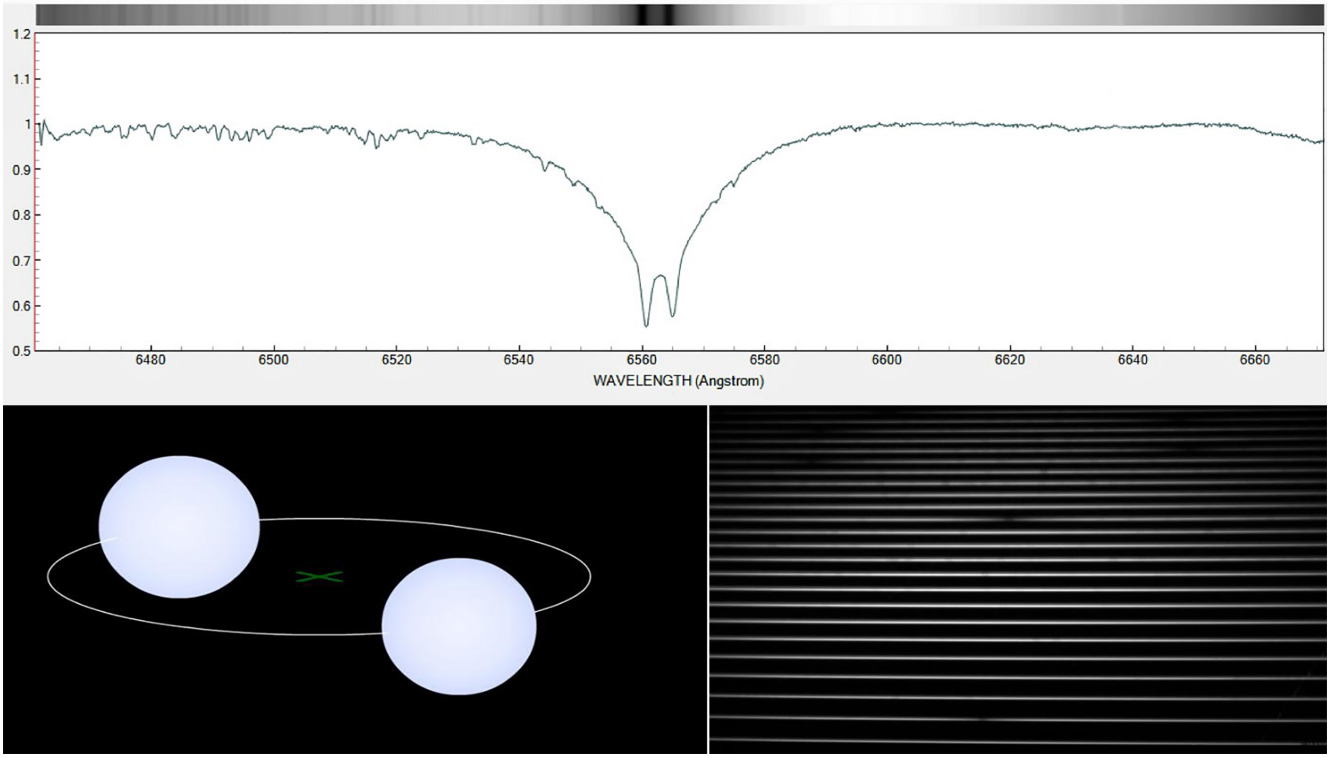
Hochauflösende Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Projektarbeit im Rahmen des

Projektkurses Astronomie 2016/17



Marius Bröcker: marius.alexander@gmx.de

Samuel Striewski: samuel.striewski@web.de

Carl-Fuhlrott-Gymnasium, Wuppertal

Jahrgangsstufe Q1

Kursleitung: Bernd Koch

Abgabedatum: 1.6.2017

Inhaltsverzeichnis

1. Einleitung 2
2. Aufgabenstellung 3
3. Das Doppelsternsystem β Aurigae 4
4. Theoretische Grundlagen zur Arbeit 6
   - 4.1 Die Wellenvorstellung des Lichts 6
   - 4.2 Das Spektrum des Lichts 9
   - 4.3 Das Bohr'sche Atommodell 11
   - 4.4 Der Doppler-Effekt 13
   - 4.5 Das Gravitationsgesetz 16
5. Das Schülerlabor Astronomie 19
   - 5.1. Das Hauptteleskop Planewave CDK-20 19
   - 5.2. Die 10 Micron Montierung 21
   - 5.3. Die Aufnahmekamera STF-8300M 23
   - 5.4. Die Guiding Kamera Celestron Skyris 274 M 24
   - 5.5. Der BACHES Echelle Spektrograf 25
6. Aufbau des Experiments 27
7. Aufnahme der Spektren 28
8. Aufbereitung der Spektren 30
9. Auswertung der Datensätze 36
10. Darstellung der Ergebnisse 48
11. Beurteilung der Qualität 50
    - 11.1. Vergleich mit Profiastronomen 50
    - 11.2. Fehlerdiskussion 52
12. Literaturverzeichnis 54
13. Bildquellenverzeichnis 55
14. Danksagung 57
15. Abschlusserklärung 58

1. Einleitung

Es ist erstaunlich, dass Astronomen seit Anbeginn der Wissenschaft Erkenntnisse über weit entfernte Sterne und Sonnensysteme gewinnen konnten, ohne unseren Heimatplaneten je verlassen zu haben. Selbst heutzutage, wo Raumfahrt seit langer Zeit Wirklichkeit geworden ist, ist es uns immer noch unmöglich, entfernte Sterne zu bereisen.

Um dennoch den Rätseln unseres Universums auf den Grund zu gehen, haben wir uns dazu entschieden, den Projektkurs Astronomie zu wählen und die Chancen der Sternforschung wahrzunehmen. Nachdem wir uns ausführlich mit der Auswertung des Sternenlichtes durch Spektroskopie beschäftigt hatten, sind wir zu dem Entschluss gekommen, uns in unserer Projektarbeit ebenfalls mit diesem Thema zu befassen. Bei der Analyse von Licht bieten besonders die spektroskopischen Doppelsterne zahlreiche Möglichkeiten und Herausforderungen, weswegen diese zum Gegenstand unserer Forschung wurden. β Aurigae stand zum Zeitpunkt unserer Messungen günstig am östlichen Himmel, daher bot sich gerade dieses Sternsystem zur beispielhaften Bestimmung der systeminternen Parameter an.

Abbildung 1: Die Sternwarte auf dem Dach des Carl-Fuhlrott-Gymnasiums

2. Aufgabenstellung

Unser Ziel ist gewesen, die Bahnparameter eines Doppelsterns zu bestimmen. Dazu waren zunächst Aufnahmen von mehreren Spektren nötig, welche die Umkreisung der Sterne umeinander über einen längeren Zeitraum dokumentieren sollten. Wenn Sterne ihr Licht senden würden, ohne sich selbst dabei zu bewegen, wäre es von der Erde aus nicht möglich, ihre Position im Vergleich zum jeweils anderen Stern zu bestimmen. Da sich die beiden Sterne des Doppelsternsystems jedoch umeinander bewegen oder um einen gemeinsamen Mittelpunkt kreisen, bewegen sie sich in regelmäßigem Abstand auf den Beobachter zu und wieder von ihm weg. Durch den Doppler-Effekt ist bekannt, dass sich die Wellenlänge verändert, wenn sich die Lichtquelle relativ zum Beobachter bewegt. Dadurch ist es möglich, die Veränderungen in der Wellenlänge des Lichtes von der Erde aus zu messen, was wiederum Aufschluss über die Eigenschaften der Sterne bietet. Werden demnach über einen längeren Zeitraum Aufnahmen von Doppelsternen gemacht, so ist im Spektrum der Doppelsterne eine Verschiebung bestimmter Spektrallinien zu beobachten, welche ausgewertet werden kann. Es ist folglich möglich, das Massen- und Geschwindigkeitsverhältnis des lichtaussendenden Objekts, in unserem Fall β Aurigae, zu berechnen. Außerdem können mittels eines Vergleichswertes abschließend die absoluten Massen bestimmt werden.

Abbildung 2: Blick auf die Station 7

3. Das Doppelsternsystem β Aurigae

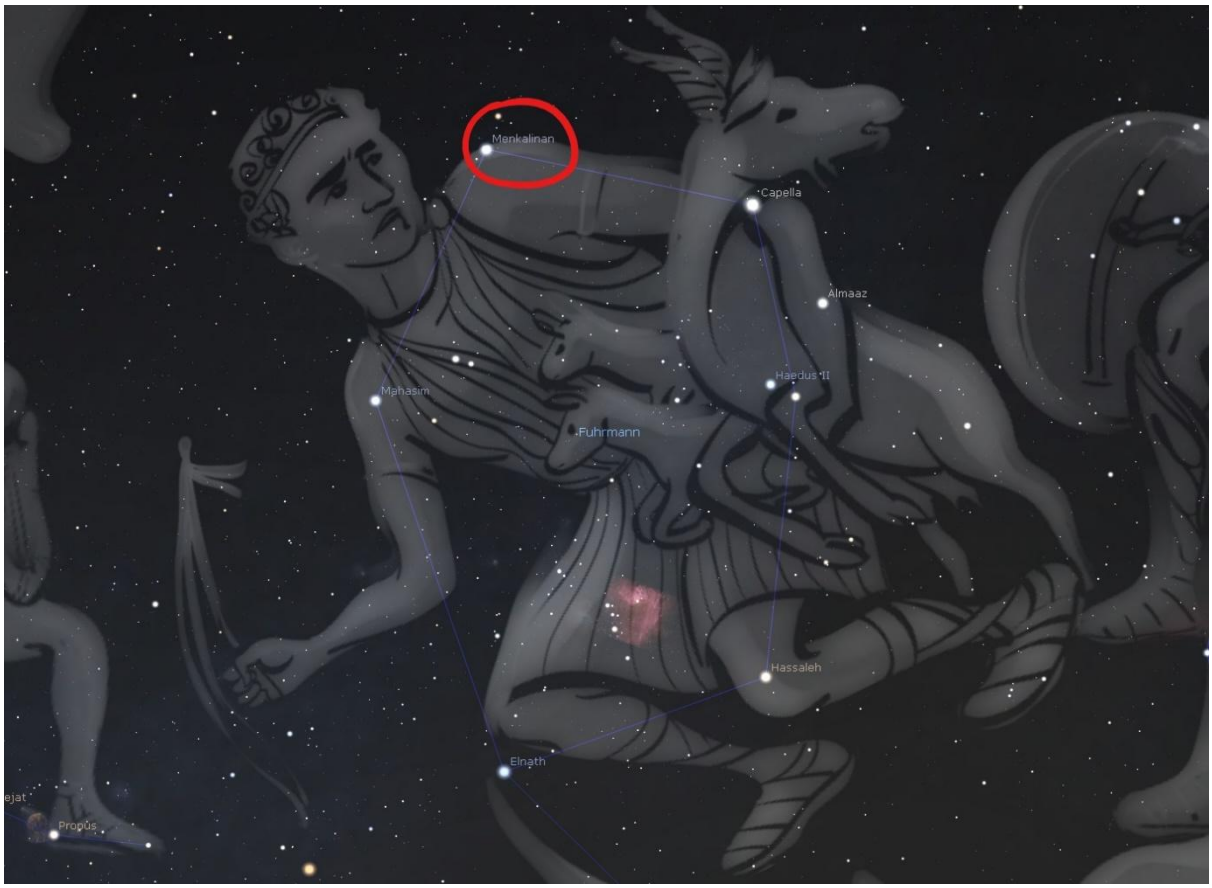


Abbildung 3: Menkalinan/β Aur im Sternbild Fuhrmann

Beim Sternsystem β Aur handelt es sich um einen spektroskopischen Doppelstern. Im Gegensatz zu optischen Doppelsternsystemen, welche weit voneinander entfernt sind und nur von der Erde aus scheinbar nahe beieinander stehen, sind spektroskopische Doppelsterne gravitativ aneinander gebunden und mit Hilfe von Spektroskopie auffindbar. Im Falle von β Aur handelt es sich in Wirklichkeit um ein Dreifach-Sternsystem, allerdings leuchtet der dritte Stern neben β Aur A und B so schwach, dass er für die folgende Messung keine Rolle spielt und man den Stern weiterhin als Doppelstern ansehen kann. Die Umlaufzeit T der beiden Sterne umeinander beträgt etwa 3,96004 Tage und die visuelle Helligkeit 1,90 Magnituden (Je kleiner hierbei die Zahl, desto heller der Stern).

Das Sterngebilde befindet sich ungefähr 81,1 Lichtjahre von der Erde entfernt, was einer Strecke von 767.271.000.000.000 Kilometern entspricht. Die absolute Helligkeit des Doppelsternes ist also größer und beträgt 0,55 bzw. 0,76 Magnituden, wodurch er um ein

Vielfaches heller ist als die Sonne mit 4,83 Magnituden. Nur durch seine große Entfernung zur Erde ist die scheinbare Leuchtkraft geringer als die der Sonne.

Im Sternbild Fuhrmann (lat. *auriga)* liegt der Doppelstern als zweithellster Stern (Abb. 3), weshalb er die Bezeichnung β Aurigae trägt. In den meisten Sternbildern sind die Sterne der Helligkeit nach mit griechischen Buchstaben versehen worden und β deutet somit darauf hin, dass es sich um den Stern mit der zweitstärksten visuellen Helligkeit in diesem Sternbild handelt. Eine weitere Namensgebung rührt daher, dass sich der Stern in der Schulter des Fuhrmanns befindet, was ins Arabische übersetzt Menkalinan bedeutet.[1]

Wichtig für die Beobachtung sind außerdem seine Koordinaten:

Rektaszension 05h 59m 31.72293s **Deklination** + 44° 56′ 50.7573

[1] *https://en.wikipedia.org/wiki/Beta_Aurigae#cite_note-aaa474_2_653-1*

4 Theoretische Grundlagen

4.1 Die Wellenvorstellung des Lichts

Nach der Deutung des Photoeffekts durch Albert Einstein im Jahre 1905 ist die Vorstellung, dass Licht eine reine Welle ist, bereits veraltet. Zur Veranschaulichung ist es jedoch weiterhin gebräuchlich und sinnvoll, die Ausbreitung von Licht als Welle zu betrachten. Ähnlich wie bei Wellen im Wasser kann folglich auch von Licht die Wellenlänge (Abstand von zwei Wellenbergen) und die Frequenz (Anzahl der Schwingungen in einer bestimmten Zeit) ausgerechnet werden. Aus der Formel der Wellenlehre $c = \lambda * f$ erkennt man, dass ein Zusammenhang zwischen der Lichtgeschwindigkeit c, der Wellenlänge λ und der Frequenz f besteht. Die Wellenlänge wird durch die Spektralanalyse ermittelt, die Lichtgeschwindigkeit ist bekannt und somit kann auch die Frequenz berechnet werden, für die – nach Umformung der Formel – gilt: $f = \frac{c}{\lambda}$

Die Wellenvorstellung des Lichts geht zurück auf Christiaan Huygens, einen niederländischen Wissenschaftler des 17. Jahrhunderts. Seine These, die im Widerspruch zu Isaac Newtons Theorie steht, dass sich Licht wie ein Teilchen verhält, wurde durch das Doppelspaltexperiment jahrhundertelang gestützt. Bei diesem Versuch trifft kohärentes (aus einem einzigen Laser und daher gleichzeitig schwingendes) Licht auf zwei schmale, eng nebeneinander liegende Spalte.

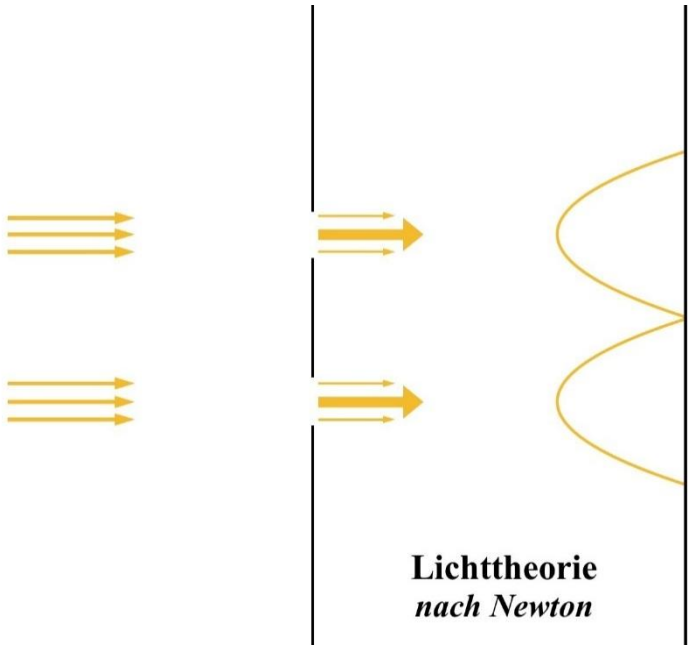


Abbildung 4: Das Doppelspaltexperiment nach Newtons Theorie

Nach Newtons Korpuskel Theorie würde das Teilchen „Licht“ gerade durch die Spalte fliegen und in zwei Häufungen auf dem in einem größeren Abstand dahinter aufgespannten Schirm auftreffen. In der Mitte würden durch Streuung ebenfalls einige Teilchen landen, jedoch müssten sich die Maxima eindeutig hinter den Spalten befinden (Abb. 4).

In der Realität tritt jedoch ein sogenanntes Interferenzmuster auf, welches nur mit der Wellenvorstellung erklärbar ist. Zwei Wellen starten nach dieser Theorie an den beiden Spalten und interferieren (übersetzbar mit *aufeinandertreffen*) miteinander.

Wenn sie in Phase schwingen, verstärkt sich die Intensität des Lichtes und man spricht von konstruktiver Interferenz. Trifft ein Wellental auf einen Wellenberg, löschen sich die Wellen gegenseitig teilweise bis vollständig auf, was man als destruktive Interferenz bezeichnet. Da beide Spalte den gleichen Abstand zur Mitte des Schirmes besitzen, schwingen dort beide Wellen in Phase und es bildet sich ein Intensitätsmaximum (Abb. 5).

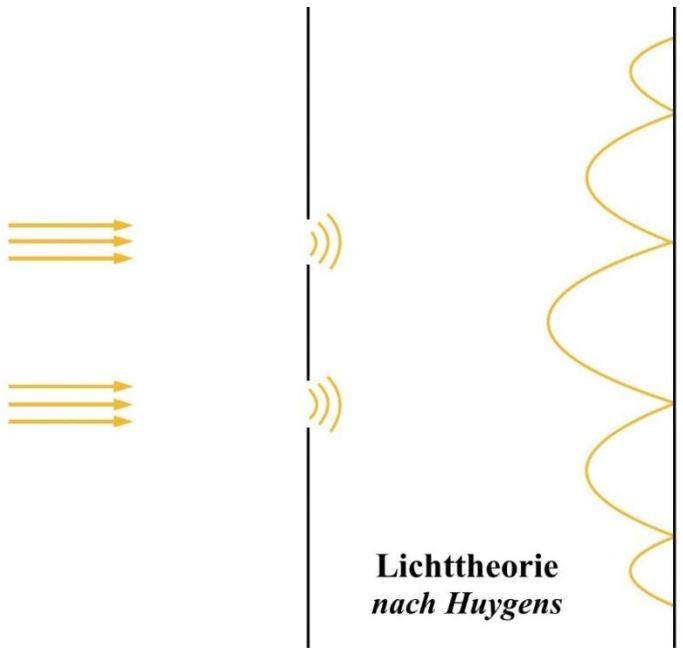


Abbildung 5: Das Doppelspaltexperiment nach Huygens Theorie

Auf dem Schirm sind also abwechselnd dunkle und helle Streifen zu sehen, die in der Mitte am hellsten leuchten, da dort beide Wellen konstruktiv aufeinandergetroffen sind, und zu den Seiten hin schwächer werden (Abb. 6).

