) und die Heliozentrische Radialgeschwindigkeit (HRV), bei denen theoretisch aus dem Mittelpunkt der Sonne aus beobachtet wird (vgl. Abb.43). Dazu werden in dem Programm die Objekt- und Beobachtungskoordinaten sowie das Datum und die Zeit der Beobachtung eingegeben.

- Koordinaten von γ Cas: Rektaszension: 00h 56m 42,50108s
 Deklination: +60° 43' 00,2984"
- Koordinaten der Sternwarte: geografische Länge: 7° 8' 57"
 Geografische Breite: 51° 13' 48"

Abb.43: HRV-Rechner

11.2 Was ist die Äquivalentbreite (EW) einer Spektrallinie? ⁴³

Die Äquivalentbreite ist ein Maß

- für die Breite und Intensität der Spektrallinie,
- für die Häufigkeit des Elements, das sie verursacht, wie zum Beispiel von Wasserstoff (H) oder Helium (He),
- für die Dichte in der Sternatmosphäre, die die Breite der Spektrallinie beeinflusst
- für die Temperatur der Schicht, in der die Linie entsteht, die genau wie die Atmosphärendichte die Linienbreite verändert
- für die Intensität, die eine Absorptionslinie aus dem Kontinuum wegnimmt, beziehungsweise die eine Emissionslinie hinzufügt

Für die Analyse einiger Parameter, beispielsweise der Oberflächentemperatur, der Rotationsgeschwindigkeit oder der Häufigkeit der vorhandenen Elemente, des Sterns benötigt man die EW. Man ermittelt sie heutzutage mit einem Computerprogramm, das die Fläche zwischen der Spektrallinie und dem auf eins normierten Kontinuum misst. Diese Fläche wird dann in ein Rechteck umgerechnet, das als feste Seitenlänge die Länge von Null bis zu dem Kontinuum, normalerweise eins, besitzt. Da das Rechteck den gleichen Flächeninhalt hat wie die Fläche der Spektrallinie und die Höhe festgelegt ist, ist die Äquivalentbreite EW die Breite des Rechtecks (vgl. Abb.44). Darum ist die Einheit der EW normalerweise Angström ($\text{\AA}$) oder eine andere Wellenlängeneinheit, wobei ein positiver Wert bei einer Absorptions- und ein negativer bei einer Emissionslinie auftritt.

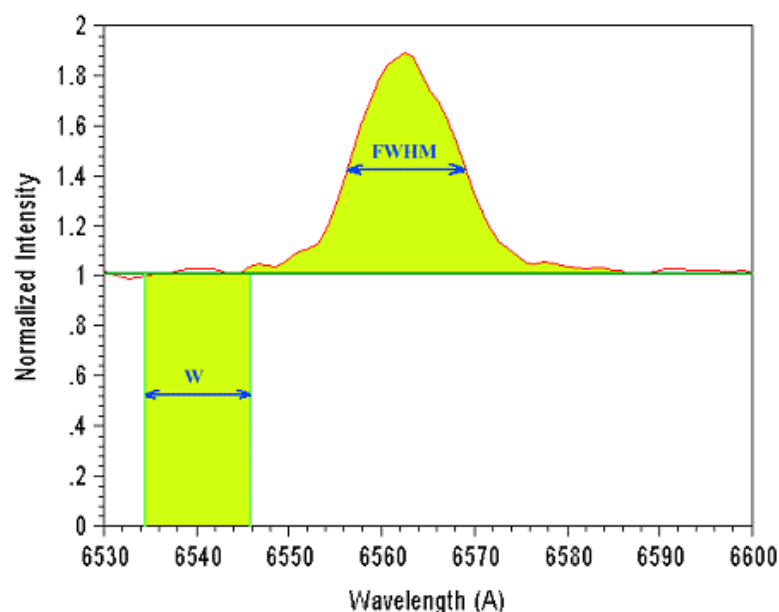


Abb.44: Darstellung der Äquivalentbreite als Rechteck⁴⁴

⁴³ „Bearbeitung, Auswertung und Interpretation von Sternspektren – CFG-Astro-Spektroskopie, Herbstseminar 2015“, Ernst Pollmann