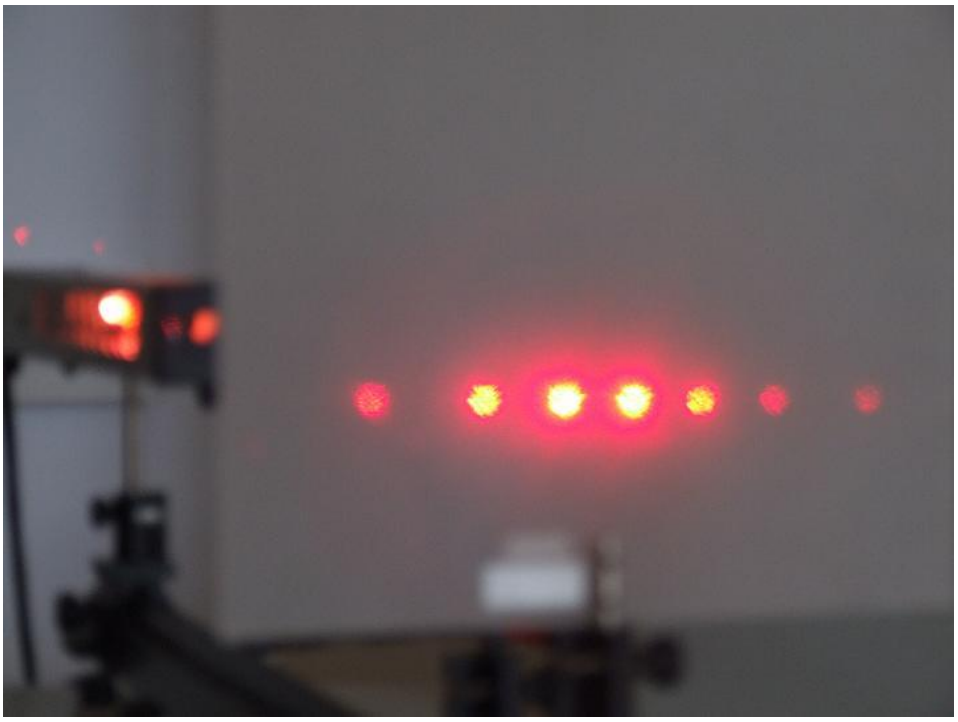


Abbildung 6: Das Interferenzmuster hinter einem Doppelspalt

Licht besitzt also die Eigenschaften einer Welle und die Grundformeln der Wellentheorie gelten sowohl für das Licht als auch für den Schall.

4.2 Das Spektrum des Lichts

Licht hat demzufolge eine bestimmte Länge λ und eine Frequenz f.

Jedoch ist das Licht, welches von Sternen, wie beispielsweise unserer Sonne, ausgesandt wird, kein monochromes (einfarbiges), sondern gemischtes Licht. Dieses besteht aus vielen verschiedenen Wellenlängen mit sehr unterschiedlichen Eigenschaften. Besonders kurzwelliges Licht (wie z. B. UV- und Röntgen-Licht) ist sehr energiereich und durchdringt sogar Feststoffe wie Haut und Knochen. Auf der anderen Seite existieren sehr langwellige Strahlungen (mit bis zu mehreren Kilometern Wellenlänge), die beispielsweise zur Telekommunikation benutzt werden können (Abb. 7).

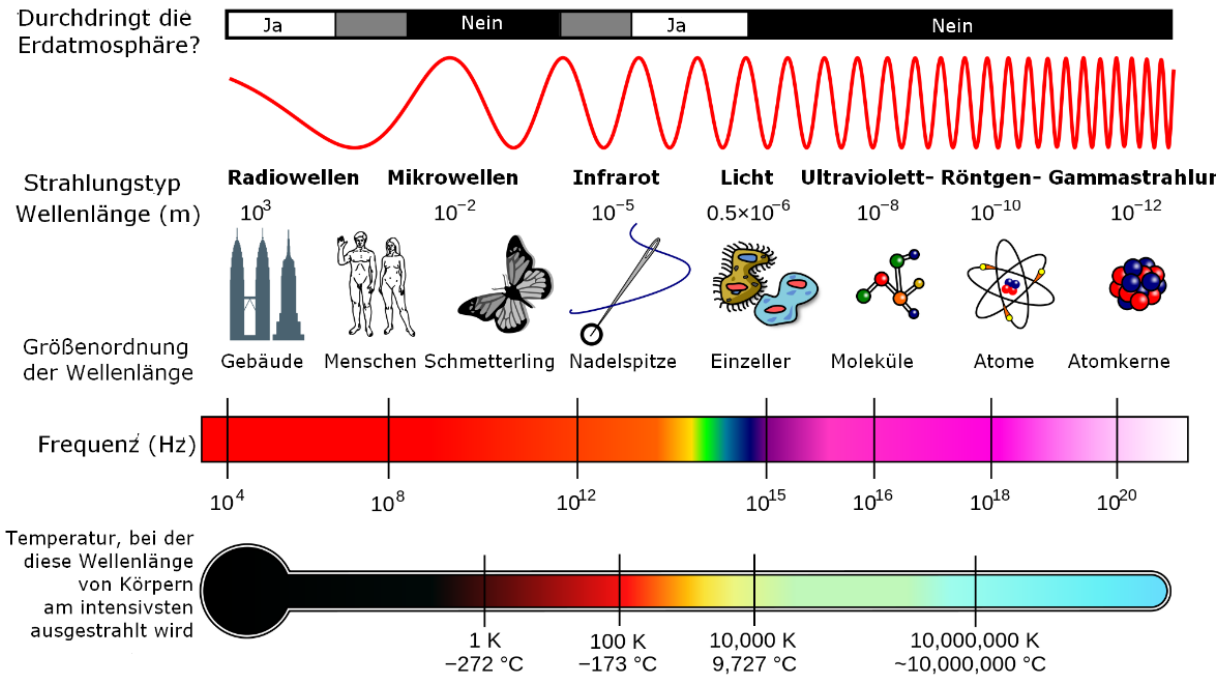
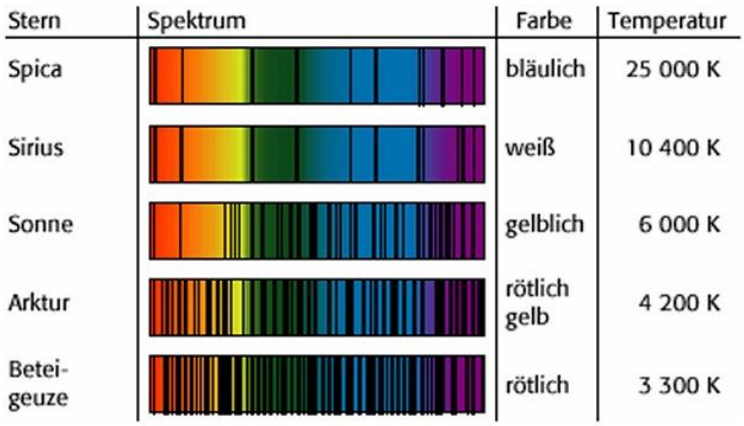


Abbildung 7: Das Elektromagnetische Spektrum

Das für das menschliche Auge sichtbare Licht bildet nur einen kleinen Teil der verschiedenen Wellenlängenbereiche. So empfinden wir Licht mit einer Wellenlänge von 0,4 µm (entspricht 400 nm oder auch 0,0004 mm) als blaues Licht. Länger welliges Licht hingegen erscheint uns hingegen als Rot (0,7 µm bzw. 700 nm), dazwischen erstrecken sich jedoch noch alle anderen bekannten Farbbereiche.



Stern	Spektrum	Farbe	Temperatur
Spica		bläulich	25 000 K
Sirius		weiß	10 400 K
Sonne		gelblich	6 000 K
Arktur		rötlich gelb	4 200 K
Betei-geuze		rötlich	3 300 K

Abbildung 8: Verschiedene Sternspektren

Jeder Stern strahlt dementsprechend ein kontinuierliches Lichtspektrum aus. Auf dem Spektrum sind zusätzlich noch Absorptionslinien zu erkennen. Diese Linien sind Wellenlängenabschnitte, von denen nur wenig Licht beim Beobachter ankommen. Da sie bei jedem Stern unterschiedlich sind, ist auch ein jedes Sternspektrum verschieden (Abb. 8). Verursacht werden diese Spektrallinien durch die Photosphäre, eine kühlere äußere Atmosphäre um den jeweiligen Stern herum, in welcher sich zahlreiche Atome befinden.

4.3 Das Bohr'sche Atommodell

Jedes Atom besitzt einen Kern aus positiv geladenen Protonen, die sich allerdings abstoßen würden, wenn zwischen ihnen keine neutral geladenen Neutronen sein würden. Gemeinsam bilden sie die Masse des Atoms, jedoch sind für unser Experiment nur die um den Atomrumpf kreisenden Elektronen, negativ geladenen Teilchen, wichtig. Am Beispiel des Wasserstoffatoms, das nur aus einem Proton und einem Elektron besteht, lässt sich gut erläutern, wie die Absorptionslinien im Spektrum zustande kommen. Sobald dem Atom durch das Photon Energie zugeführt wird, springt das Elektron, welches sich auf dem Energieniveau n = 1 befindet (auch erste Schale oder innerstes Orbit genannt), auf eine höhere Bahn. Die neuerworbene überschüssige Energie des Atoms wird sofort wieder in Form eines neuen Photons mit der Energie $E = h * f$ abgeben. Das Elektron fällt daraufhin wieder zurück auf eine niedrigere Schale (Abb. 9).

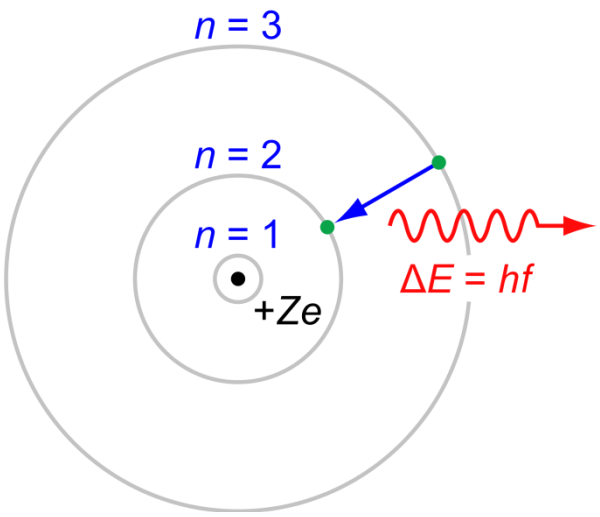


Abbildung 9: Lichtemission im Atom

Für die Untersuchung des Doppelsternsystems β Aur ist im Rahmen unserer Messungen besonders die sogenannte Balmer-Serie relevant, die das Zurückfallen der Elektronen auf das Energieniveau mit n = 2 beschreibt: Die Hα-Linie definiert die Differenz von 3 auf 2, Hβ von 4 auf 2, etc.

Der Verlust der Energie wird in Form eines neuen Photons wieder abgeben, welches allerdings eine willkürliche Richtung einschlägt, wodurch nur ein sehr geringer Teil des Lichts

– eben dieser Wellenlänge – auf der Erde ankommt. Im Spektrum ist dort eine dunklere Linie zu erkennen, an welcher das Licht, welches ursprünglich vom Stern ausgesandt wurde,

absorbiert (von lat. *absorbere* für verschlucken) wurde, daher nennt man diese Absorptionslinien. Jedem Atom und Molekül ist ein spezifisches Emissionsspektrum zuzuordnen, welches genau kennzeichnet, welches Licht sie versenden (von lat. *emittere* für ausschicken). Im Gegensatz dazu stellt das Absorptionslinienspektrum eines jeden Sterns ein kontinuierliches Spektrum dar, von dem die Absorptionslinien der jeweiligen Elemente in seiner Gasschicht subtrahiert werden (Abb. 10).

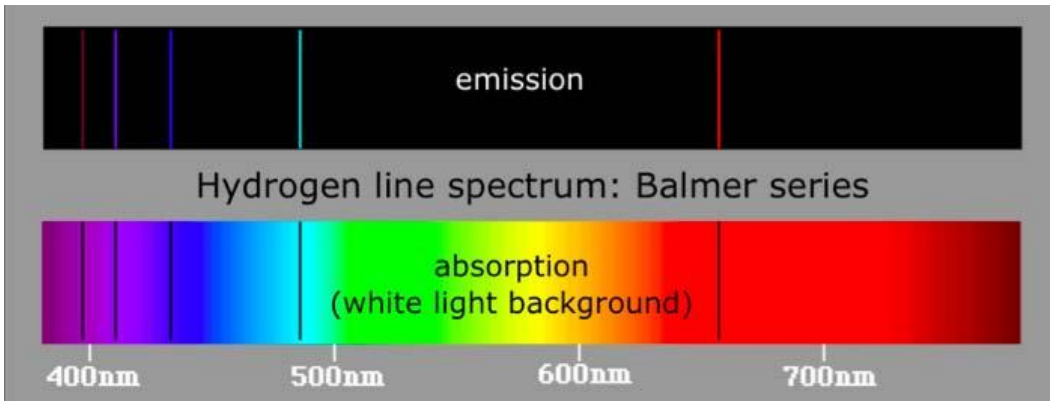


Abbildung 10: Arten von Spektren

4.4 Der Doppler-Effekt

Sammelt man über einen längeren Zeitraum Aufnahmen eines spektroskopischen Doppelsterns, welcher nicht mit dem bloßen Auge, sondern erst durch Spektroskopie als solcher identifiziert werden kann, so wird man bemerken, dass die Absorptionslinien nicht konstant bei einer Wellenlängengröße bleiben. Sie bewegen sich und teilweise sind sogar zwei Linien zu erkennen. Die Ursache dafür ist die Bewegung der Sterne umeinander und die dadurch entstehende Verschiebung der elektromagnetischen Wellen. Der österreichische Physiker Christian Doppler fand bereits 1842 heraus, dass der Beobachter im Bereich der Schallwellen eine Veränderung der Tonfrequenz wahrnimmt, wenn sich die Schallquelle in Bewegung befindet. Kommt die Quelle, zum Beispiel ein Krankenwagen mit Sirene, auf den Zuhörer zu, so verkürzt sich die wahrgenommene Wellenlänge des Tones, also der Abstand zwischen den Wellenbergen. Dies rührt daher, dass die Quelle, nach Aussenden einer Welle, dieser ein wenig folgt und somit den Abstand zwischen der ersten und zweiten Welle, die sie aussendet, verkürzt (Abb. 11).

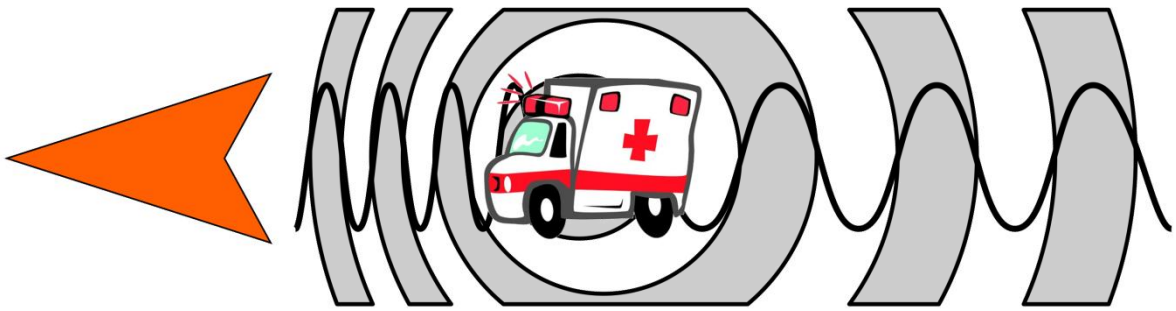


Abbildung 11: Veranschaulichung des Doppler-Effekts am Beispiel des Krankenwagens

Die Wellenlänge wird also kleiner und da sie antiproportional zur Frequenz ist, wir diese größer, der Ton also höher. Die ausgestrahlte Frequenz der sendenden Quelle bleibt die ganze Zeit dieselbe, allerdings ändert sich empfangene Frequenz in Abhängigkeit von der Geschwindigkeit der näher kommenden Quelle. Man bezeichnet dieses als den akustischen Doppler-Effekt und ordnet ihm die folgende Formel zu: $fe = \frac{fs}{1-\left(\frac{v}{c}\right)}$

Hierbei steht fe für die empfangene und fs für die gesendete Frequenz, v für die Geschwindigkeit der näher kommenden Quelle und c für die Geschwindigkeit des Schalls.

Entfernt sich die Schallquelle vom Beobachter, werden die Abstände zwischen den Wellenbergen und damit auch die Wellenlänge größer, wodurch die Frequenz kleiner und der Ton tiefer wird. In der Formel wird für v der negative Wert der Geschwindigkeit eingesetzt, um das Entfernen der Quelle auszudrücken. Dadurch wird aus der ersten Formel:

$fe = \frac{fs}{1-\left(\frac{v}{c}\right)}$ die Formel: $fe = \frac{fs}{1+\left(\frac{v}{c}\right)}$

Betrachtet man den Doppler-Effekt angewandt auf das Licht (optischer Doppler-Effekt), so sind die Formeln des akustischen Doppler-Effektes abzuändern. Da für Lichtwellen kein Trägermedium oder Bezugssystem existiert, kann nur die Relation von Lichtquelle (Stern) und Empfänger (Teleskop) zueinander berücksichtigt werden, was erst mithilfe der speziellen Relativitätstheorie erklärbar ist. Für ein „Sich-aufeinander-Zubewegen“ von Sender und Empfänger gilt gemäß dem optischen Doppler-Effekt:

$$fe = fs\frac{1+\left(\frac{v}{c}\right)}{\sqrt{1-\left(\frac{v}{c}\right)}}$$

Diesmal gibt v die relative Geschwindigkeit zwischen Sender und Empfänger an. Für ein „Sich-voneinander-Entfernen“ lautet die Formel im Umkehrschluss:

$$fe = fs\frac{1-\left(\frac{v}{c}\right)}{\sqrt{1+\left(\frac{v}{c}\right)}}$$

Da v immer kleiner als c ist, gilt bei der Annäherung $fe > fs$ und somit auch $\lambda e < \lambda s$. Die gemessene Wellenlänge ist also kleiner als die tatsächlich gesendete. Im Falle des Entfernens verhält es sich genau andersherum: $\lambda s < \lambda e$

Die Spektrallinien werden also in Richtung von Blau bzw. Rot, also entgegen den beiden Außenbereichen des sichtbaren Spektrums, verschoben (Abb. 12).

Abbildung 12: Verschiebung der Absorptionslinien durch den Doppler-Effekt (hier: Rotverschiebung)

Besonders die Rotverschiebung ist in der Astronomie eine relevante Formel, welche im Jahr 1929 von Edwin P. Hubble entdeckt wurde und das „Sich-voneinander-Entfernen von Sender und Empfänger“ wie folgt beschreibt:

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda s} = \frac{\lambda e\ -\ \lambda s}{\lambda s} = \frac{\lambda e}{\lambda s} - 1$$

Dabei steht z für die Rotverschiebung, λe für die empfangene und λs für ausgesendete Wellenlänge. Umgestellt ergibt sie die Gleichung für die Fluchtgeschwindigkeit v, mit der sich die Objekte auseinander bewegen, wenn $\Delta\lambda$ und λs bekannt sind:

$$v\ =\ \pm\, c * \frac{\Delta\lambda}{\lambda s}$$

Mittels Verschiebung der Spektrallinien der Balmerserie, insbesondere der Hα-Linie, kann nach Auswertung der Beobachtung die Geschwindigkeit und das Massenverhältnis der umeinander kreisenden Sterne im Doppelsternsystem β Aur berechnet werden.

4.5 Das Gravitationsgesetz

Um die Beziehung zwischen den Massen und Radialgeschwindigkeiten der Sterne abzuleiten, muss man auf das Gravitationsgesetz von Isaac Newton zurückgreifen.

Das Gravitationsgesetz (I.) lautet:

I. $F_G = G\frac{M_1 * M_2}{r^2}$

G steht für die Gravitationskonstante mit einem Wert von etwa **6,67408 · 10^{-11} m^3 kg^{-1} s^{-2}**.[2]
M_1 und M_2 sind die Massen der beiden Sterne und r der Radius ihrer gemeinsamen Kreisbahn.

II. $F = m * a$

$$M_1 * a_1 = G\frac{M_1 * M_2}{r^2}$$

III. $a_1 = G\frac{M_2}{r^2}$

Aus dem zweiten Newton'schen Axiom (II.) lässt sich ein weiterer Zusammenhang ableiten. Die Gravitationskraft wird durch die Formel I. ergänzt. Dadurch lässt sich eine Masse wegkürzen und anstelle der Kraft wird nun die Beschleunigung des Sterns berechnet.

IV. $a_2 = G\frac{M_1}{r^2}$

Gleichermaßen gilt für a_2, was für a_1 gilt.

Die Gesamtbeschleunigung $a = a_1 + a_2$ lautet folglich: V. $a = G\frac{M_1 „+“ M_2}{r^2}$

Da die Sterne umeinander kreisen, ist ihre Geschwindigkeit nicht konstant, sondern wird gleichmäßig beschleunigt. Die Kraft, welche veranlasst, dass die Objekte durchgehend in Richtung der Mitte „gedrückt“ werden, heißt Zentripetalkraft (aus dem Lateinischen: *centrum* für *den Mittelpunkt* und *petere* für *etwas anstreben, aufsuchen*). In Abhängigkeit von der Winkelgeschwindigkeit $w = \frac{2\pi}{T}$, wobei T für die Umlaufzeit steht, ergibt sich für die Kreisbeschleunigung folgende Gleichung, die zusätzlich vom Radius $r = r_1 + r_2$ abhängig ist:

$$\text{VI.} \quad a = w^2 * r = \frac{4\pi^2}{T^2} * r$$

[2] *http://physics.nist.gov/cgi-bin/cuu/Value?bg*

Setzt man beide Formeln V. = VI. für a gleich und formt sie zu den Massen um, erhält man:

$$\text{VII.} \qquad M_1 + M_2 = \frac{4\pi^2}{G \cdot T^2} * r^3$$

Aus II. geht hervor, dass $M_1 * a_1 = M_2 * a_2$ und mit VI. folgt, dass gilt: $M_1 * r_1 = M_2 * r_2$
Da die Geschwindigkeit v als $w * r$ definiert ist, folgt, dass $v = \frac{2\pi}{T} * r$ gilt und der Radius r wiederum mit der Gleichung beschrieben werden kann:

$$\text{VIII.} \qquad r = \frac{T}{2\pi} * v$$

Die Auswertung des Spektroskopie-Experimentes ergibt zwei Sinusfunktionen, welche von der Geschwindigkeit v und dem Winkel i, der die Inklination, also den Neigungsgrad gegenüber dem Beobachter angibt, abhängen. Beide Kurven besitzen jeweils einen Maximalwert K_1 bzw. K_2, der durch die Gleichung $K = v \cdot sin\ (i)$ ausgedrückt werden kann. Formt man nach v um und setzt das Ergebnis in VIII. ein, so erhält man für den Radius:

$$r = T * \frac{K}{2\pi \cdot \sin i}$$

Nun wird $M_1 * r_1 = M_2 * r_2$ umgeformt, sodass gilt: $\frac{M_1}{M_2} = \frac{r_2}{r_1}$
In Worten ausgedrückt, ist das Massenverhältnis der Sterne gleich dem umgekehrten Radienverhältnis. Setzt man für die Radien die Gleichung VIII. ein, kürzen sich T und $2\pi * sin(i)$, also alle Unbekannten, weg und es bleibt als Formel für das Massenverhältnis:

$$\text{IX.} \qquad \frac{M_1}{M_2} = \frac{K_2}{K_1}$$

Beide K-Werte sind als maximale Radialgeschwindigkeiten aus dem Graphen ablesbar und somit kann durch das Experiment bereits ohne weitere Hilfswerte das Massenverhältnis der Sterne im Doppelsternsystem β Aur bestimmt werden.

Um absolute Werte für die Massen der Sterne berechnen zu können, wird der Winkel i benötigt. Die Rechnung geht aus dem oben bereits umgeformten Gravitationsgesetz (VII.) hervor. Der Gesamtradius r wurde als $r_1 + r_2$ definiert und mit VIII. eingesetzt in VII. folgt:

$$\text{X.} \qquad M_1 + M_2 = \frac{4\pi^2}{G \cdot T^2} * \left(\frac{T * K}{2\pi \cdot \sin i}\right)^3$$

$$= M_1 + M_2 = \frac{T}{2\pi G \cdot \sin^3 i} * (K_1 + K_2)^3$$

Zur genauen Massenbestimmung fehlen nur die Größen i, T, K_1 und K_2, da sowohl π als auch G physikalische Konstanten sind. Setzt man für i den Wert **76,0° ± 0,4°** ein, welcher von professionellen Astronomen im Jahr 1995 über eine Messung der Lichtintensität bestimmt wurde[3], beträgt $M_1 + M_2$ in Sonnenmassen (**$M_\odot$ ≈ 1,9891 · 10^{30} kg**)[4]:

$$\text{XI.} \qquad M_1 + M_2 = 1{,}3123804^{-21} \frac{kg\, s^3}{m^3} * T * (K_1 + K_2)^3$$

Formt man IX. nach M_1 um und setzt es in X. ein, erhält man den absoluten Wert von M_2:

$$\text{XII.} \qquad M_2 = \frac{T}{2\pi G \cdot \sin^3 i} * \frac{(K_1 + K_2)^3}{\frac{K_2}{K_1} + 1}$$

Gleichermaßen gilt nach Umformung für M_1:

$$\text{XIII.} \qquad M_1 = \frac{T}{2\pi G \cdot \sin i} * \frac{(K_1 + K_2)^3}{\frac{K_1}{K_2} + 1}$$

Abgesehen vom Neigungswinkel können alle weiteren Schritte zur Berechnung der Massenverhältnisse und der absoluten Werte für die Masse ohne äußere Zusatzwerte vollzogen werden. Lediglich die Umlaufdauer T und die Grenzgeschwindigkeiten K_1 und K_2 müssen nun bestimmt werden, wofür man zunächst mit der Aufnahme eines Sternspektrums von β Aur beginnen muss.

[3] *http://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-6256/142/1/6/meta;jsessionid=79D381D11B7D0C95577E38EDFE7B67FF.c2.iopscience.cld.iop.org#aj389856s3*
[4] *https://www.iau.org/public/themes/measuring/*

5 Das Schülerlabor Astronomie

5.1 Das Hauptteleskop Planewave CDK-20

Das Schülerlabor Astronomie am Carl-Fuhlrott-Gymnasium bietet zahlreiche, professionelle Möglichkeiten, um die Messungen in der notwendigen Genauigkeit und Präzision durchzuführen. Neben den sechs Stationen im Außenbereich, welche unter anderem mit dem Celestron 11 Edge HD-Teleskop ausgestattet sind (Abb. 13), befindet sich an Station 7 das neu erworbene Teleskop CDK-20, mit welchem wir, als eine der ersten Gruppen, unsere Spektren aufnehmen konnten.

Abbildung 13: Die Ausstattung der Sternwarte

Das CDK-20 besitzt eine Öffnung von 20 Zoll, was einem Durchmesser von etwa 508 mm entspricht.[5] Die Lichtsammelleistung des CDK-20 beträgt etwa 5267, das heißt, es kann 5267-mal so viel Licht wahrnehmen wie das menschliche Auge.[6]

Die Brennweite von 3,454 mm geteilt durch die Öffnung gibt das Öffnungsverhältnis an, welches in diesem Falle f/6,8 beträgt. Weil es ein Wert kleiner als f/8 ist, zählt das Teleskop zu den schnellen Optiken. Für weit entfernte Deep-Sky-Objekte oder Sterne, wie β Aur, eignet es sich besonders gut, da die Belichtungsdauer kurz ist.[7]

[5] *http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave_htm/cdk-20.htm*
[6] *http://www.sternsucher.com/grundlagen/optik/77-oeffnung-und-aufloesungsvermoegen.html*
[7] *http://www.sternsucher.com/grundlagen/optik/80-oeffnungsverhaeltnis.html*

Daten zum Teleskop CDK-20[8]

Bildfeldgröße	52 mm
Obstruktion	39 %
Back Focus	218 mm hinter der Tubusabschlussplatte, 142mm hinter der Fokussiereinheit
Gewicht	64 kg
Tubuslänge	1151 mm
Obere Zelle	Gitterrohrtubus aus Kohlefaser
Untere Zelle	Gitterrohrtubus aus Kohlefaser, Hauptspiegel lichtgeschützt durch Kohlefaserabdeckung

Abbildung 14: Das Teleskop Planewave CDK-20

Bei dem CDK-20 handelt es sich um ein Spiegel-Teleskop, dessen Erfindung Newton zugeschrieben wird. Es besteht aus einem elliptischem Hauptspiegel, mit dem Öffnungsverhältnis f/3 und einem Durchmesser von 52 cm sowie einem sphärischen Fangspiegel mit 19,05 cm Öffnung. Beide sind aus austemperiertem Pyrex gefertigt und qualitativ sehr hochwertig, besonders für eine Sternwarte, die von Amateurastronomen, wie uns Schülern, genutzt wird (Abb. 14).

[8] *http://www.baader-planetarium.de/planewave/planewave_htm/cdk-20.htm*

5.2 Die 10 Micron-Montierung

Eine Optik allein reicht für erfolgreiche Beobachtungen jedoch noch nicht aus. Damit man Objekte präzise ansteuern und nachführen kann, wird eine gute Montierung benötigt, welche sowohl Stabilität für das schwere Teleskop bietet, als auch uneingeschränkte Schwenkmobilität gewährleistet. Auf der Sternwarte am Carl-Fuhlrott-Gymnasium ist das CDK-20 fest auf der parallaktischen Montierung GM 4000 HPS (**H**igh **P**recision and **S**peed) II montiert (Abb. 15).[9]

Abbildung 15: Die Montierung GM 4000 HPS II

Die Montierung hat ein Gewicht von etwa 125 kg und eine Tragkraft von 150 kg, wodurch sie sich sehr gut für die Nutzung mit dem CDK-20 eignet. Der mögliche anzufahrende Breitengradbereich beträgt 20° bis 70° und die Azimut Feineinstellung ist bis zu ±10° möglich. Um einen Stern auch über eine längere Aufnahmedauer im Sichtfeld des Teleskops zu behalten, muss die Montierung eine gute Nachführgenauigkeit besitzen, welche mit etwa 1“ auf 15 Minuten gegeben ist.

[9] *http://10micron.de/products/gm-4000-hps/gm-4000-hps-montierung-1454010/*

Daten zur Montierung GM 4000 HPS II.[10]

Gegengewichtsstange	60 mm Durchmesser, Edelstahl, Gewicht 13 kg
Achsen	Ra. 85mm/Dek. 80mm Durchmesser, legierter Stahl
Lagerung	vorgespannte konische Rollenlager
Schneckenräder	Dek. 315 Zähne, 244 mm Durchmesser, B14 Bronze
Schnecke	Durchmesser 32mm, vergüteter legierter Stahl, gerieben und geläppt

In der Datenbasis der Montierung sind bereits alle relevanten Himmelsobjekte, Sternkataloge, sowie die Planeten, Asteroiden, Kometen und Satelliten unseres Sonnensystems eingespeichert. Über ein angebrachtes Keypad kann ein Objekt völlig ohne zusätzliche technische Hilfsmittel angesteuert und automatisch nachgeführt werden. Auf dem Display werden allgemeine Informationen, wie z. B. die Koordinaten des Objektes, angezeigt und mit der Absicht, es häufiger zu untersuchen, kann die Position gespeichert und bei der nächsten Beobachtung schnell angefahren werden. Zusätzlich zu dem benutzerfreundlichen Handcontroller bietet sich dem Astronomen noch die Möglichkeit der Fernsteuerung mittels eines PCs. In unserem Fall konnten wir von einem Kontrollraum direkt neben dem Teleskop unsere Beobachtungen machen. Es musste lediglich die Dachluke geöffnet und der Strom eingeschaltet werden, damit die Messungen vom Computer aus beginnen konnten (Abb. 16).

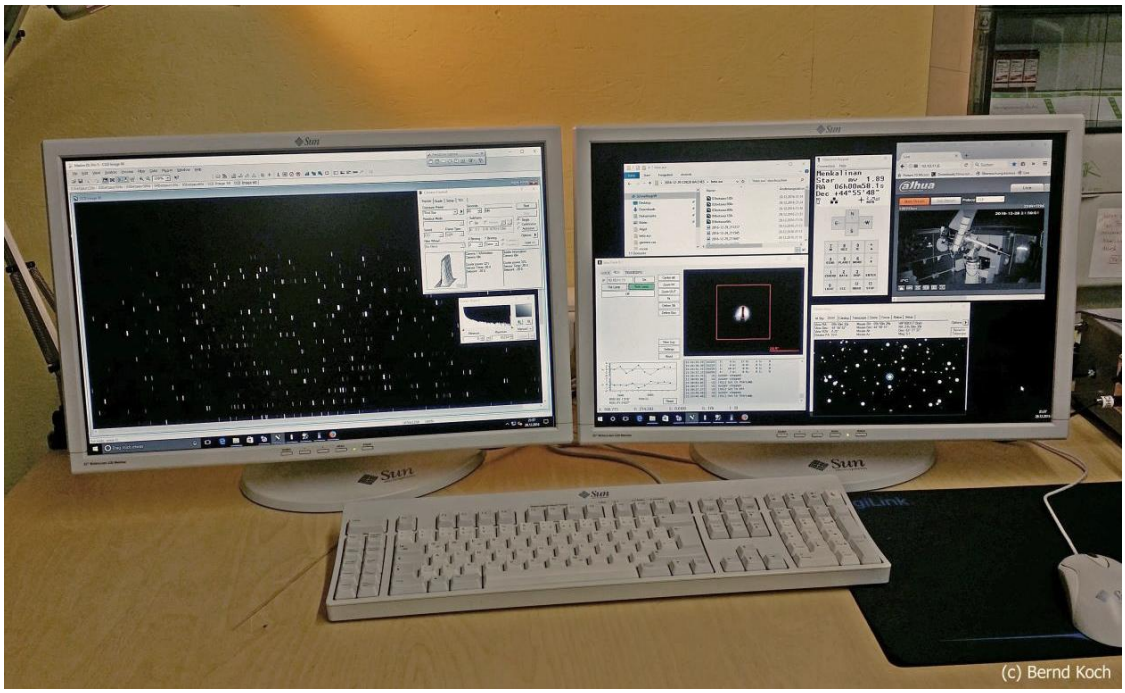


Abbildung 16: Der Kontrollraum im Schülerlabor Astronomie an einem Beobachtungsabend

[10] *http://10micron.de/products/gm-4000-hps/gm-4000-hps-montierung-1454010/*

5.3 Die Aufnahmekamera STF-8300M

Um die hochwertige Qualität von Teleskop und Montierung angemessen nutzen zu können, muss auch die Aufnahmekamera in passender Fassung vorhanden sein. Für unsere Aufnahmen wurde die SBIG STF-8300M verwendet (Abb. 17). Sie hat eine Pixelanzahl von 3326 x 2504 Pixel, was einer Summe von etwa 8,3 Millionen Pixeln entspricht. Die Downloadzeit für Full Frames beträgt unter einer Sekunde, wodurch sie sich besonders für Echtzeit-aufnahmen von kurzzeitigen Helligkeitsveränderungen eignet. Die sehr geringe Pixelgröße von 5,4 µm x 5,4 µm macht sie ebenfalls „optimal für die Widefield Fotografie“.[11]

Abbildung 17: Die Aufnahmekamera STF-8300M am BACHES Echelle Spektrografen

Daten zur Aufnahmekamera STF-8300M

Chip	Full Frame Transfer Kodak KAF 8300 Chip mit Anti Blooming Funktion und Mikrolinsentechnik
Größe	18 x 13.5 mm, diagonal 22.5 mm
Quanteneffektivität:	bei 540 nm - 54% (monochrome Version)
Dunkelstrom	extrem gering, typisch 0.02e/Pixel/sek bei -10 Grad Celsius
AD Konverter	16 bit Auflösung
Spannungsversorgung	12V/3A_max

[11] *http://www.sbig.de/stf-8300/stf-8300.htm*

5.4 Die Guiding Kamera Celestron Skyris 274 M

Damit bei den Spektralaufnahmen überprüft werden konnte, ob der Stern nach wie vor an der richtigen Position stand, nutzen wir die Guiding Kamera Celestron Skyris 274 M (Abb. 18). Unter Benutzung des Sony Sensors ICX274AL besitzt sie eine Pixelgröße von 4,4 µm x 4,4 µm bei einer Gesamtpixelanzahl von 1600 x 1200. Die maximale Bildrate beträgt bis zu 20 fps (engl. *frames per second* für Bilder in der Sekunde) und die Auflösung 12 bit.[12]

Daten zur Guiding Kamera Celestron Skyris 274 M

Teleskopanschluss	1¼” Stutzen und C-Gewinde
Chipgröße	8,5 x 6,8 mm
Belichtungszeit	0,0005 - 10 sek
Spannungsversorgung und Datendownload	USB 3.0, abwärtskompatibel zu USB 2.0
Softwarekompatibilität	Celestron iCap, IC Capture, DirectShow
Fokuslage	19mm
Gewicht	100 g
Systemvoraussetzungen	PC/Laptop mit Windows XP/Vista/7/8 & freiem USB 2.0/3.0 Port

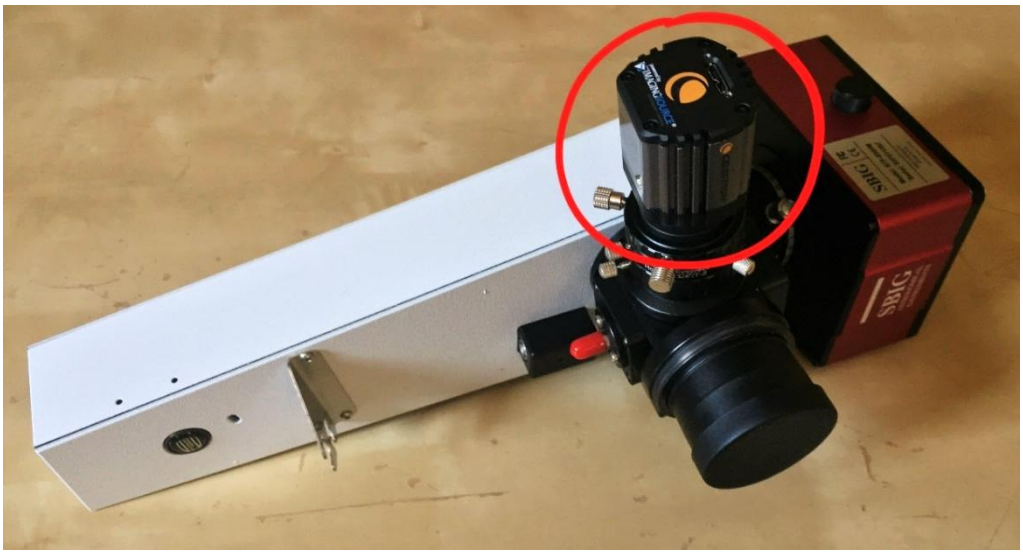


Abbildung 18: Die Guiding Kamera Celestron Skyris 274 M

[12] *http://www.baader-planetarium.de/skyris/*

5.5 Der BACHES Echelle Spektrograf

Das eigentliche Kernstück der Arbeit ist die Aufnahme der Spektren. Diese wurden mit dem hochauflösenden BACHES Echelle Spektrografen aufgenommen (Abb. 19).