11.3 Was sagt die Linienform über den Stern aus?⁴⁵

Die Profilform der Spektrallinien enthält viele Informationen über den Stern: Am leichtesten kann man erkennen, ob es sich bei dem vorliegenden Spektrum um ein Emissions- oder Absorptionsspektrum handelt (für mehr Informationen siehe „3.2.6 Welche Arten von Spektren gibt es?“), aber wenn man die einzelnen Profilformen etwas genauer untersucht, sind auch physikalische Einflüsse in ihnen erkennbar, wie beispielsweise eine verbreiterte und verflachte Linie auf eine hohe Rotationsgeschwindigkeit hinweisen kann (für genauere Informationen siehe „3.3.3 Gestalt der $H\alpha$ -Spektren der Be-Sterne“).

11.4 Rotationsgeschwindigkeit der Scheibe eines Be-Sterns⁴⁶

Wie eben bereits erläutert (vgl. „3.3 Theoretische Grundlagen zu Be-Sternen“) besitzen Be-Sterne, wie zum Beispiel γ Cas, eine rotierende Gasscheibe in ihrer Äquatorebene. Unter Verwendung des korrigierten FWHM-Werts der $H\alpha$ -Linie kann man die Rotationsgeschwindigkeit des Scheibenmaterials der Be-Sterne *usini* annäherungsweise bestimmen.

11.4.1 Formeln für die Rotationsgeschwindigkeit des Scheibenmaterials

Dafür muss man als erstes die durch die Instrumente hervorgerufenen Veränderungen von dem gemessenen FWHM-Wert abziehen:

$$FWHM_{Korr.} = \sqrt{FWHM(gemessen)^2 - FWHM(Instrument)^2}$$

$$FWHM_{Instrument} = \frac{\lambda}{R}$$

Den Wert für das Auflösungsvermögen R liefert Midas bei der Kalibrierung der Spektren (vgl. Abb.45).

44 Bearbeitung, Auswertung und Interpretation von Sternspektren – CFG-Astro-Spektroskopie, Herbstseminar 2015“, Ernst Pollmann

45 Bearbeitung, Auswertung und Interpretation von Sternspektren – CFG-Astro-Spektroskopie, Herbstseminar 2015“, Ernst Pollmann

46 Dieses Kapitel bezieht sich auf „Analyse und Interpretation astronomischer Spektren- 16.7 Die Rotationsgeschwindigkeit der zirkumstellaren Scheiben um Be-Sterne“, Richard Walker

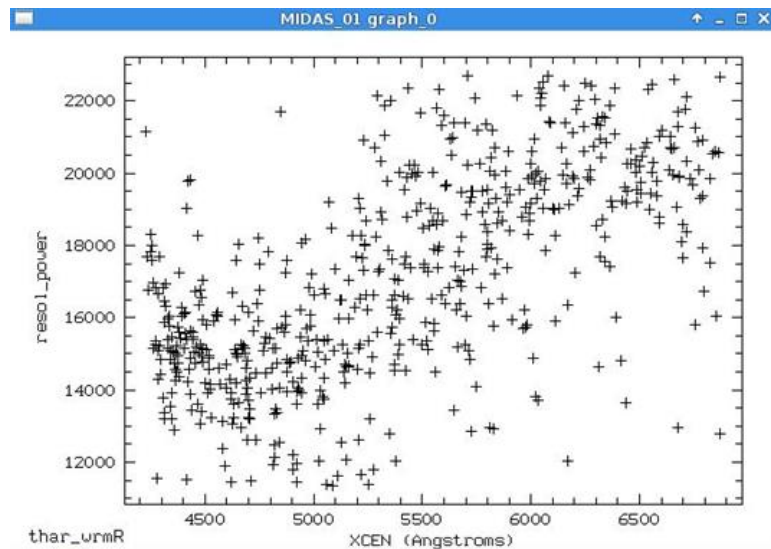


Abb.45: Auflösungsvermögen R (bei 6562,852 Å ca. 20000)