Durch ein Sprossengitter, auch genannt Echelle-Gitter, wird das eintreffende Licht in seine Wellenlängen zerlegt und auf ein zweites Gitter reflektiert. Da die einzelnen Sprossen im Größenbereich der Wellenlänge des sichtbaren Lichtes liegen, sind sie vergleichbar mit vielen Einzelspalten für die Wellenlängen im Bereich von 392 bis 800 nm. Für diesen Bereich wird durch das zweite Gitter ein durchgehendes Spektrum erzeugt, welches in Abschnitten übereinander geordnet ist.[13]

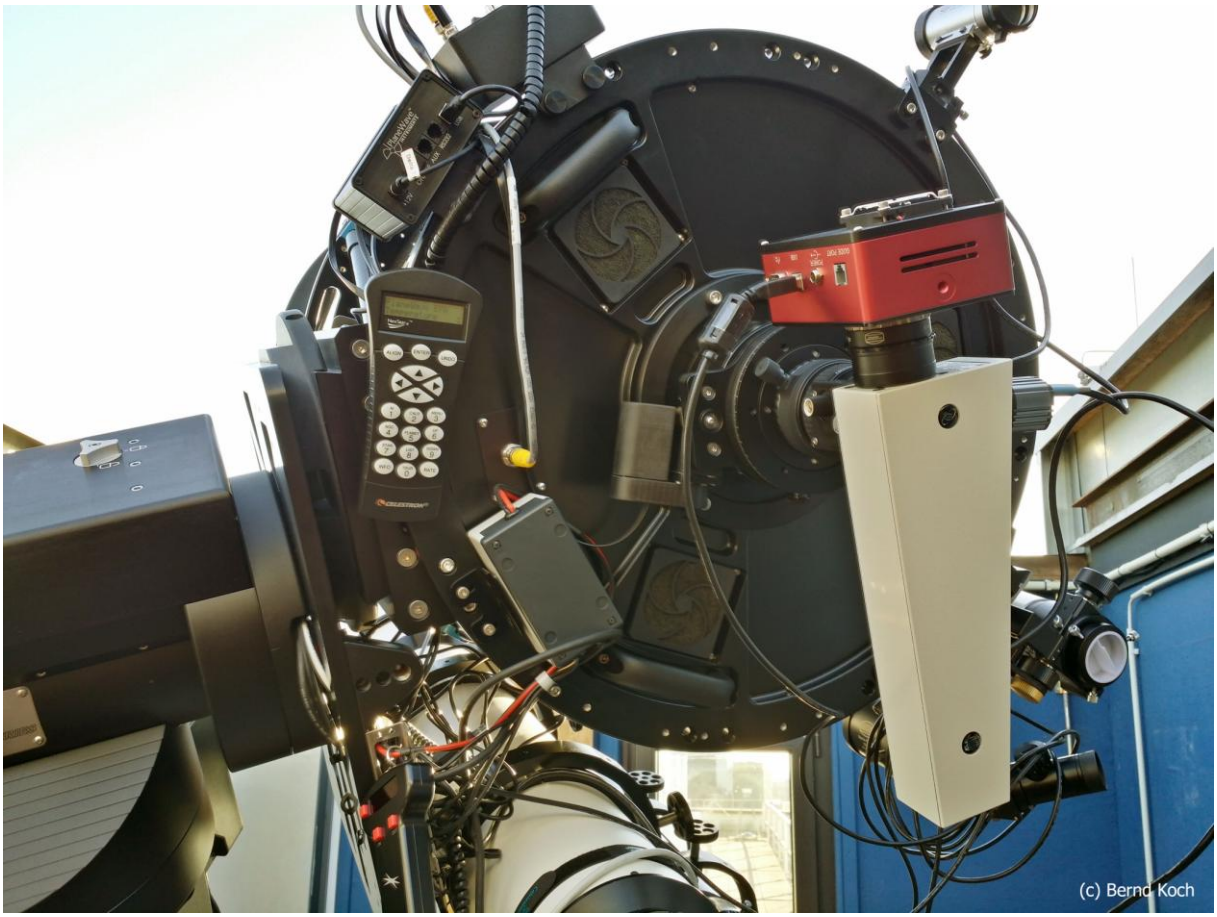


Abbildung 19: Der BACHES-Echelle Spektrograf am CDK-20, Foto: Bernd Koch

[13] *http://www.baader-planetarium.de/baches/*

Daten zum Baches-Echelle Spektrografen

Mittleres spektrales Auflösungsvermögen	R=18000
Spaltgröße (einstellbar)	25 µm und 50 µm, jeweils 125 µm lang
Gewicht	1350g (ohne Kamera)
Verwindungssteifigkeit	besser als 9 µm bei 180°-Schwenk
Passende Sensoren	ca. 10 x 15mm, 9 µm Pixel, verwendbar ab 7mm x 4mm
Öffnungsverhältnis des Kollimators	f/10
Optimale Teleskope	8" bis 24" f/10 Teleskope (volle Auflösung von f/8 bis f/12)

Um ein aufgenommenes Sternspektrum korrekt auswerten zu können, muss der BACHES-Echelle Spektrograf zunächst kalibriert werden (Abb. 20). Man verwendet dazu die RCU (**R**emote **C**alibration **U**nit), welche aus einer Thorium-Argon-Lampe und einer Weißlicht-Kontinuumslampe besteht. [14]

Abbildung 20: Die Remote Calibration Unit

Die Thorium-Argon Lampe wird im Folgenden ebenfalls aufgenommen, da in ihrem Spektrum viele Absorptionslinien bekannter Elemente und Moleküle vorhanden sind, die später mit denen im Sternspektrum abgeglichen werden können. Es dient also als Vergleichsspektrum und muss daher bei jeder Beobachtung zu Beginn der Aufnahmen wiederholt aufgenommen werden.

[14] *http://www.baader-planetarium.de/baches/#rcu*

6. Aufbau des Experiments

Unser Ziel ist, aus den Spektren die Heliozentrische Radialgeschwindigkeit des Doppelsterns zu messen, um aus dieser die Bahnparameter des Doppelsternsystems zu bestimmen. Dazu gehören neben der Entfernung der beiden Sterne voneinander die Umlaufzeit und die Massen. Um eine erfolgreiche und vor allem eine auf eigenen Daten basierende Auswertung zu erreichen, werden viele Datensätze benötigt. Ein Datensatz besteht aus drei verschiedenen Messungen:

1) Erzeugung eines kontinuierlichen Flatfield Spektrums mit Hilfe einer Halogenlampe. Das Flatfield Spektrum dient zur Linien Erkennung von dem Thorium-Argon Spektrum, sowie zur Entfernung von eventuell vorhandenen Staubpartikeln.
2) Erstellung eines Referenzspektrums der Thorium-Argon Lampe, das später mit dem Flatfield abgeglichen wird. Da man bei dem Referenzspektrum die Wellenlänge der einzelnen Spektrallinien kennt, kann man diese auf das Sternspektrum übertragen, um die Wellenlängen zuzuordnen.
3) Aufnahme eines Spektrums von β Aur, das nach der Kalibrierung mit dem Thorium-Argon Spektrum ausgewertet wird.

Die Aufnahme dieser Spektren geschieht an dem CDK-20, an dem der BACHES Echelle Spektrograf angeschlossen ist. Über ein Faserkabel ist der Spektrograf an die Remote Calibration Unit angeschlossen, welche manuell zuschaltbar ist.
Wichtig für die Aufnahmen ist außerdem, dass die Zeit richtig eingestellt ist. Anschließend werden die Spektren mit der Astrosoftware *MaxIm DL* unter passenden Belichtungszeiten aufgenommen. Zuerst erfolgt die Aufnahme der Flatfield Spektren, danach folgen die Referenzspektren. Zuletzt werden die Spektren des Doppelsternes erfasst.
Nach der Aufnahme der Datensätze müssen diese auf die Kalibrierung vorbereitet werden. Die Vergleichsspektren werden passend zugeschnitten und mit einem Median-Filter bearbeitet. Zusammen mit den Sternspektren werden sie in der Linux Software *MIDAS* kalibriert. Anschließend sind die Spektren bereit für die Auswertung. Dafür wird eine Excel-Tabelle angelegt, in der alle Daten festgehalten werden. Die Auswertung erfolgt über *Visual Spec* und die Berechnung der Parameter gelingt mit dem *Spectroscopic Binary Solver*.

7. Aufnahme der Spektren

Durchgeführt wurde unser Experiment an Station 7, in der das neue Teleskop Planewave CDK-20 untergebracht ist.

Als erstes musste β Aur angesteuert und zentriert werden. Dafür haben wir mit dem Live-View der Guiding Kamera Celestron Skyris 274 M, die am BACHES Echelle Spektrograf angeschlossen war, den Doppelstern in die Mitte der Kamera positioniert, sodass er sich auf dem 25 Mikrometer breiten Spalt des Spektrografen befand (Abb. 21). Dank der genauen Nachführung des Teleskopes musste kein manuelles Guiding durchgeführt werden. Im nächsten Schritt haben wir die Zeit über das Programm *Dimension 5* mit einem Zeitserver synchronisiert, da dieses essentiell für eine erfolgreiche Auswertung ist.

Nachdem alle Voraussetzungen gegeben waren, wurden mit der Software *MaxIm DL* mehrere Flatfield Spektren mit einer Belichtungszeit von 4 Sekunden aufgenommen. Danach wurden mehrere Referenzspektren 60 Sekunden lang belichtet. Darauf erfolgte die Belichtung des Doppelsterns β Aur mit einer Dauer von 300 Sekunden. Zuletzt wurde erneut eine Serie von Thorium-Argon Spektren erzeugt, um sicherzustellen, dass sich der Spektrograf im Verlauf der Beobachtung nicht verschoben hatte.

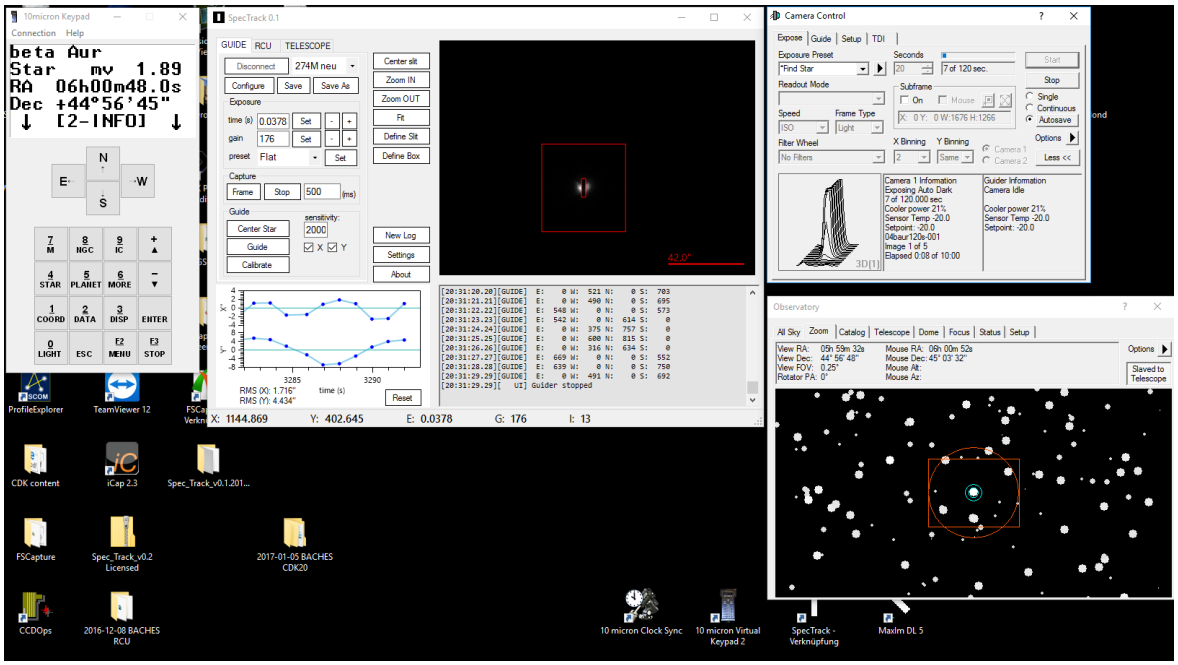


Abbildung 21: Links: Steuerpult für die Montierung; Mitte: Guiding und Live View; Rechts oben: Aufnahme der Spektren; Rechts unten; Position des Sterns

Nach einer ersten Qualitätsüberprüfung wurden die Datensätze geordnet und auf unserem Astroserver gespeichert, um sie später auf die anschließende Kalibrierung vorzubereiten (Abb. 22).

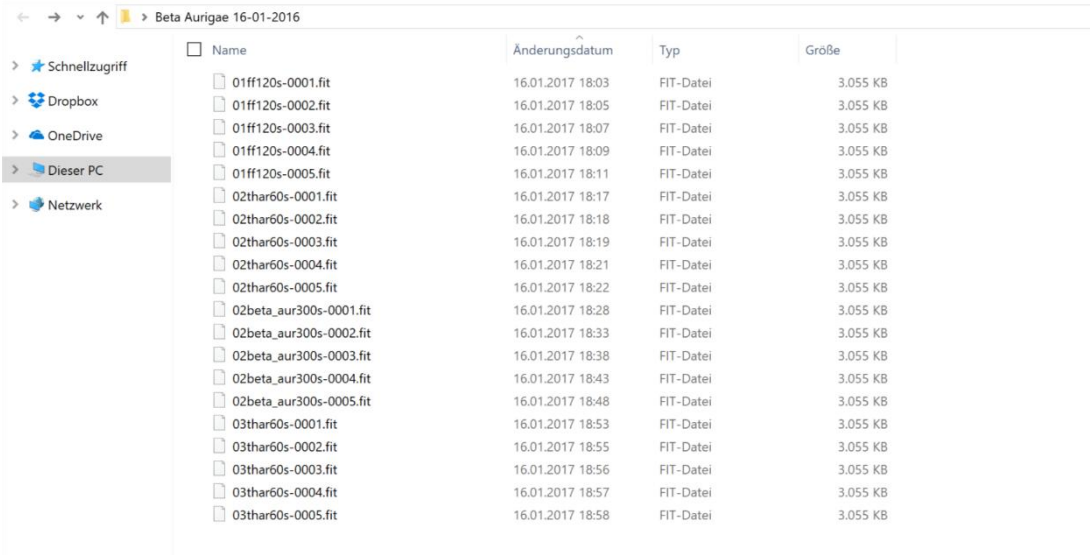


Abbildung 22: Beispiel einer typischen Ordnerstruktur nach der Aufnahme/Übersicht aller aufgenommen Spektren eines Tages

Insgesamt lagen uns zur Auswertung Datensätze von sieben Tagen vor, von denen manche auf Grund der Zeitknappheit von unserem Lehrer, Herrn Koch, unter ähnlichen Bedingungen aufgenommen und uns zur Verfügung gestellt wurden.

8. Aufbereitung der Spektren

Um die aufgenommenen Rohspektren auswerten zu können, müssen diese erst kalibriert werden, d. h. es muss jedem Pixel eine Wellenlänge in Angström zugeordnet werden. Allerdings wird das Spektrum nicht an einem Stück abgebildet, sondern übereinander, um ein schärferes Bild abzubilden. Die Zeilen, auf denen nun das Spektrum abgebildet ist, werden als Ordnungen bezeichnet. Diese weisen als eine Besonderheit auf, dass sich die Spektrallinien aufeinander folgender Ordnungen wiederholen (Abb. 23).

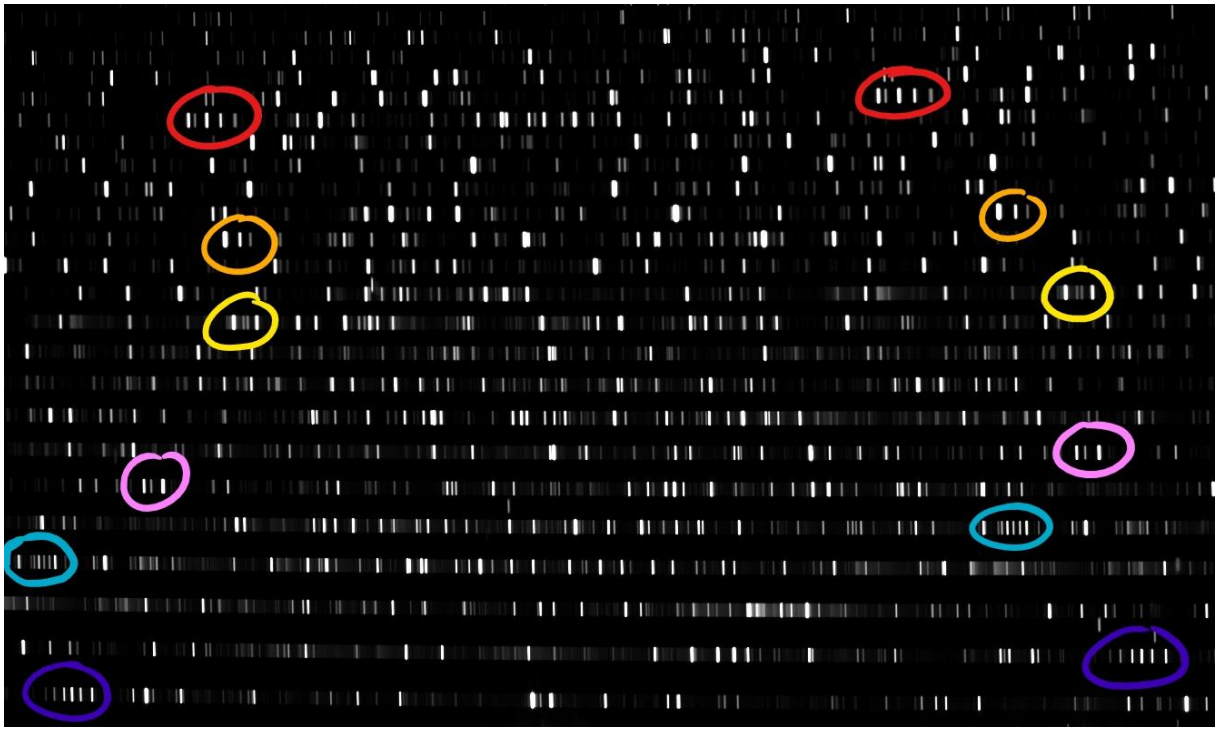


Abbildung 23: Beispiele für sich wiederholende Abschnitte im Spektrum

Um solche Spektren auszuwerten, ist eine spezielle Software notwendig. Wir haben die Software *MIDAS* für benutzt. Sie entnimmt jeder Ordnung den Intensitätsverlauf und setzt die Ordnungen aneinander, um ein breit aufgefächertes und detailliertes Spektrum zu erhalten. Doch bevor die Rohspektren kalibriert werden können, müssen diese zuerst vorbereitet werden. Dieses geschieht in *MaxIm DL*.

Sowohl die Flatfield-Spektren, als auch die Thorium-Argon Spektren mussten mit einem Median-Filter behandelt werden, um sogenannte Hotpixel und falsche Informationen herauszufiltern. Dafür wurden alle Aufnahmen, die zueinander gehören, gestakt, das heißt, sie wurden hintereinandergelegt und mit Hilfe des Median Filters zu einem neuen Bild zusammengefügt. Bei den Aufnahmen von β Aur darf man den Filter allerdings nicht anwenden, da sonst das Ergebnis verfälscht wird.

Dadurch, dass unsere Kamera ein breites Aufnahmefeld besitzt, bilden manche Fotos einen zu großen Bereich der Spektren ab, was eventuell zu Komplikationen mit der Kalibrierungssoftware führen könnte. Deswegen mussten alle Spektren zugeschnitten werden mussten. Hierfür ist die Software *Maxim DL* sehr gut geeignet, da sie sich die Position automatisch merkt, in der das vorherige Bild angepasst wurde. Daraufhin haben wir, wie in Kapitel 7 erwähnt, die beiden Serien der Thorium-Argon Spektren miteinander verglichen und auf Unterschiede in ihrer Lage geprüft. Es traten minimale Abweichungen in y-Richtung auf, jedoch keine relevanten Unterschiede in x-Richtung, welche zu einer Verfälschung der Wellenlängen geführt hätten.

Da nun die Datensätze für die Kalibrierung vorbereitet waren (Abb. 24-26), haben wir diese in einen gemeinsamen Ordner abgelegt, auf den sowohl unser Astroserver als auch Linux zugreifen konnte. Mit Hilfe der *Virtual Box* wurde *MIDAS* unter der *Linux Version Fedora* gestartet und ausgeführt.

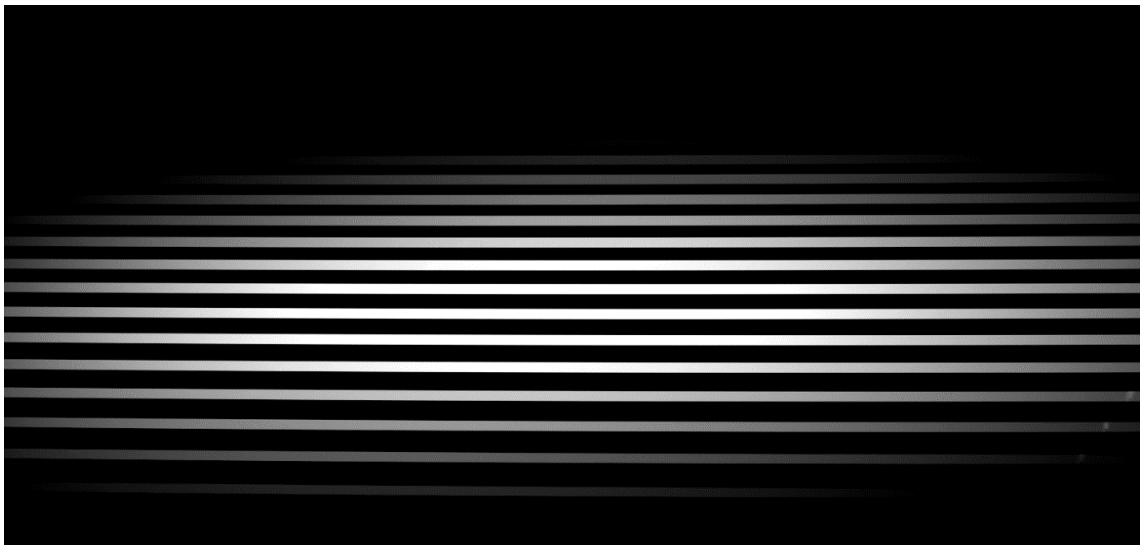


Abbildung 24: Flatfield Spektrum, 5.01.19 um 21 Uhr

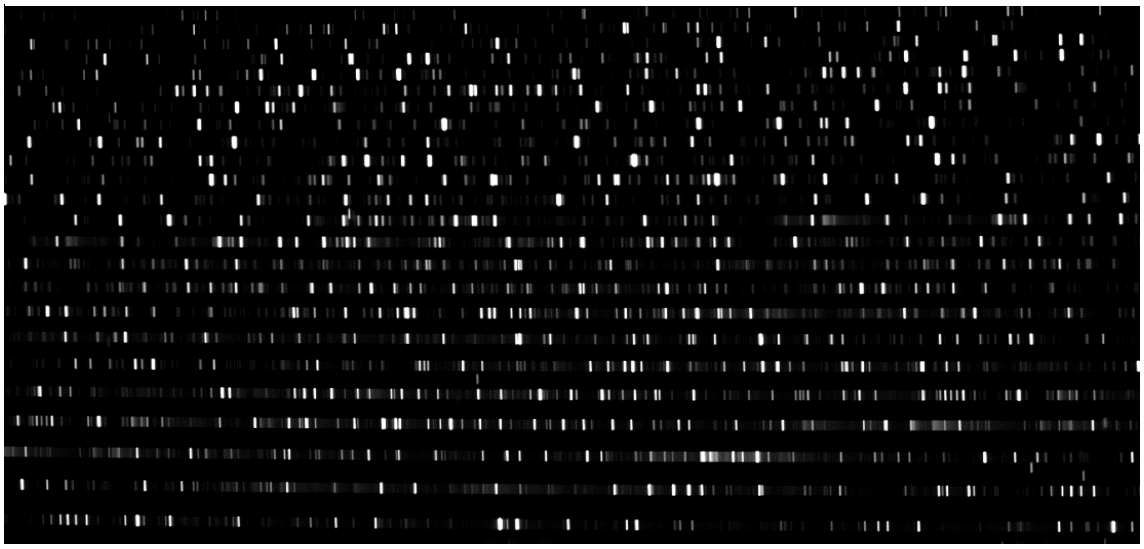


Abbildung 25: Thorium-Argon Spektrum, 5.01.19 um 21 Uhr

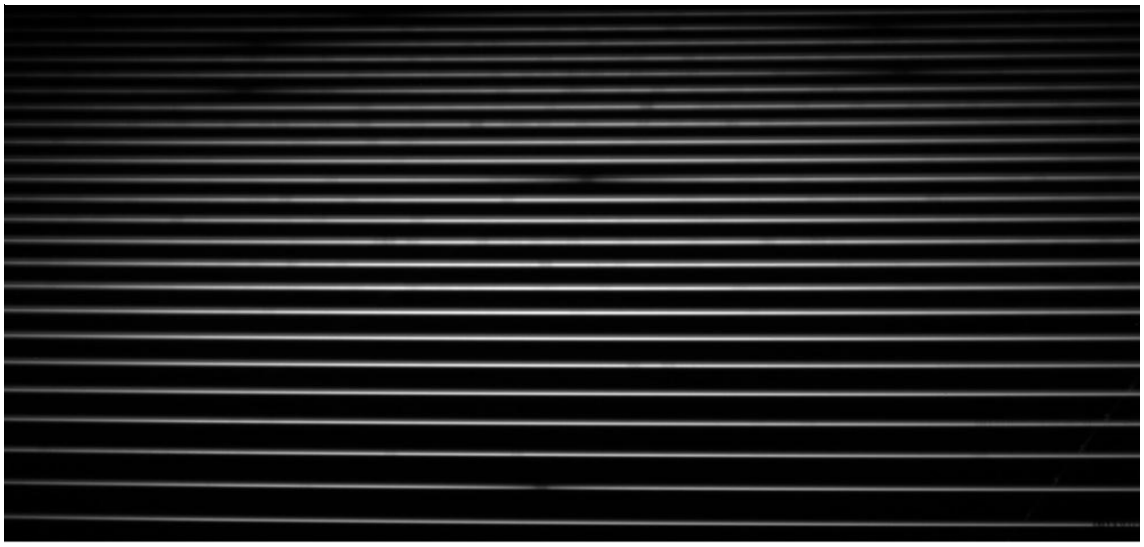


Abbildung 26: Sternspektrum von β Aur, 5.01.19 um 21 Uhr

Die vorbreiteten Datensätze wurden anschließend über das Terminal per Befehlseingabe kalibriert: Zuerst musste *MIDAS* ausgeführt werden, was über den Befehl */inmidas* geschah. Danach wurden über den Befehl *set/cont baches* alle erforderlichen Inhalte geladen. Mit dem Befehl *calib/baches thar.fit ff.fit 20 20 20 0 0,1 100* wurde nun das Thorium-Argon Spektrum mit dem Flatfield Spektrum kalibriert. Die Parameter sagen aus, dass die Software 20 Ordnungen dem Spektrum entnehmen und 20 Pixel oberhalb sowie 20 Pixel unterhalb der Mitte einer Ordnung Werte zur Messung heranziehen sollte. Hierbei war eine Genauigkeit von 0,1 Angström unter Verwendung von 100 % der Daten zu erreichen. Das Referenzspektrum musste mit dem Flatfield kalibriert werden, um die Ordnungen im Thorium-Argon Spektrum zu identifizieren. Dieses wurde manuell in einer Grafik eingetragen. Hier hat man alle Ordnungen markiert (Abb. 27). *MIDAS* suchte nun nach allen Spektrallinien, die in dem Thorium-Argon Referenzspektrum vorhanden waren.

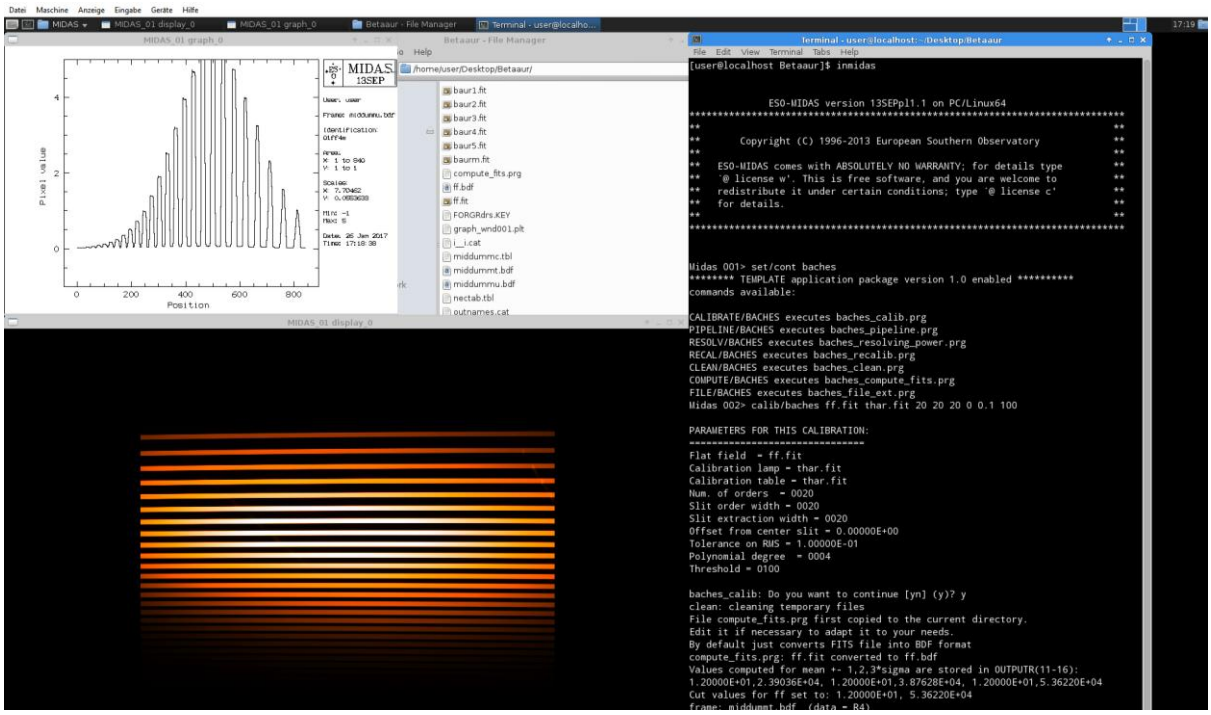


Abbildung 27: Eingrenzung der Ordnungen (Oben links) und Ausschnitt aus dem Terminal (rechts)

Im nächsten Schritt mussten manuell zwei besondere Spektrallinien, die sich in bestimmten Gruppen befinden, markiert werden (Abb. 28).

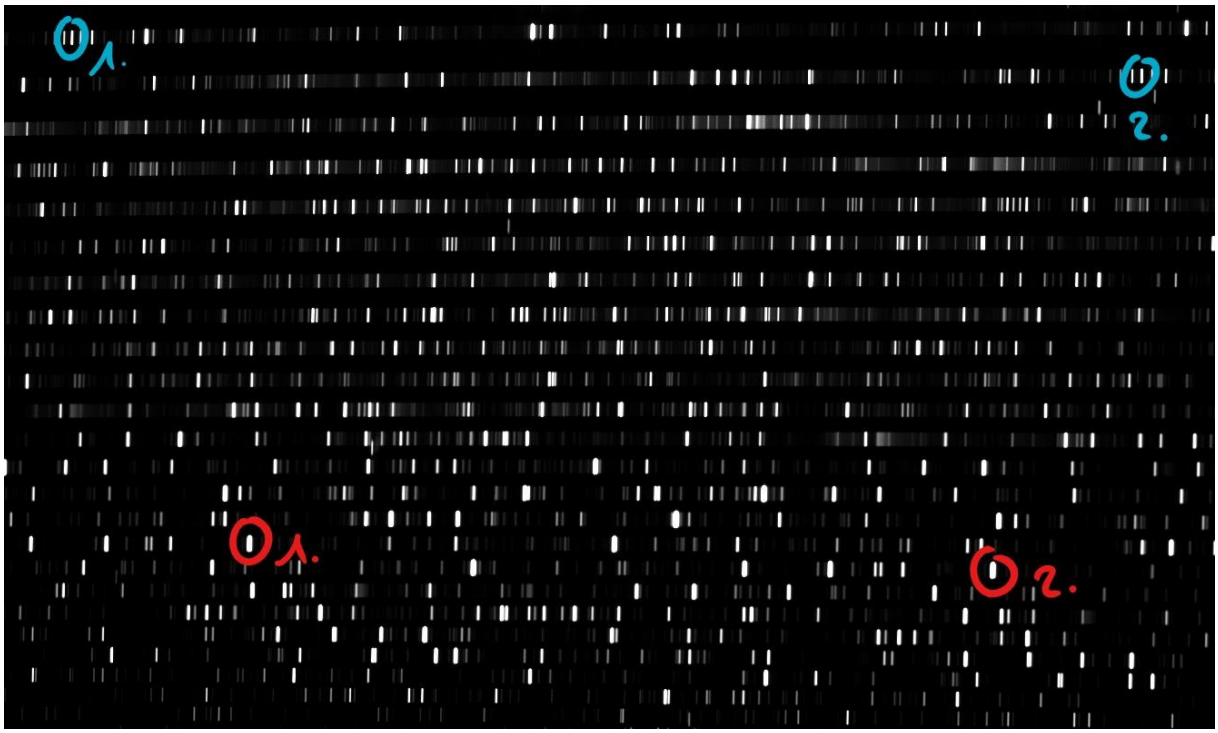


Abbildung 28: Die zwei anzugebenen Spektrallinienpaare

Daraufhin musste der ersten erkannten Ordnung die absolute Ordnungszahl zugeschrieben werden, welche aus dem Handbuch des BACHES Echelle Spektrografen als 33. Ordnung hervorgeht. Zudem war sowohl die Wellenlänge für die erste markierte Spektrallinie, die 6662.268 Angström beträgt, sowie für die zweite Wellenlänge, die 4609.6 Angström beträgt, anzugeben. Nun konnte die Software für alle erkannten Spektrallinien die Wellenlängen zuordnen. War dieses durchgeführt, wurde eine Übersicht der Kalibrierung erstellt, die ein direktes Indiz dafür war, welche Qualität die spätere Auswertung dieses Datensatzes liefern würde.

```
        ORDER                                   ANGSTROEM
------  --------  --------  --------    ------  ---------
     1        52        49   4223.79   4368.84    0.01418 *FROM 2D SOLUTION*
     2        51        47   4306.39   4454.34    0.01394 *FROM 2D SOLUTION*
     3        50        49   4392.29   4543.25    0.01282 *FROM 2D SOLUTION*
     4        49        42   4481.69   4635.78    0.01510 *FROM 2D SOLUTION*
     5        48        44   4574.81   4732.16    0.01763 *FROM 2D SOLUTION*
     6        47        48   4671.90   4832.62    0.01606 *FROM 2D SOLUTION*
     7        46        52   4773.20   4937.43    0.01442 *FROM 2D SOLUTION*
     8        45        45   4879.00   5046.90    0.02083 *FROM 2D SOLUTION*
     9        44        42   4989.60   5161.32    0.02294 *FROM 2D SOLUTION*
    10        43        46   5105.34   5281.05    0.01943 *FROM 2D SOLUTION*
    11        42        46   5226.58   5406.47    0.02187 *FROM 2D SOLUTION*
    12        41        42   5353.73   5537.99    0.02018 *FROM 2D SOLUTION*
    13        40        49   5487.21   5676.07    0.01662 *FROM 2D SOLUTION*
    14        39        42   5627.52   5821.22    0.01478 *FROM 2D SOLUTION*
    15        38        49   5775.20   5973.98    0.01200 *FROM 2D SOLUTION*
    16        37        60   5930.83   6134.97    0.01689 *FROM 2D SOLUTION*
    17        36        48   6095.08   6304.89    0.01257 *FROM 2D SOLUTION*
    18        35        38   6268.67   6484.49    0.01992 *FROM 2D SOLUTION*
    19        34        41   6452.44   6674.63    0.01399 *FROM 2D SOLUTION*
    20        33        41   6647.29   6876.25    0.02301 *FROM 2D SOLUTION*
-------------------------------------------------------------
                                        MEAN RMS:   0.01696
** TOTAL NUMBER OF LINES :     920 **
*************************  Verification  ***********************************

1) Minimum number of selections per order : 6
   If the number of selections in any order (column NO.LINES above)
   is less or equal than the minimum, this order should be checked.

2) Percentage of identifications among the half brighter lines : 80 %
   This percentage must be as high as possible (above 50%). Low values
```

Abbildung 29: Ausgabe des Terminals/Auswertung der Kalibrierung

Es ist ersichtlich, dass der Prozentsatz aller gefundenen Spektrallinien mindestens 50 % oder höher betragen soll (Abb. 29). Für die meisten Kalibrierungen lag der Prozentwert für gleichgewählte Parameter bei etwa 80 %. Die Abweichungen betrugen in diesem Fall ca. 0,017 Angström, was ein sehr guter und genauer Wert ist. Am wichtigsten war für uns die Anzahl der gefundenen Spektrallinien in der 34. Ordnung, da sich in ihr die Hα-Linie befindet, die später für die Auswertung und Bestimmung der Bahn Parameter benutzt wurden. Die Anzahl betrug hier 41, was in allen Fällen mehr als genug war. Wären hingegen nur wenige gefunden worden, so wäre zuvor ein Fehler unterlaufen. Damit war das Thorium-Argon Spektrum fertig kalibriert und konnte auf das Doppelstern Spektrum übertragen werden. Das geschah mit dem Befehl */pipeline baches [Name der Datei]*. *MIDAS* erzeugte automatisch die kalibrierten Spektren jeder einzelnen Ordnung im .fits Format. Zudem erstellte es einen neuen Ordner *plots*, in dem die kalibrierten Ordnungen in .png und .pdf Format abgespeichert wurden, sodass man sich das Ergebnis direkt anschauen konnte. Diesen Prozess haben wir für alle Datensätze wiederholt. Die Daten wurden anschließend wieder auf den Astroserver übertragen und waren somit bereit für die Auswertung.

9. Auswertung der Datensätze

Für die Auswertung haben wir zuerst eine Excel-Tabelle angelegt, in der alle Daten gesammelt wurden. Wir haben insgesamt 49 einzelne Doppelsternspektren von sieben unterschiedlichen Tagen zur Auswertung vorliegen gehabt. Diese wurden namentlich, mit dem Aufnahmedatum und der koordinierten Weltzeit (UTC), der Belichtungsdauer und der Mitte der Aufnahme in der Tabelle festgehalten. Diese Werte ließen sich über den Header der Dateien in *MaxIm DL* ablesen und übertragen (Abb. 30).

	A	B	C	D	E	F	G
12	Datensätze	Datum UTC	Aufnahme Beginn	Belichtungs Dauer	Mitte d. Aufnahme	HJD	Helio Korrektur
13		2017-12-29					
14	40betaAur300s.fit	2016-12-31	19:35:43	00:05:00	19:38:13	2457754.32349	-4.975
15	41betaAur300s.fit	2016-12-31	19:40:50	00:05:00	19:43:20	2457754.32704	-4.980
16	42betaAur300s.fit	2016-12-31	19:45:57	00:05:00	19:48:27	2457754.33060	-4.985
17	43betaAur300s.fit	2016-12-31	19:51:18	00:05:00	19:53:48	2457754.33431	-4.990
18	01betaAur120s.fit	2017-01-05	20:13:38	00:02:00	20:14:38	2457759.34867	-7.431
19	02betaAur120s-001.fit	2017-01-05	20:19:53	00:02:00	20:20:53	2457759.35301	-7.437
20	02betaAur120s-002.fit	2017-01-05	20:25:09	00:02:00	20:26:09	2457759.35667	-7.443
21	02betaAur120s-003.fit	2017-01-05	20:27:10	00:02:00	20:28:10	2457759.35807	-7.445
22	02betaAur120s-004.fit	2017-01-05	20:29:12	00:02:00	20:30:12	2457759.35948	-7.448
23	02betaAur120s-005.fit	2017-01-05	20:31:14	00:02:00	20:32:14	2457759.36089	-7.450
24	02betaAur120s-006.fit	2017-01-05	20:33:16	00:02:00	20:34:16	2457759.36230	-7.452
25	01betaaur300s-0001.fit	2017-01-06	18:15:50	00:05:00	18:18:20	2457760.26788	-7.798
26	01betaaur300s-0002.fit	2017-01-06	18:20:53	00:05:00	18:23:23	2457760.27139	-7.802
27	01betaaur300s-0003.fit	2017-01-06	18:25:56	00:05:00	18:28:26	2457760.27490	-7.806

Abbildung 30: Auszug aus der Excel-Tabelle

Des Weiteren wird das Heliozentrische Julianische Datum (HJD) sowie die Geschwindigkeitskorrektur, genannt Helio Korrektur, benötigt.

Das Heliozentrische Julianische Datum wird von Astronomen als Referenzuhrzeit benutzt. Sie gibt die Zeit in Tagen an, die seit dem 1. Januar 4712 v. Chr. um 12:00 Uhr vergangen ist[15]. Sie bezieht sich dabei auf die Sonne, da sie der Mittelpunkt unserer Kreisbahn ist. Durch die Erdbewegung um die Sonne wird daher auch die Helio Korrektur gebraucht. Je nachdem, an welchem Punkt man sich auf der Erdumlaufbahn befindet, misst man unterschiedliche Radialgeschwindigkeiten. So ist die relative Geschwindigkeit zwischen der Erde und β Aur geringer, wenn wir uns auf der einen Hälfte der Umlaufbahn befinden und höher, wenn wir uns auf der gegenüberliegenden Kreishälfte bewegen.

[15] *https://de.wikipedia.org/wiki/Julianisches_Datum*

Um diese beiden Komponenten zu bestimmen, haben wir uns das Programm namens *HRV MM 2* zu Hilfe gezogen.