Bevor man mit dem ermittelten korrigierten FWHM-Wert weiterrechnet, muss man ihm allerdings noch von Å in km/s umrechnen, was man mit folgender Formel erreicht:

$$v = \frac{FWHM_{Korr}}{6562,852 \text{ Å}} * 299792,5 \text{ km/s}$$

Eine Formel nach *Dachs et al.*, mit der man die Rotationsgeschwindigkeit des Materials der Scheibe errechnen kann, basiert auf der Halbwertsbreite $FWHM_{Korr.}$ (in km/s) in Kombination mit der negativen Äquivalentbreite EW (in Å).

$$v \sin i \left(\pm 30 \frac{\text{km}}{\text{s}} \right) \sim \frac{FWHM_{(Korr.)H\alpha}}{2} * \left(\frac{EW_{H\alpha}}{-3 \text{ Å}} \right)^{0,25} - 60 \text{ km/s}$$

Allerdings ist diese Formel, wie man bereits an $\pm 30 \text{ km/s}$ erkennen kann, ungenau, sodass man nicht wirklich von einer Berechnung der Rotationsgeschwindigkeit sprechen kann.

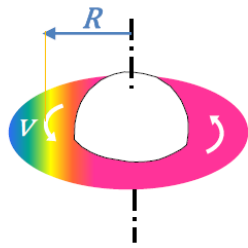
Eine einfache, lineare Formel von Hanuschik liefert angeblich deutlichere Ergebnisse, obwohl sie nur den korrigierten FWHM-Wert der $H\alpha$ -Linie verwendet:

$$v \sin i = \frac{FWHM_{Korr.H\alpha} - 50 \text{ km/s}}{1,4}$$

11.4.2 Verlauf der Rotationsgeschwindigkeit in der Scheibe

Wegen der Keplersetze geht man davon aus, dass die Scheibe um einen Be-Stern nicht gleichmäßig rotiert, sondern dass der Teil, der dem Stern am nächsten ist, die höchste Rotationsgeschwindigkeit und das Material in der Außenkante die niedrigste aufweist (vgl. Abb.46). Dieses Phänomen beschreibt folgende Formel nach Robinson:

$$v = \sqrt{\frac{G * M}{R}}$$



G = Gravitationskonstante $\frac{6,674 \cdot 10^{-11} \cdot m^3}{kg \cdot s^2}$

M = Masse des Sterns (in kg)

R = Abstand des betrachteten Scheibenteils vom Sternmittelpunkt

Abb.46: Modell der Rotation einer Sternscheibe

12. Bewertung der Ergebnisse

12.1 Langzeit-Monitoring

Wie zu Beginn bereits erklärt, werden die Ergebnisse dieser Projektarbeit in das Langzeit-Monitoring des Sterns γ Cas, das von Herrn Pollmann geleitet wird, einfließen. Dazu habe ich meine Messergebnisse an Herrn Pollmann weitergeleitet (vgl. Abb.47), der die Daten mit denen der anderen Astronomen verglichen hat und so freundlich war, sie in einer Grafik aufzutragen.

Datum	JD	HJD	EW (in Å)	FWHM (in Å)	HRV
2016-08-15	2457616,40972	2457616,4	-25,565	7,697	-19,206
2016-12-29	2457752,22009	2457752,2	-27,561	7,019	-16,204
2016-12-29	2457752,22116	2457752,2	-23,718	7,277	-16,19
2016-12-29	2457752,30065	2457752,3	-22,97	7,19	-16,276
2017-01-18	2457772,27845	2457772,3	-27,417	7,239	-19,273
2017-01-18	2457772,27986	2457772,3	-29,793	7,302	-19,275
2017-01-18	2457772,28127	2457772,3	-27,262	7,243	-19,276
2017-01-18	2457772,28269	2457772,3	-30,406	7,314	-19,277
2017-01-18	2457772,27984	2457772,3	-25,586	7,822	-19,274

JD und HJD bei Mitte der Aufnahme

Abb.47: An Herrn Pollmann geschickte Daten

Das Ergebnis: Die Messergebnisse für die Radialgeschwindigkeit (RV) decken erfreulicherweise wichtige Phasen in den Monitoring ab (vgl. Abb.48).