Hier wurden die vorher festgehaltenen Aufnahmedaten in das Programm eingegeben, sowie die Koordinaten des Teleskopes (7° 8‘ 37‘‘ O, 51° 13‘ 48‘‘ N) und die Koordinaten von β Aur am Himmel (R: 05h 59m 31,72293s; D: + 44° 56’ 50,7573). Als Ausgabe haben wir sowohl das Heliozentrische Julianische Datum sowie die Geschwindigkeitskorrektur erhalten (Abb. 31).

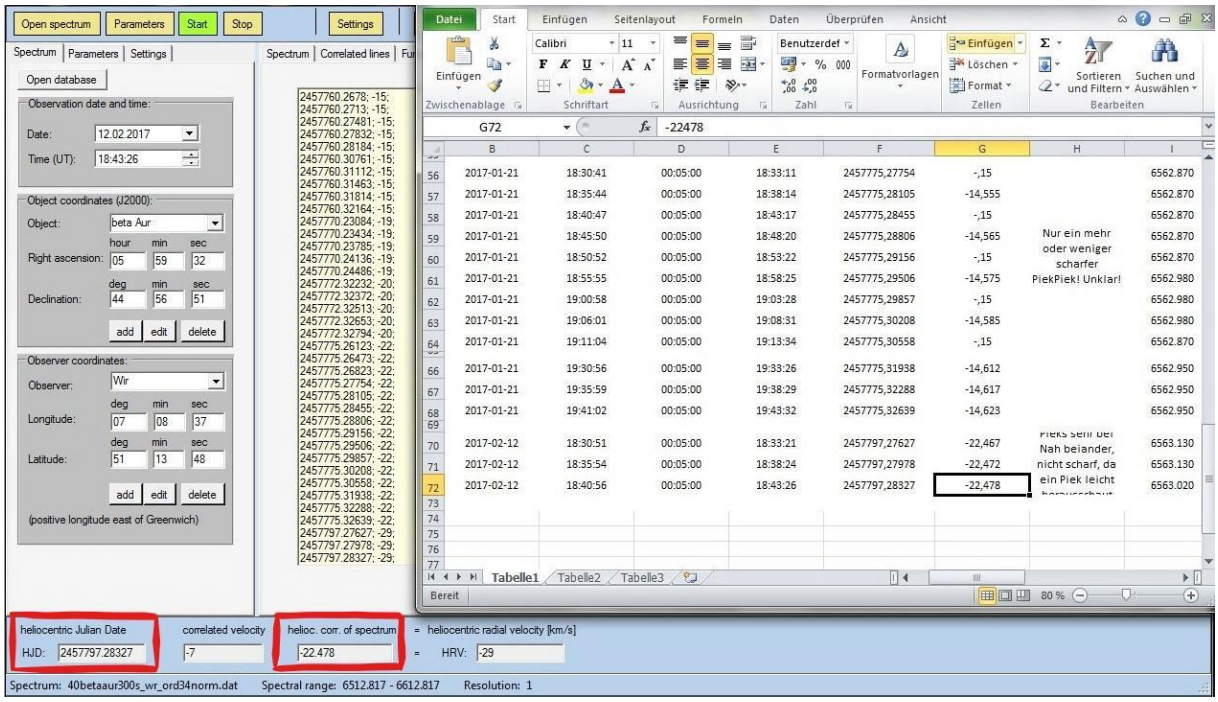


Abbildung 31: Bestimmung des Heliozentrischen Julianischen Datums sowie der Geschwindigkeitskorrektur

Nachdem wir alle Spektren und deren Julianisches Datum sowie die erforderliche Korrektur erfasst hatten, konnten wir uns schließlich mit der Bestimmung der Radialgeschwindigkeit auseinandersetzen.

Wie in Kapitel 4.4 erwähnt, verschieben sich die Spektrallinien der beiden Sterne, je nachdem wie sie sich relativ zu uns bewegen (Doppler-Effekt). Dadurch, dass es sich um zwei Sterne handelt, gibt es auch zwei Spektrallinien, da jeder Stern sein eigenes Spektrum ausstrahlt. In Abhängigkeit von der Position der Sterne in ihrem System verschieben sich die Spektrallinien unterschiedlich stark:

1. Ein Stern bewegt sich direkt auf uns zu. Der andere steht demnach so, dass er sich genau von uns wegbewegt. Das heißt, die gemessene Verschiebung der Spektrallinien ist am höchsten.
2. Beide Sterne bewegen sich exakt senkrecht zu unserem Blickwinkel, dann bewegt sich kein Stern stärker auf uns zu bzw. von uns weg. Die Spektrallinien liegen genau aufeinander, d. h. es existiert nur eine sichtbare Spektrallinie im Sternspektrum.
3. Alle Fälle dazwischen.

Dabei ist allerdings immer eine Verschiebung zur tatsächlichen Lage einer Spektrallinie aufzufinden, da sich das Doppelsternsystem relativ zu uns bewegt. Es liegt also eine generelle Blau- oder Rotverschiebung vor.

Um die Radialgeschwindigkeit auszurechnen, müssen wir uns die Lage der Hα-Linien zur tatsächlichen Lage dieser Spektrallinien anschauen. Hierbei ist die Rede von Delta Lamda (Δλ). Dafür müssen allerdings erst die Lagen der Peaks bestimmt werden, welches hauptsächlich in *Visual Spec* geschah. Untersucht haben wir dabei die Hα-Linie, da sie durch ihren enormen Absatz der Intensität sehr gut erkennbar ist.
Die Excel-Tabelle wurde somit um mehrere Spalten erweitert. Die Lage der Peaks wurde auf drei unterschiedliche Methoden bestimmt, aus welchen dann ein Durchschnitt gebildet wurde. Zum einen wurde der absolute Tiefpunkt der Peaks gewählt, zum anderen wurde die Lage geschätzt, da manchmal die vermutete tatsächliche Lage des Peaks etwas neben dem Intensitätsminimum lag. Außerdem wurde ein Gaußfit durchgeführt und dann das Minimum dieser Kurve als tatsächliche Lage angeben. Bei dem Gaußfit versucht der Computer eine parabelähnliche Kurve in den Peak zu legen. In der Regel liefert diese Methode die genauesten Werte des Minimums; ob es sich bei einem so breiten Peak um die tatsächliche Lage handelt, bleibt in der Regel jedoch unklar. Alle drei Methoden wurden je für beide Peaks durchgeführt, was bei der Menge an Datensätzen die meiste Zeit beansprucht hat.

Zudem haben wir uns in der Tabelle notiert, wie gut die Lage festgestellt werden konnte, da manche Peaks sehr nahe beieinander lagen. Bei einem Datensatz war sogar nur ein einziger Peak sichtbar, d. h. wir hatten zu einem Zeitpunkt gemessen, bei dem sich beide Sterne absolut senkrecht zu uns bewegten. Stellen, bei denen sich die Peaks sehr nahe waren, besaßen die größte Ungenauigkeit, da der Tiefpunkt der überlappenden Peaks sehr unscharf war (Abb. 32).

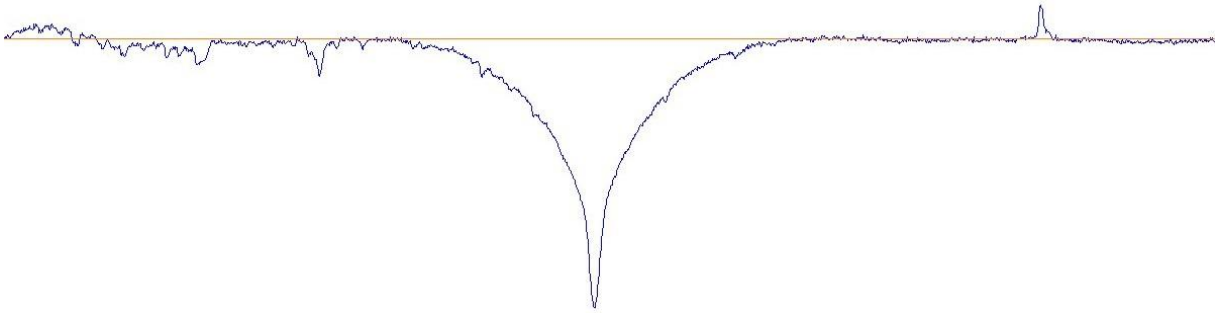


Abbildung 32: Beispiel der Überlappung beider Peaks

Der Durchschnitt wurde dann mit Hilfe der Excel Formeln aus der Summe der drei Messungen, welche anschließend durch drei geteilt wurde, berechnet. Bei manchen Spektren war kein Gausfit möglich, da die Peaks zu nah beieinander lagen. Der Wert wurde folglich nur durch zwei geteilt. Der errechnete Durchschnitt wurde dann von der tatsächlichen Wellenlänge von Hα (6562,852 Angström), abgezogen, sodass wir Δλ erhalten haben.

Aus dem Wellenlängenunterschied konnten wir nun über die Formel $\frac{\Delta\lambda}{\lambda_s} * c$ (c ist gleich der Lichtgeschwindigkeit mit einem Wert von ca. 299792,8km/s und λ_s ist gleich der Wellenlänge von Hα) die Radialgeschwindigkeit berechnen. Darauf mussten wir lediglich noch die Korrektur addieren, sodass wir unsere gewünschte Heliozentrische Radialgeschwindigkeit bestimmen konnten.

Um nun die berechneten Radialgeschwindigkeiten zu überprüfen, haben wir zusätzlich noch die Phase der einzelnen Daten berechnet, weshalb wir uns mit einem Richtwert der Phase von Profi Astronomen beholfen haben. Dieser betrug 3,690004 Tage[16]. Das Heliozentrische Julianische Datum haben wir durch diese Periode geteilt. Wir ließen uns nur die Nachkommastellen anzeigen, da eine komplette Phase nur den Wert von 0 bis 1 hat. Die Phase sowie die beiden Heliozentrischen Radialgeschwindigkeiten haben wir dann in Excel geplottet, d. h. in ein Punktdiagramm übertragen.

[16] *http://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-6256/142/1/6/meta;jsessionid=79D381D11B7D0C95577E38EDFE7B67FF.c2.iopscience.cld.iop.org#aj389856s3*

Phase	Peak Links HRV [Km/s]	Peak Rechts HRV [Km/s]
0.687	-111.232	86.320
0.688	-111.007	82.571
0.689	-111.254	86.404
0.690	-113.761	85.512
0.956	-43.508	1.702
0.957	-44.636	-4.238
0.958	-29.747	-9.590
0.959	-33.898	-9.592
0.959	-37.232	-6.626
0.959	-31.295	-9.597
0.960	-37.236	-12.568
0.188	-108.649	88.035
0.189	-108.308	87.559
0.190	-109.987	90.196
0.191	-111.396	87.717
0.192	-108.600	89.252
0.198	-112.531	89.030
0.199	-112.250	93.827
0.200	-112.418	88.768
0.201	-113.946	91.509
0.202	-112.491	94.123
0.704	-114.199	91.237
0.705	-119.264	94.860
0.706	-113.300	93.271

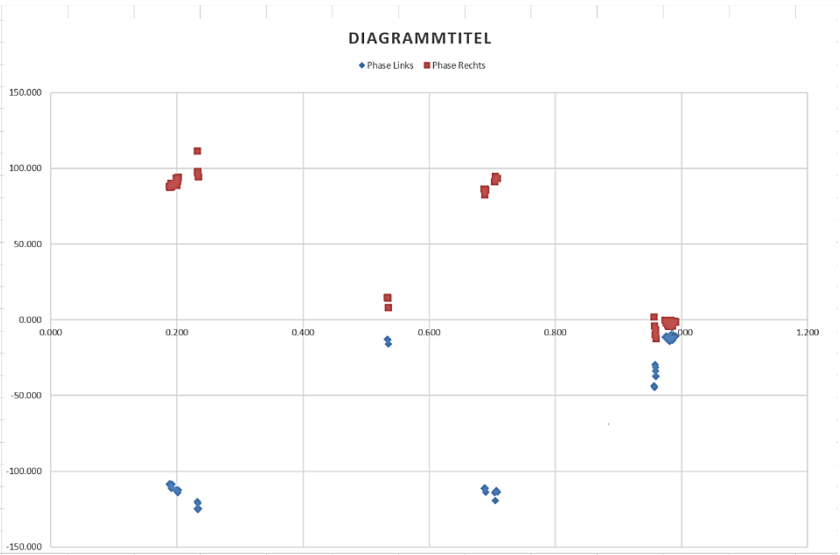


Abbildung 33: Ergebnisse nach dem ersten Plotten

Dabei ist uns aufgefallen, dass man keine Sinus Kurve durch die Messpunkte legen konnte, da die erste rote Datenwolke mit der blauen vertauscht war (Abb. 33). Nach einer kurzen Diskussion sind wir zu dem Entschluss gekommen, dass wir lediglich die Datenwolken vor oder nach der Phase 0,5 tauschen mussten, da wir konsequent jeweils nur den linken bzw. rechten Peak gemessen hatten, obwohl die Peaks nach der Überlappung „ihre Plätze getauscht“ haben (Abb. 34).

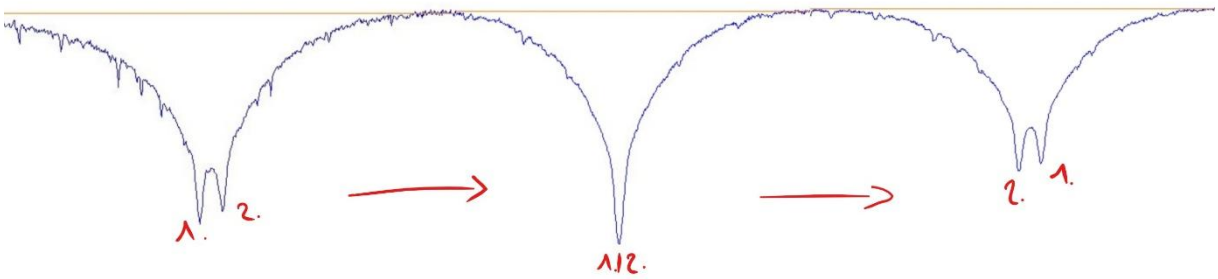


Abbildung 34: „Tauschen“ der Peaks im Verlauf einer Phase (Phase links: ca. 0,25; Mitte: ca. 0,5; rechts: ca. 0,75)

In einem neuen Tabellenblatt wurde die komplette Tabelle übernommen, nur haben wir hier die Heliozentrische Radialgeschwindigkeit mit der Phase vor 0,5 vertauscht, um das Tauschen der Peaks zu berücksichtigen.

Neues Plotten zeigte, dass die Tabelle bereit war, ausgewertet zu werden (Abb. 35).

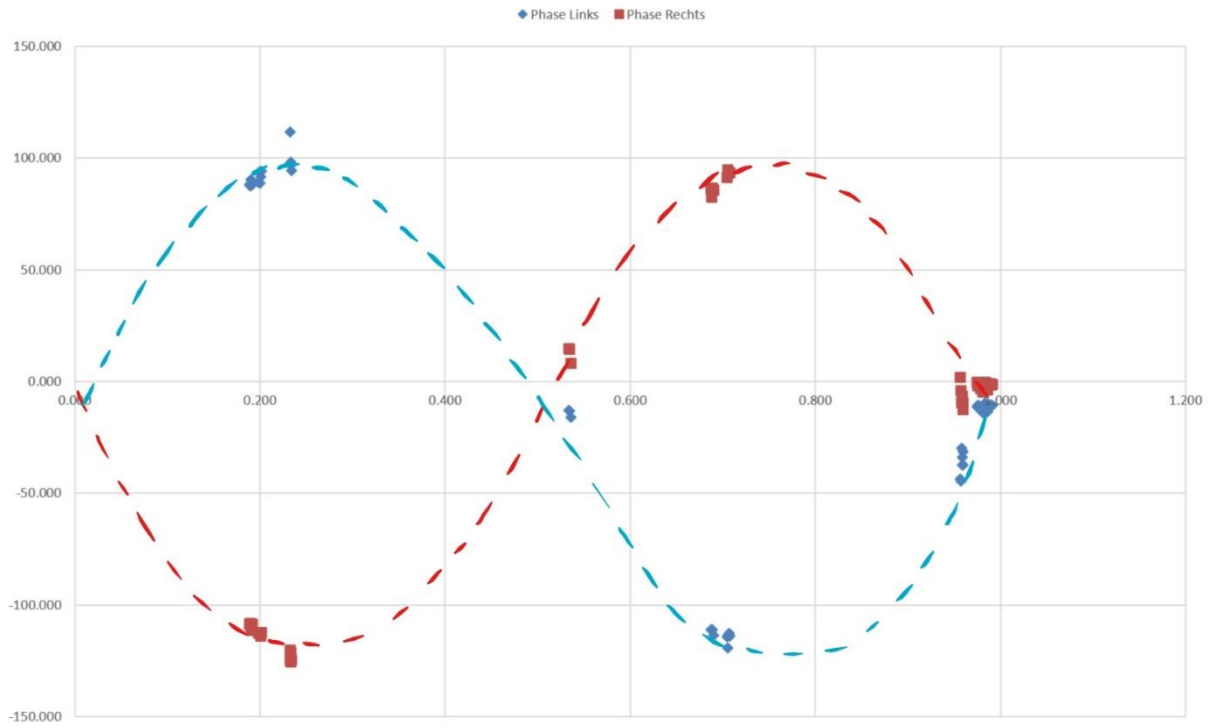


Abbildung 35: Ergebnisse nach dem Tausch der Werte

Die Auswertung erfolgte mit Hilfe des *Spectroscopic Binary Solver* (SBS). Mit dieser Software lassen sich nach eigenem Ermessen zwei Sinus Kurven so durch die Messpunkte legen, dass man aus ihnen alle für uns wichtigen Bahnparameter bestimmen kann. Die Messpunkte sind dabei die Heliozentrischen Radialgeschwindigkeiten. Um diese Messpunkte in das Programm einspeisen zu können, wird eine Textdatei benötigt, in der das Datum jedes Datensatzes, in unserem Fall das HJD, sowie die gemessene Radialgeschwindigkeit in einer Zeile sein muss, getrennt durch einen Tabstopp oder einem Leerschritt.

Wichtig ist dabei, dass die Heliozentrischen Radialgeschwindigkeiten blockweise für die beiden Sterne angegeben werden. Zuerst folgt der erste Stern mit den Radialgeschwindigkeiten aus unserer Tabelle für den linken Peak, dann folgt der zweite Stern mit den Geschwindigkeiten des rechten Peaks. Dabei muss unbedingt der zweite Block eine Zeile mit *STAR 2* besitzen, sonst werden alle Datensätze auf einen Stern bezogen (Abb. 36).

```
75,288  -14.206
75,292  -13.442
75,295  -9.826
75,299  -10.105
75,302  -10.950
75,306  -13.547
75,319  -10.472
75,323  -11.176
75,326  -10.804
97,276  -12.845
97,28   -13.202
97,283  -16.029

*****
Block
*****

STAR2
54,323  86.320
54,327  82.571
54,331  86.404
54,334  85.512
59,349  1.702
59,353  -4.238
59,357  -9.590
59,358  -9.592
59,359  -6.626
59,361  -9.597
```

STAR 1

STAR 2

Abbildung 36: Ausschnitt der Textdatei, die in den Spectroscopic Binary Solver eingespeist wird. Das HJD wurde nur zwei Stellen vor dem Komma angegeben, da sich nur dort die Werte verändern.

Der SBS ermöglicht es, viele Parameter zu verändern, zumal die Umlaufbahn eines Doppelsternsystems von vielen Faktoren abhängt. So lässt sich u. a. der Periastronwinkel ω angeben. Dieser gibt – ausgehend vom Drehpunkt des Doppelsternsystems – den Winkel zwischen den beiden Sternen an. Ist er demnach unter 180°, so stehen sich die Sterne nicht genau gegenüber. Zudem lässt sich die Exzentrizität e und die K-Werte verändern; letztere geben die höchsten Relativgeschwindigkeiten der beiden Sterne in Bezug auf uns an, je nachdem, ob sie sich am stärksten auf uns zu bewegen bzw. von uns weg. Zudem ist die Systemgeschwindigkeit γ variabel einstellbar. Sie gibt an, mit welcher Geschwindigkeit sich das Doppelsternsystem auf uns zu bzw. von uns weg bewegt. Die Periode und die Phasenverschiebung sind ebenfalls variabel. Das Programm rechnet für alle Parameter einen Wert aus und gibt zudem ein RMS (**R**oot **M**ean **S**quere)-Fehler an. Es ist nicht möglich, alle Parameter so zu bestimmen, dass sie mit den Originalwerten übereinstimmen, daher sind Kompromisse zu schließen und die Parameter nach eigenem Ermessen anzupassen.