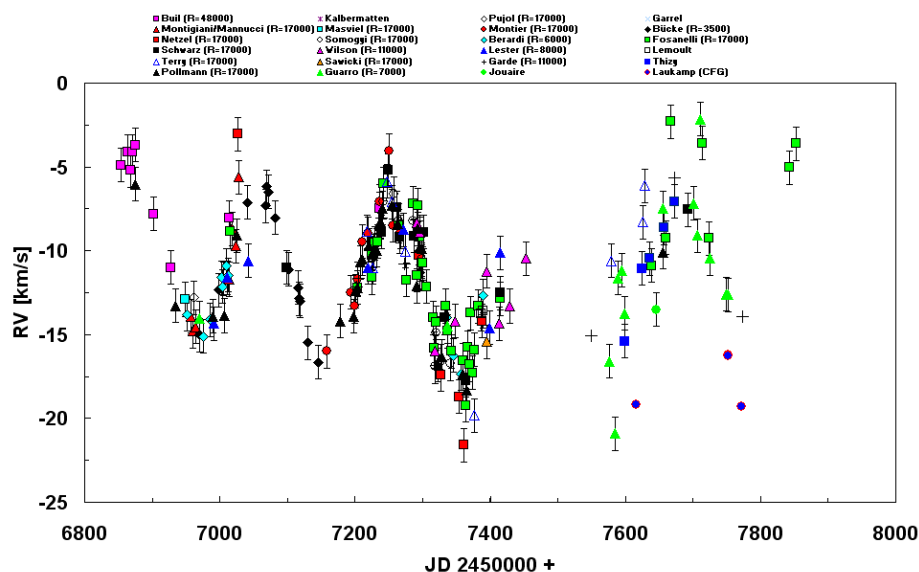


Abb.48: Messergebnisse des Langzeit-Monitorings des Sterns γ Cas für die RV

Leider haben meine Messergebnisse für die Äquivalentbreite (EW) zu Messergebnissen geführt, die nicht verwendet werden können (vgl. Abb.49).

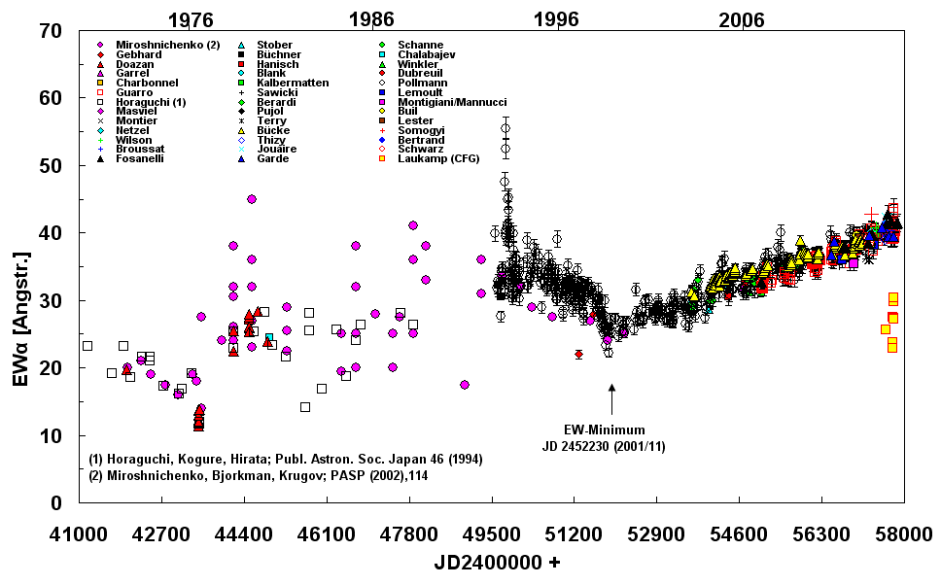


Abb.49: Messergebnisse des Langzeit-Monitorings des Sterns γ Cas für die EW mit meinen herausfallenden Messergebnissen

Die wahrscheinlichste Fehlerquelle ist laut Herrn Pollmann, dass ich meine Werte für die EW von 6550 bis 6580 Å gemessen habe, während die EW üblicherweise in dem Spektralbereich von 6525 bis 6610 Å ermittelt wird, darum habe ich die Spektren nochmals ausgewertet (vgl. Abb.50).

Dadurch wurden die Werte für die EW zwar größer, aber alles in allem leider immer noch zu klein, sodass das internationale Langzeit-Monitoring der $H\alpha$ – EW sie immer noch als Fehlermessungen darstellen würde. Aus diesem Grund liegt die Annahme nahe, dass mir ein Fehler bei der Kalibration mit Linux unterlaufen ist. Als eine mögliche weitere Fehlerquelle könnte auch der Datensatz an sich genannt werden, der anfangs zu vermehrten Problemen mit MIDAS geführt hat, weil die Datei in einem falschen Format abgespeichert wurde. Eventuell wurden die Spektren in dem Versuch, das Problem zu beheben, beschädigt. Aufgrund der fortgeschrittenen Zeit des Projekts sind eine erneute Kalibration und Messung nicht möglich.

<i>Datum</i>	<i>JD</i>	<i>HJD</i>	<i>EW (1.Versuch)</i>	<i>EW (2.Versuch)</i>
2016-08-15	2457616,40972	2457616,41075	-25,565	-28.816
2016-12-29	2457752,22009	2457752,22228	-27,561	-35.129
2016-12-29	2457752,22116	2457752,22116	-23,718	-34.756
2016-12-29	2457752,30065	2457752,30283	-22,970	-27.001
2017-01-18	2457772,27845	2457772,27944	-27,417	-31.957
2017-01-18	2457772,27986	2457772,27986	-29,793	-34.556
2017-01-18	2457772,28127	2457772,28127	-27,262	-35.197
2017-01-18	2457772,28269	2457772,28269	-30,406	-30.352
2017-01-18	2457772,27984	2457772,27984	-25,586	-30.999

Abb.50: Werte der EW von der ersten und zweiten Messung im Vergleich

Ein weiteres Ergebnis, das zwar nicht aktiv in das Monitoring einfließt, sich aber mit den Ergebnissen anderer Astronomen deckt, ist die Rotationsgeschwindigkeit der Scheibe. Offiziell beträgt $v \sin i$ ungefähr 430 km/s. Dabei werden nicht nur die Messergebnisse der $H\alpha$ -Linie genutzt, sondern auch von anderen, wie zum Beispiel $H\beta$ oder Helium.⁴⁷

Mein ermitteltes Ergebnis ist ein Wert zwischen ca. 199 - 215 km/s. Das liegt wahrscheinlich daran, dass man die Daten der $H\alpha$ -Linie nicht alleine für die Bestimmung der Rotationsgeschwindigkeit der Scheibe heranziehen kann. Bei meinem Ergebnis handelt es sich daher nur um eine Abschätzung. Es ist aber in der Hinsicht korrekt, dass es nur etwas unter den ermittelten Werten anderer Astronomen liegt. Beispielsweise ist ein Team des französischen *Observatoire de la Côte d'Azur* für $v \sin i$ bei alleiniger Betrachtung der $H\alpha$ -Linie zu ähnlichen Werten gekommen (vgl.Abb.51).⁴⁸

47J. Zorec, Y. Fremat, L. Cidale, 2008: "On the evolutionary status of Be stars"

→ Download: <https://arxiv.org/abs/astro-ph/0509119>

48Ph. Stee, F. Vakili, D. Bonneau, D. Mourard, 1998: "On the inner envelope of the Be star g Cassiopeiae"