Speist man die Textdatei ein und drückt auf das Feld *Periode*, legt das Programm, wie bereits erwähnt, zwei grobe Sinuskurven durch die Messpunkte. Zudem gibt es die Phase der Sinuskurven an und überträgt diese auf die x-Achse des Graphen (Abb. 37). Wir haben für das erste Sinuskurven Fitting alle Messpunkte verwendet.

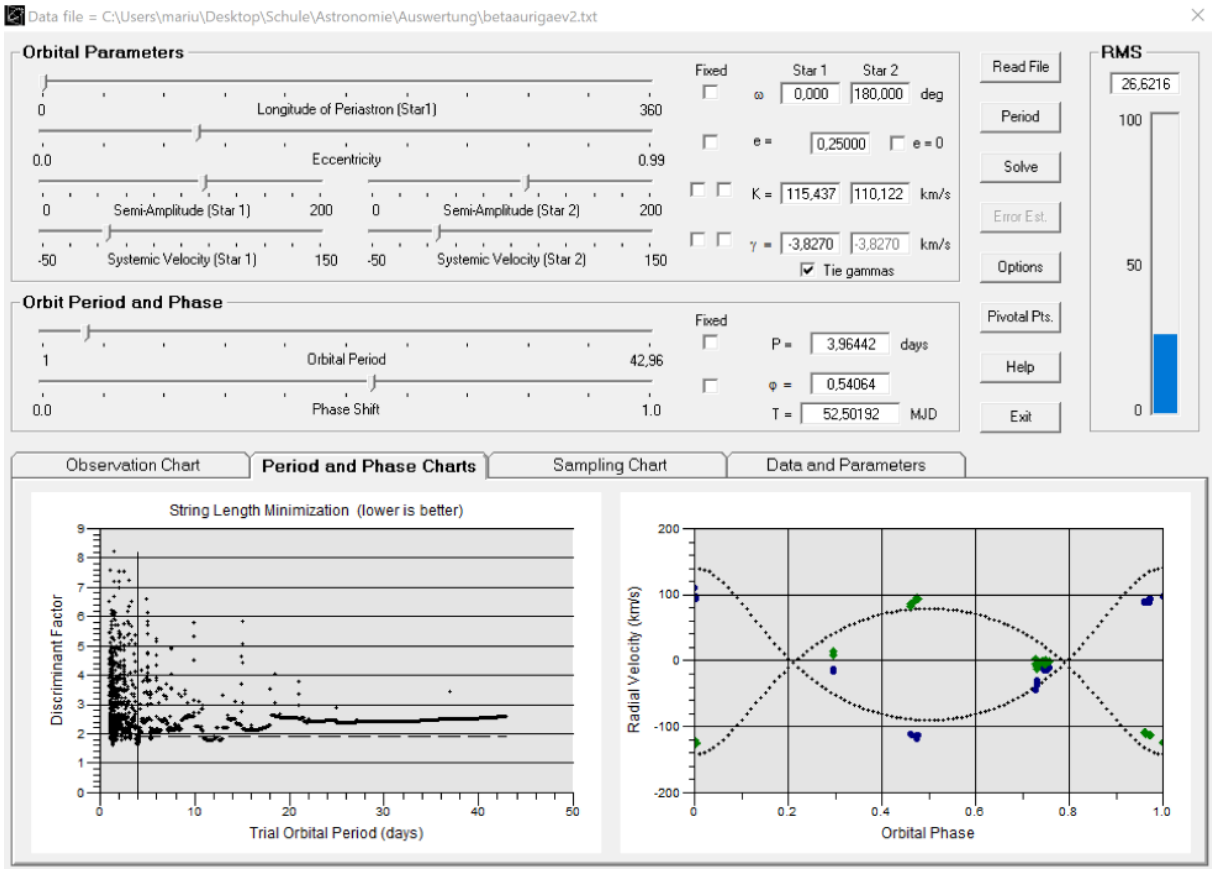


Abbildung 37: Erste Periodenbestimmung mit allen Datensätzen

Da uns bereits der Plot in der Excel-Tabelle gleichmäßig vorkam, d. h. der Abstand zwischen den K-Werten und den Schnittpunkten mit der x-Achse sehr regelmäßig war, haben wir die Exzentrizität e als Null angenommen. Dafür wurde bei e = 0 ein Häkchen gesetzt. Drückt man nun auf *Solve*, so versucht das Programm durch bestimmte Algorithmen die Werte für die Parameter so zu wählen, dass der RMS-Wert möglichst gering ist. Dies war auch unsere Intention, denn wir wollten die Abweichung so gering wie möglich halten. Aus diesem Grund haben wir viele Möglichkeiten zur Zielerreichung gesucht.

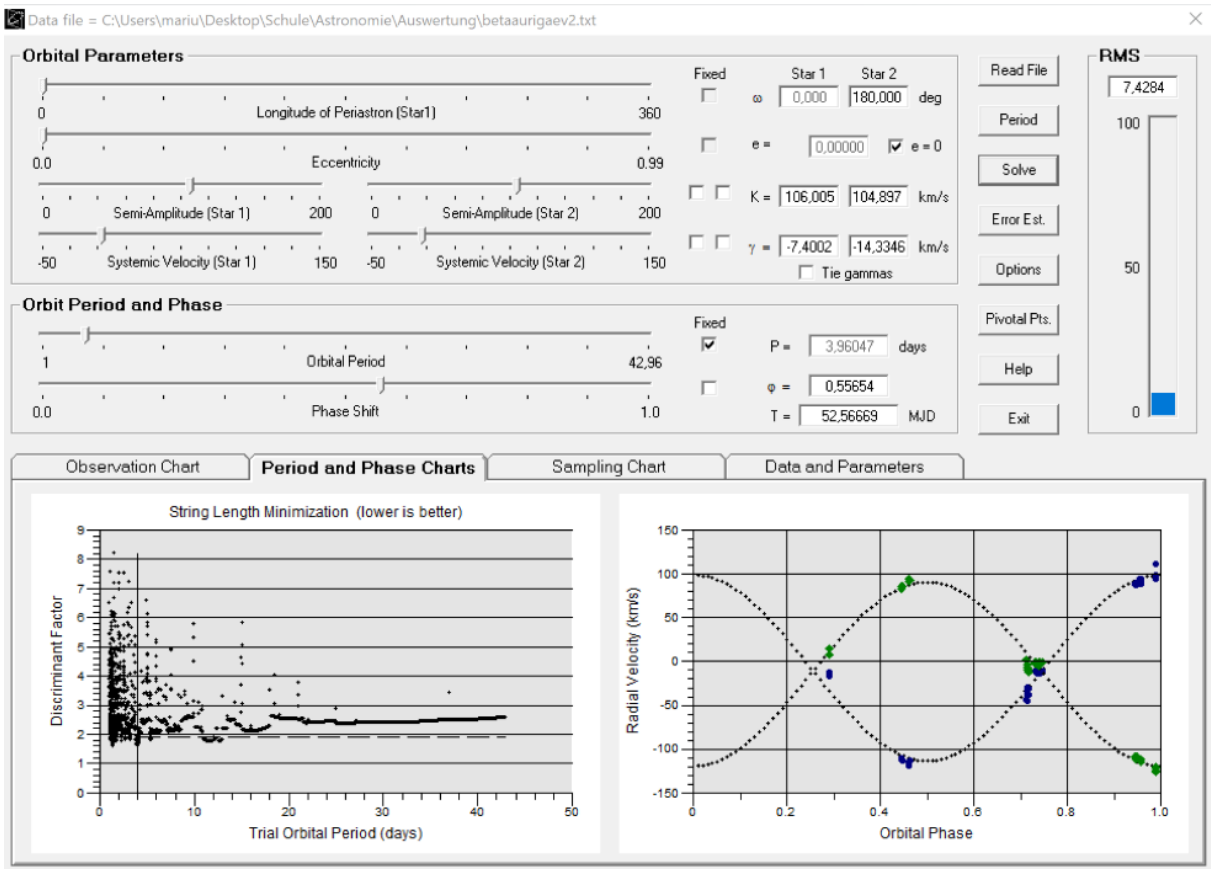


Abbildung 38: RMS-Wert ist bereits recht gering. Messpunkte in der Mitte werden nicht getroffen.

Man sieht, dass die Kurve bereits gut gefittet wurde (Abb. 38). Nichtsdestotrotz gab es einige Ausreißer, die durch alles Mögliche entstehen konnten. Wir nahmen sie als Fehler an, da sie sich deutlich von der Masse abhoben und entfernten sie für den nächsten Versuch aus den Datensätzen. Die Messpunkte in der Mitte wurden gleichermaßen entfernt, da sie ebenfalls deutlich abwichen. Das Problem lag, wie bereits erwähnt, darin, dass sich bei der Näherung und Überlappung der Peaks die Differenzierung zwischen ihnen sehr undeutlich wurde. Um dieses zu bewerkstelligen, wurde in der Textdatei vor jedem Messpunkt, der sich deutlich abhob und dessen Radialgeschwindigkeit sehr gering war, ein Sternchen gesetzt. Dieses bewirkte, dass der Compiler die entsprechenden Zeilen übersprang und nicht mit in die Berechnung der Sinuskurve einbrachte.

Ein erneutes Einlesen und Lösen, wieder mit der Annahme e = 0, ergab eine deutlich geringere Abweichung (Abb. 39).

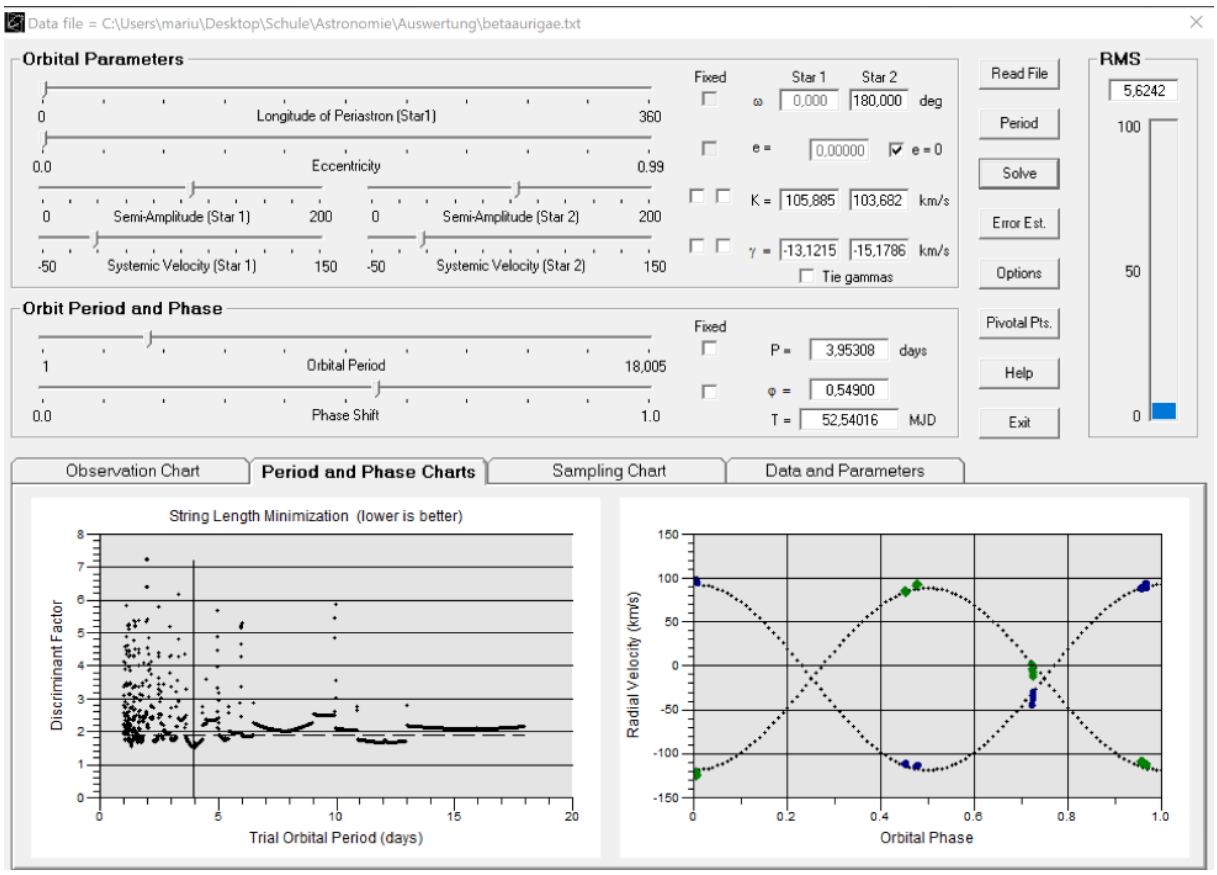


Abbildung 39: Streichen mancher Messpunkte ergibt ein genaueres Ergebnis

Als nächsten Schritt haben wir uns noch einmal die Datenwolke bei der Phase 0,75 herausgenommen und vereinzelte abweichende Messpunkte ausgeklammert sowie Messwerte, die logisch und passend erschienen, erneut hinzugewählt (Abb. 40).

```
1  54,323  -111.232
2  54,327  -111.007
3  54,331  -111.254
4  54,334  -113.761
5  *59,349 -43.508
6  *59,353 -44.636
7  *59,357 -29.747
8  *59,358 -33.898
9  *59,359 -37.232
10 *59,361 -31.295
11 *59,362 -37.236
12 60,268  88.035
13 60,271  87.559
14 60,275  90.196
15 60,278  87.717
16 60,282  89.252
17 60,308  89.030
18 60,311  93.827
19 60,315  88.768
20 60,318  91.509
21 60,322  94.123
22 70,231  -114.199
23 70,234  -119.264
24 70,238  -113.300
25 70,241  -112.559
26 70,245  -113.899
27 72,322  97.483
28 *72,324 111.610
29 72,325  98.034
30 72,327  96.782
31 72,328  94.504
32 *75,261 -11.424
33 *75,265 -10.693
34 *75,268 -10.698
35 *75,278 -12.861
36 *75,281 -12.391
37 *75,285 -13.873
38 *75,288 -14.206
39 *75,292 -13.442
40 *75,295 -9.826
41 *75,299 -10.105
42 *75,302 -10.950
43 75,306  -13.547
44 *75,319 -10.472
45 *75,323 -11.176
46 *75,326 -10.804
47 *97,276 -12.845
48 *97,28  -13.202
55 STAR2
56 54,323  86.320
57 54,327  82.571
58 54,331  86.404
59 54,334  85.512
60 *59,349 1.702
61 *59,353 -4.238
62 *59,357 -9.590
63 *59,358 -9.592
64 *59,359 -6.626
65 *59,361 -9.597
66 *59,362 -12.568
67 60,268  -108.649
68 60,271  -108.308
69 60,275  -109.987
70 60,278  -111.396
71 60,282  -108.600
72 60,308  -112.531
73 60,311  -112.250
74 60,315  -112.418
75 60,318  -113.946
76 60,322  -112.491
77 70,231  91.237
78 70,234  94.860
79 70,238  93.271
80 70,241  93.500
81 70,245  93.477
82 72,322  -124.643
83 72,324  -120.102
84 72,325  -121.086
85 72,327  -125.383
86 72,328  -124.524
87 *75,261 -0.270
88 *75,265 -1.869
89 *75,268 -1.135
90 *75,278 -3.286
91 *75,281 -2.811
92 *75,285 -4.288
93 *75,288 -4.616
94 *75,292 -3.847
95 *75,295 -0.226
96 *75,299 -0.500
97 *75,302 -1.340
98 *75,306 -3.932
99 *75,319 -0.835
100 75,323  -1.534
101 *75,326 -1.156
102 *97,276 14.696
```

*Abbildung 40: Einblick in die Textdatei. Mit * Versehende Einträge sind abgewählte Messpunkte*

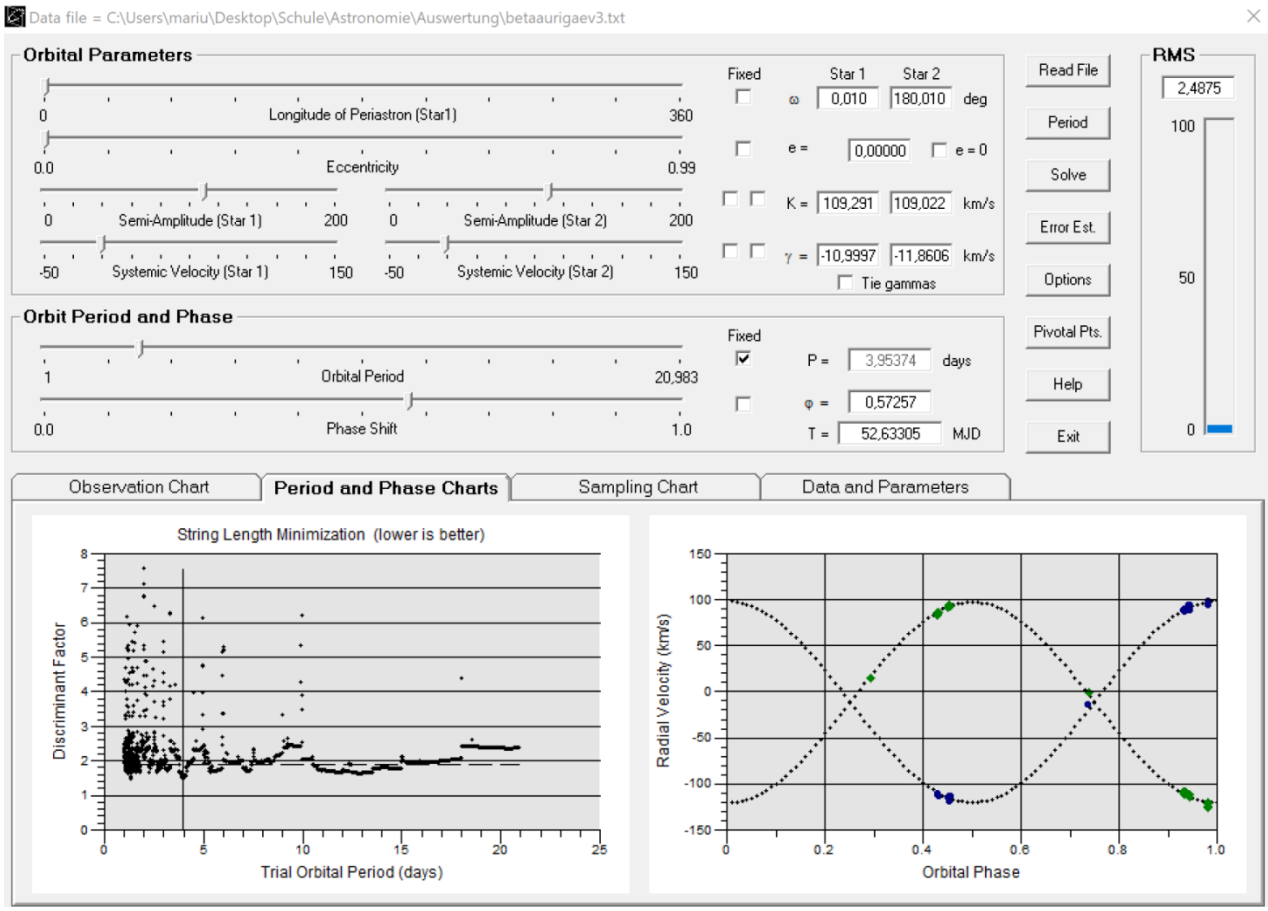


Abbildung 41: Parameter im SBS nach differenziertem Ausschluss einiger Werte

Die Abweichung von unseren Messpunkten haben wir damit auf ein Minimum reduzieren können und unser Ziel erreicht. Der RMS-Wert sank somit von ca. 26 auf nur 2,45. Die K-Werte sind im Vergleich zu vorher etwas angestiegen, aber deutlich näher aneinander

gerückt, was für eine Kreisbahn spricht. Die Periode hatte sich dabei nicht nennenswert verändert. Zudem wurde probehalber die Exzentrizität vom Programm bestimmt, welches die Umlaufbahn ebenfalls als eine Kreisbahn ansah und somit e = 0 gesetzt hat. Lediglich die Systemgeschwindigkeit hatte sich verringert, rückte aber vom Wert auch weiter zusammen (Abb. 41).