→ Download: <http://adsabs.harvard.edu/abs/1998A%26A...332..268S>

Parameters	
Spectral type	B0.5IVe
Effective temperature	25000 K
Mass	$16 M_{\odot}$
Radius	$10 R_{\odot}$
Stellar angular diameter	0.45 mas
Luminosity	$3.510^4 L_{\odot}$
$V \sin i$	230 km s ⁻¹
Inclination angle i	45°
Photospheric density	$\rho_0 = 2.0 \cdot 10^{-11} \text{ g.cm}^{-3}$

Abb.51 Ermittelte Werte des franz. Forscherteams mit $v \sin i = 230 \text{ km/s}$ für $H\alpha$ ⁴⁹

12.2 Fehlerdiskussion

Im Folgenden sollen kurz weitere Fehlerquellen diskutiert werden, die die Messergebnisse verfälschen können:

1. Fehler bei der manuellen Auswertung (z.B. bei der Bestimmung der EW)
2. Verschiedenes Set-Up:
Es wurden Aufnahmen an der Sternwarte mit dem CDK20 getätigt. Des Weiteren hat Herr Koch privat Spektren von $\gamma \text{ Cas}$ aufgenommen. Da unterschiedliche Kameras, Spektrographen und Teleskope verwendet wurden, ist es logisch, dass es zwischen ihnen Unterschiede gibt, die die Ergebnisse beeinflussen können.
3. Himmelshintergrund
Manchmal muss man einen eventuell vorhandenen Himmelshintergrund nach sorgfältig zu wählenden Kriterien subtrahieren, da die Ergebnisse ansonsten verfälscht werden können.

49 • Ph. Stee, F. Vakili, D. Bonneau, D. Mourard, 1998: "On the inner envelope of the Be star γ Cassiopeiae"

➔ Download: <http://adsabs.harvard.edu/abs/1998A%26A...332..268S>

13. Anhang

13.1 Literaturverzeichnis

13.1.1 Internetquellen

- <http://www.chemie.de/lexikon/Spektroskopie.html>
- <http://www.frustfrei-lernen.de/quantenphysik/photoeffekt-photoelektrischer-effekt.html>
- <http://scienceblogs.de/diaxs-rake/2009/03/14/einstein-und-die-lichtquantenhypothese/>
- <http://www.leifiphysik.de/quantenphysik/quantenobjekt-elektron/de-broglie-wellenlaenge>
- <https://www.lernhelfer.de/schuelerlexikon/physik/artikel/farbzerlegung-durch-prismen-und-gitter>
- http://www.shelyak.com/dossier.php?id_dossier=24&lang=2
- <http://www.biologie-schule.de/niels-bohr.php>
- http://pulsar.sternwarte.uni-erlangen.de/wilms/teach/astrosem_ss10/kiessling.pdf
- http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave_html/cdk-20.htm
- http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave_html/cdk-opt-design.htm
- http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave_html/cdk-opt-design.htm
- <http://www.physi.uni-heidelberg.de/~eisele/schuelerlabor/VersuchOptischeAbbildung.pdf>
- [https://de.wikipedia.org/wiki/Optische_Achse_\(Optik\)](https://de.wikipedia.org/wiki/Optische_Achse_(Optik))
- <http://www.spektrum.de/lexikon/optik/spotdiagramm/3183>
- <http://newsite.cfg.wtal.de/2016/09/29/neues-teleskop-fuer-die-cfg-sternwarte/>
- <http://10micron.de/products/gm-4000-hps/gm-4000-hps-montierung-1454010/>
- <http://www.vision-doctor.com/kamera-grundlagen/ccd-sensor/fft-ccd.html>
- <http://www.sbig.de/stf-8300/stf-8300.htm>
- <http://www.sbig.de/stf-8300/stf-8300-techdat.pdf>
- <http://www.baader-planetarium.de/baches/#tech-daten>
- http://spektroskopie.fg-vds.de/pdf/glossary_d.pdf