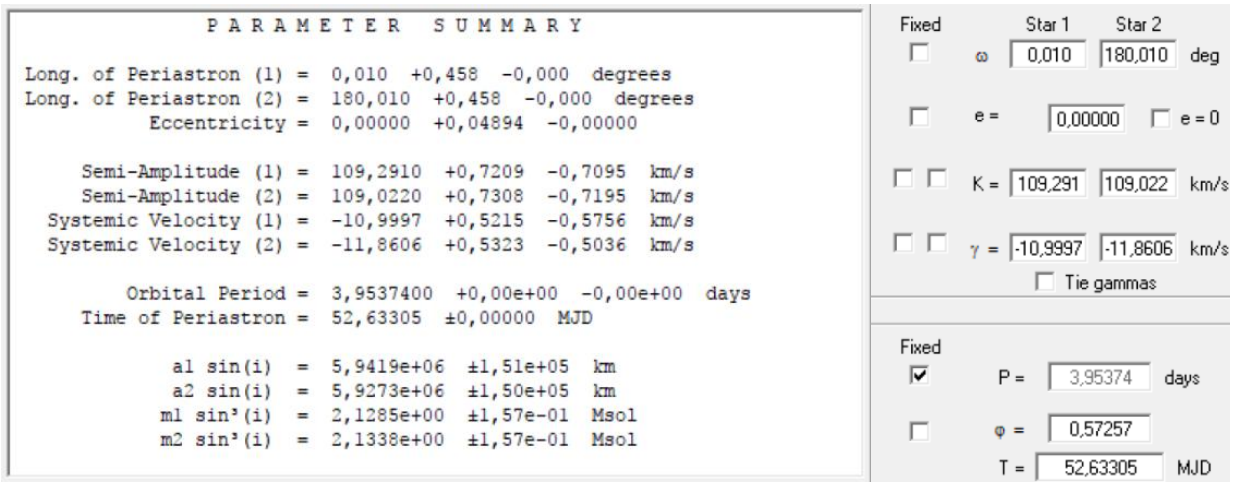


Abbildung 42: Endgültige Paramtere der Auswertung einschließlich der Fehlergrenzen

Damit war das Kurvenfitting abgeschlossen und wir haben die Parameter sowie die von SBS kalkulierten Fehlergrenzen übernommen (Abb. 42):

i) Periastron ω = 180° ±0,46

ii) Exzentrizität e = 0 ±0,05

iii) K_1 = 109,3 ±0,72 km/s; K_2 = 109,0 ±0,73 km/s

iv) Systemgeschwindigkeit γ = -11,43 ±0,5 km/s

v) Periode P = 3,95 ±0,01 d

vi) Phasenverschiebung φ = 0,57°

vii) Ausgangszeit T = 52,633

10. Darstellung der Ergebnisse

Die bisherigen Ergebnisse lassen sich wie folgt tabellarisch festhalten:

Parameter	Messung
Periode (Tage)	3,95 ±0,01
Periastron (°)	180° ±0,46
Exzentrizität	0 ±0,05
K_1 (km/s)	109,3 ±0,72
K_2 (km/s)	109,0 ±0,73
γ (km/s)	-11,43 ±0,5

Nichtsdestotrotz muss noch die Masse der einzelnen Sterne sowie deren Entfernung zueinander berechnet werden. Dafür werden lediglich zwei Formeln benötigt, die sich aus der Umformung des Gravitationsgesetzes ergeben haben. In diesen Formeln können anschließend unsere erhaltenen Parameter eingesetzt werden (siehe Herleitung in Kapitel 4.5 *Das Gravitationsgesetz*).

Formel für die Massenbestimmung:

$$M_1 = \frac{T}{2\pi * G * \sin(i)} * \frac{(K_1 + K_2)^3}{\frac{K_1}{K_2} + 1}$$

$$M_2 = \frac{T}{2\pi * G * \sin(i)} * \frac{(K_1 + K_2)^3}{\frac{K_2}{K_1} + 1}$$

<u>Werte:</u>

T = 341603 s

K_1 = 109300 m/s

K_2 = 109000 m/s

i = 76° ±0,4°

G = 6,67$* 10^{-11} \mathrm{m}^3\ \mathrm{kg}^{-1}\ \mathrm{s}^{-2}$

Dabei gibt **i** die Inklination an, also den Winkel zwischen dem Beobachter und dem beobachteten Systems. Dem Literaturwert entnimmt man i=76° ±0,4°[17].

Als Ergebnis für die Massen der Sterne erhält man:

$M_1 = 2{,}33\ M_\odot$ $\quad M_2 = 2{,}34\ M_\odot$ $\quad (M_\odot = 1{,}9891 * 10^{30} Kg)$

[17] *https://en.wikipedia.org/wiki/Beta_Aurigae*

Der Abstand a setzt sich zusammen aus den beiden Entfernungen der Sterne zum gemeinsamen Mittelpunkt (ihren Radien):

$$a = r_1 + r_2$$

$$r_1 = T \cdot \frac{K_1}{2\pi \cdot \sin i}$$

$$r_2 = T \cdot \frac{K_2}{2\pi \cdot \sin i}$$

Werte:

T = 341603 s

K_1 = 109300 m/s

K_2 = 109000 m/s

i = 76° ±0,4°

Als Ergebnis für die Abstände der Sterne zueinander erhält man:

$$a = r_1 + r_2 = 6.123.800{,}000\ km + 6.108.750{,}000\ km\ =\ 12.232.550{,}0\ \mathrm{km}$$

Damit haben wir alle Systemparameter des Doppelsterns β Aur **selbst und nur durch eigene Messpunkte** bestimmt, mit alleiniger Ausnahme der Inklination, welche sich allerdings nicht durch unser Verfahren bestimmen lassen konnte.

Hier ist die vollständige Übersicht der Systemparameter und somit unser abschließendes Ergebnis:

Parameter	**Messung**
Periode (Tage)	3,95 ±0,01
Periastron (°)	180° ±0,46
Exzentrizität	0 ±0,05
K_1 (km/s)	109,3 ±0,72
K_2 (km/s)	109,0 ±0,73
γ (km/s)	-11,43 ±0,5
M_1 ($M_\odot$)	2,33 ±0,01
M_2 ($M_\odot$)	2,34 ±0,01
a (km)	12.232.550,0 ±100

11. Beurteilung der Qualität

11.1 Vergleich mit Profiastronomen

Unsere Ergebnisse lassen sich mit den anerkannten Messergebnissen von den Profiastronomen[18] Smith, Pourbaix und Behr wie folgt vergleichen:

Parameter	Smith (1948)	Pourbaix (2000)	Behr	Eigene Ergebnisse
Periode (Tage)	3,9600421 $\pm 01{,}3 * 10^{-6}$	3,96004 $\pm 2{,}67 * 10^{-6}$	3,96004 $\pm 2{,}67 * 10^{-6}$ (Pourbaix)	3,95 ±0,01
Periastron (°)	0	139,043 ±360,0	--	180° ±0,46
Exzentrizität	0	$2{,}75266 * 10^{-6}$ ±0,007	0	0 ±0,05
K_1 (km/s)	107,46 ±0,39	110,246 ±1	108,053 ±0,072	109,3 ±0,72
K_2 (km/s)	111,49 ±0,37	110,52 ±2,1	110,911 ±0,037	109,0 ±0,73
γ (km/s)	-17,06 ±0,27	-15,736 ±0,62	-17,552 ±0,037	-11,43 ±0,5
M_1 ($M_\odot$)	--	2,4 ±0,1	2,3885 ±0,0129	2,33 ±0,01
M_2 ($M_\odot$)	--	2,44 ±0,073	2,3270 ±0,0126	2,34 ±0,01

Man sieht deutlich, dass es uns gelungen ist, eine auf eigene Messwerte basierende Auswertung für die Systemparameter für β Aur zu erreichen.

Alle Astronomen scheinen sich bei der Periode einig zu sein und legen diese ziemlich genau auf 3,96 Tagen fest. Wir liegen dabei mit weniger als 10 Minuten unter der angenommenen Umlaufzeit, was bei fast vier Tagen eine Abweichung von weniger als 0,16 % bedeutet. Die Periastron Winkel, sowie die Exzentrizität, weisen keine nennenswerten Unterschiede auf, womit sich die Annahme einer Kreisbahn als richtig erweist. Die Ergebnisse für die K-Werte liegen ebenfalls mit einem Unterschied von ±1,5 km/s sowohl zu Pourbaix als auch zu Behr. Zu Smith besitzen wir einen Unterschied von knappen ±2,5 km/s bezüglich der K-Werte. Lediglich die Systemgeschwindigkeit zeigt große Unterschiede zu allen Messergebnissen. Wir liegen mit fast 6 km/s etwas weiter unter den Literaturwerten. Dahingegen wurde die Masse

[18] *http://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-6256/142/1/6/meta; jsessionid=79D381D11B7D0C95577E38EDFE7B67FF.c2.iopscience.cld.iop.org#aj389856s3*

im Vergleich zu Pourbaix unter 4,5 % genau bestimmt und im Vergleich zu Behr weisen unsere Ergebnisse sogar nur einen Unterschied von 2,5 % auf.

Somit lässt sich abschließend sagen, dass unsere Arbeit ein sehr genaues Ergebnis geliefert hat, welche geringe Abweichungen zu den Literaturwerten aufweist, dafür jedoch ausschließlich auf eigenen Messpunkten beruht. Der BACHES Echelle Spektrograf hat sich somit als ein sehr genaues Messinstrument erwiesen, welches durch die Kalibriersoftware *MIDAS* hervorragend ergänzt wurde. Das neue CDK-20 Teleskop hat eine seiner ersten Aufgaben ebenfalls gemeistert und zeigte sich als ein sehr hochwertiges und zuverlässiges Instrument, was sich auch in Zukunft sicherlich noch bestätigen wird.

11.2 Fehlerdiskussion

Trotz sehr zufriedenstellender Ergebnisse ergibt sich natürlich die Frage, woher die teils mehr oder weniger geringen Abweichungen auftreten. Bei Abweichungen spielen unzählige Einflüsse eine Rolle auf die Genauigkeit des Ergebnisses. Sie lassen sich aber in zwei grobe Kategorien einordnen: Die umweltbedingten sowie die experimentell bedingten Messfehler.

Ein Beispiel für Messfehler, bedingt durch die Umwelt, sind Schwankungen im Sternspektrum, welche durch plötzliche höhere energetische Sonneneruptionen u. ä. entstehen können. Da das Doppelsternsystem β Aur aber als ein sehr stabiles System bekannt ist, ist es sehr unwahrscheinlich, dass wir unsere Aufnahmen in eben diesen Phasen gemacht haben.

Messfehler, bedingt durch das CDK-20 Teleskop sowie durch den BACHES Echelle Spektrografen und seine Kalibrierungssoftware schließen wir ebenfalls eher aus, da alle sehr genaue und hochauflösende Spektren erzeugen. Dahingegen könnte man die Kalibrierung verbessern, sodass diese genauer als 0,02 Angström wird, wie es bei uns der Fall war. Größere Messfehler sehen wir allerdings in der Auswahl der Spektrallinie, sowie in der Lagenbestimmung. Da die Hα-Linie sehr breit ist, ist ihr Peak auch nur auf eine begrenzte Genauigkeit bestimmbar. Besser hätten sich dünne und schlanke Absorptionslinien geeignet, wie die des Natrium Dubletts (Abb. 43).

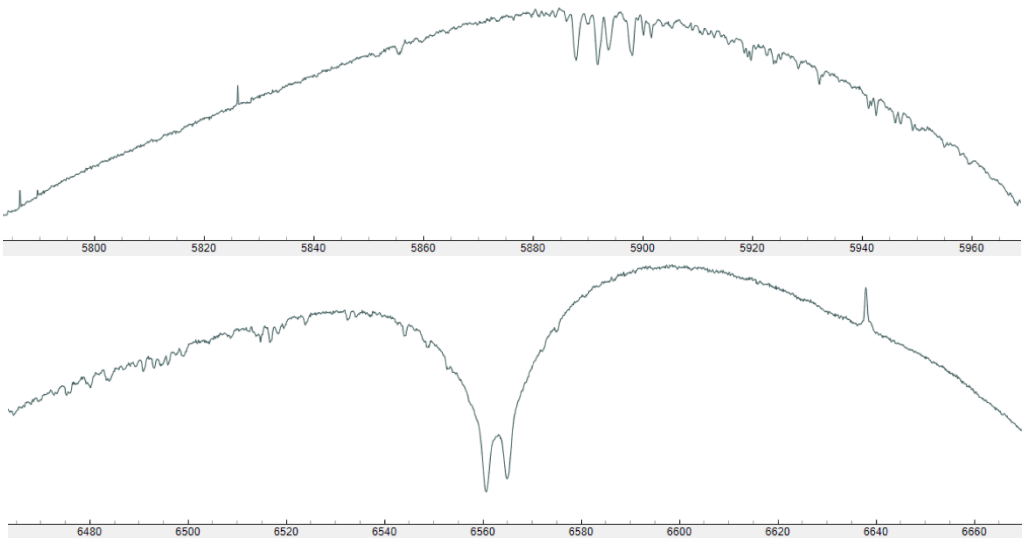


Abbildung 43: Natrium Dublette und die Hα-Linie im Vergleich

Als Ausblick für die Zukunft wollen wir definitiv unsere Messergebnisse prüfen und verbessern. Wie bereits angesprochen ist die Idee, die Radialgeschwindigkeit anhand des Natrium Dubletts zu messen, um so noch genauere Werte zu bekommen. Außerdem ist zu überlegen, ob man die Kalibrierung nicht noch genauer durchführen kann.

12. Literaturverzeichnis

1. Leistungskurs *Physik* bei StD Dipl. Physiker Michael Winkhaus
2. Projektkurs *Astronomie* bei Dipl. Physiker Bernd Koch
3. Wochenendkurs *Spektroskopie* bei Herrn Winkhaus und Herrn Koch
4. Stellar Astrophysics with a dispersed Fourier transform spectrograph. II. Orbits of double-lined spectroscopic binaries (Behr etc.) http://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-6256/142/1/6/met;jsessionid=79D381D11B7D0C95577E38EDFE7B67FF.c2.iopscience.cld.iop.org#aj389856s3

13. Bildquellenverzeichnis

Abb. 1: Die Sternwarte auf dem Dach des Carl-Fuhlrott-Gymnasiums, Foto: S. Striewski

Abb. 2: Blick auf die Station 7, Foto: M. Bröcker

Abb. 3: Digitale Animation durch die Software Stellarium, aufgerufen am 30.05.2017

Abb. 4: Das Doppelspaltexperiment nach Newtons Theorie, Zeichnung: S. Striewski

Abb. 5: Das Doppelspaltexperiment nach Huygens Theorie, Zeichnung: S. Striewski

Abb. 6: Das Interferenzmuster hinter einem Doppelspalt, Kursmaterialien von Herrn Winkhaus

Abb. 7: Das Elektromagnetische Spektrum https://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/3/3e/Elektromagnetisches_Spektrum_-_Eigenschaften.png, letzter Zugriff am 30.05.2017

Abb. 8: Verschiedene Sternspektren, Kursmaterialien von Herrn Winkhaus

Abb. 9: Lichtemission im Atom https://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/thumb/5/55/Bohr-atom-PAR.svg/2000px-Bohr-atom-PAR.svg.png, letzter Zugriff am 30.05.2017

Abb. 10: Arten von Spektren, Kursmaterialien von Herrn Winkhaus

Abb. 11: Veranschaulichung des Doppler-Effekts am Beispiel des Krankenwagens (modifiziert durch M. Bröcker): https://de.m.wikipedia.org/wiki/Doppler-Effekt#/media/Datei%3ADoppler_effect_diagrammatic.svg

Abb. 12: Verschiebung der Absorptionslinien durch den Doppler-Effekt, Kursmaterialien von Herrn Winkhaus

Abb. 13: Die Ausstattung der Sternwarte, Foto: M. Bröcker

Abb. 14: Das Teleskop Planewave CDK-20, Foto: B. Koch

Abb. 15: Die Montierung GM 4000 HPS II, Foto: S. Striewski

Abb. 16: Der Kontrollraum im Schülerlabor Astronomie an einem Beobachtungsabend, Foto: B. Koch

Abb. 17: Die Aufnahmekamera STF-8300M am BACHES Echelle Spektrografen, Foto: M. Bröcker

Abb. 18: Die Guiding Kamera Celestron Skyris 274, Foto: M. Bröcker

Abb. 19: Der BACHES-Echelle Spektrograf am CDK-20, Foto: Bernd Koch

Abb. 20: Die Remote Calibration Unit, Foto: M. Bröcker

Abb.21: Der Rechnerbildschirm am Beobachtungsabend (Screenshot)

Abb. 22: Beispiel einer typischen Ordnerstruktur nach der Aufnahme (Screenshot)

Abb. 23: Beispiele für sich wiederholende Abschnitte im Spektrum (bearbeiteter Screenshot)

Abb. 24: Flatfield-Spektrum (Screenshot)

Abb. 25: Thorium-Argon Spektrum (Screenshot)

Abb. 26: Sternspektrum von β Aur (Screenshot)

Abb. 27: Eingrenzung der Ordnungen und Ausschnitt aus dem Terminal (Screenshot)

Abb.28: Die zwei anzugebenen Spektrallinienpaare (Screenshot)

Abb. 29: Ausgabe des Terminals/Auswertung Kalibrierung (Screenshot)

Abb. 30: Auszug aus der Excel-Tabelle (Screenshot)

Abb. 31: Bestimmung des HJD sowie der Geschwindigkeitskorrektur (Screenshot)

Abb. 32: Beispiel der Überlappung beider Peaks (Screenshot)

Abb. 33: Ergebnisse nach dem ersten Plotten (Screenshot)

Abb. 34: „Tauschen“ der Peaks im Verlauf einer Phase (Screenshot)

Abb. 35: Ergebnisse nach dem Tausch der Werte (Screenshot)

Abb. 36: Ausschnitt der Textdatei für den SBS (Screenshot)

Abb. 37: Erste Periodenbestimmung mit allen Datensätzen (Screenshot)

Abb. 38: Parameter im SBS ohne Differenzierung (Screenshot)

Abb. 39: Parameter im SBS nach dem Streichen ausgewählter Werte (Screenshot)

Abb. 40: Die bearbeitete Textdatei für den SBS (Screenshot)

Abb. 41: Parameter im SBS nach differenziertem Ausschluss einiger Werte (Screenshot)

Abb. 42: Endgültige Parameter der Auswertung einschließlich der Fehlergrenzen

Abb. 43: Natrium Dublette im Vergleich zu Hα (Screenshot)

14. Danksagung

Die Durchführung unseres Projektes wäre niemals möglich gewesen, wenn wir nicht die Unterstützung von verschiedenen Seiten gehabt hätten.

Zunächst wollen wir Herrn Koch, als Leiter unseres Projektkurses, für die Begleitung unserer Projektarbeit in Praxis und Theorie danken. Er hat sich immer wieder die Zeit genommen, uns bei jeglichen Fragen und Problemen in der Auseinandersetzung mit unserem Thema zur Seite zu stehen und damit für andauernde Bewegung und Fortschritt gesorgt.

Weiterhin gilt unser Dank Herrn Winkhaus, der uns sowohl im Leistungskurs als auch im Wochenendkurs Spektroskopie viele theoretische Grundlagen mit auf den Weg gegeben hat, die wir in unsere Arbeit einfließen lassen konnten. Zusammen mit Herrn Koch hat er es ermöglicht, dass uns technische Geräte zur Verfügung stehen, die selbst für größere Astronomie Stationen keine Selbstverständlichkeit sind, und mit denen wir bereits als Anfänger forschen konnten.

Nicht zuletzt hat die angenehme Arbeitsatmosphäre in unserem Projektkurs viele kalte Abende auf dem Schülerlabor erwärmt und zu interessanten Beobachtungsmomenten gemacht. Allen teilnehmenden MitschülerInnen wollen wir für dieses Miteinander ebenfalls danken.

15. Abschlusserklärung

Hiermit versichern wir, dass wir diese Arbeit selbstständig angefertigt, keine anderen als die von mir angegebenen Quellen und Hilfsmittel benutzt und die Stellen der Facharbeit, die im Wortlaut oder dem Inhalt nach aus anderen Werken entnommen wurden, in jedem einzelnen Fall mit genauer Quellenangabe kenntlich gemacht haben. Verwendete Informationen aus dem Internet sind der Arbeit als PDF auf einer CD beigefügt.

Wir sind damit einverstanden, dass die von uns verfasste Facharbeit der schulinternen Öffentlichkeit in der Bibliothek der Schule zugänglich gemacht wird.

_____

Ort, Datum, Unterschrift