13.1.2 Buchquellen

- Friedrich Kluge „Etymologisches Wörterbuch der deutschen Sprache“, 22.Auflage, Walter de Gruyter

- Neil F. Comins, „Astronomie- Eine Entdeckungsreise zu Sternen, Galaxien und was sonst noch im Kosmos ist“ (Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg 2011)
- J.Grehn, J.Krause, „Metzler Physik 12, Astrophysik, Ausgabe Bayern“ (Schroedel, 2012 Bildungshaus Schulbuchverlage)
- J. Zorec, Y. Fremat, L. Cidale, 2008: “On the evolutionary status of Be stars”
- Ph. Stee, F. Vakili, D. Bonneau, D. Mourard, 1998: “On the inner envelope of the Be star γ Cassiopeiae”

13.1.3 Kursunterlagen

- Spektroskopische Unterlagen Michael Winkhaus „Wasserstoffspektrum“
- Harvard-Klasse –Übersicht.jpg, aus Unterlagen Winkhaus im Ordner Spektroskopische Unterlagen
- Michael Winkhaus, Diplomarbeit: „Einleitung- Übersicht über Eigenschaften und die Problematik der Be-Sterne“
- Ernst Pollmann, PowerPoint, „Spektroskopisch interessante Objekte mit Amateur-Spektrographen beobachtet – Portrait des Be-Doppelsternsystems γ Cassiopeia“
- BACHES Echelle Spektrograph Tutorial
- „Analyse und Interpretation astronomischer Spektren- 16.7 Die Rotationsgeschwindigkeit der zirkumstellaren Scheiben um Be-Sterne“, Richard Walker

13.2 Softwareverzeichnis

- 10Micron Clock Sync version 3.4
- 10Micron Keypad
- SpecTrack 0.1
- Maxim DL
- MIDAS
- Oracle VM Virtual Box
- Visual Spec
- HRV 2.1

13.3 Danksagung

Zuerst möchte ich mich bei dem Carl-Fuhlrott-Gymnasium bedanken, ohne das es für mich in meiner Schullaufbahn wahrscheinlich nie möglich gewesen wäre, mich näher mit der Astronomie zu befassen. Darum gilt mein Dank auch Herrn Winkhaus: Ohne ihn gäbe es am CFG keine Sternwarte, und ohne sein Engagement hätten wir auch nicht die neuste Ausstattung.

Natürlich danke ich auch Ihnen, Herr Koch: Vielen Dank dafür, dass Sie mir bei den Problemen, meistens den technischen Problemen, helfen konnten! Ohne Sie würde ich wahrscheinlich immer noch versuchen, meine Sternspektren zu kalibrieren.

Auch einen herzlichen Dank an Herrn Pollmann, der freundlicherweise sein Wissen zur Verfügung gestellt hat und sogar extra nach Wuppertal gekommen ist, um einen Vortrag über γ Cas und VV Cephei gehalten hat.

Da ich ja bereits von der tollen Ausstattung der Sternwarte geschwärmt habe, bedanke ich mich auch bei der Firma Baader Planetarium, die das meiste Equipment hergestellt hat, und bei allen Sponsoren des Schülerlabors Astronomie: Vielen Dank, dass Sie uns diese Möglichkeit eröffnen!

Und zum Schluss muss ich mich selbstverständlich noch bei meiner Familie, meinen Freunden und meinen Mitschülern bedanken, ohne die der Kurs nicht so unvergesslich geworden wäre.

13.4 Abschlusserklärung

Hiermit versichere ich, dass ich diese Arbeit selbstständig angefertigt, keine anderen Quellen als die von mir angegebenen Quellen und Hilfsmittel benutzt und die Stellen der Facharbeit, die dem Wortlaut oder dem Inhalt nach aus anderen Werken entnommen wurden, in jedem einzelnen Fall mit genauer Quellenangabe gekennzeichnet habe.

Ich bin damit einverstanden, dass die von mir verfasste Facharbeit der schulinternen Öffentlichkeit in der Bibliothek der Schule zugänglich gemacht wird.

Ort, Datum

Unterschrift
