

Kopernikus-Gymnasium Wissen

**Die Spektralklassen der Sterne - Exemplarisch dargestellt
an Spektren der Sterne Wega, Capella und Aldebaran**

Facharbeit im Fach Physik

von Richard Baumann

Schuljahr 2013/2014

Inhalt

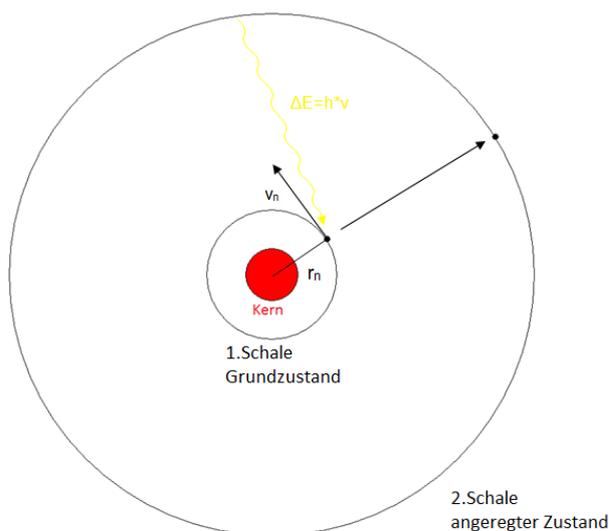
1 Theorie	3
1.1 Bestimmung der Stoffe in der Photosphäre.....	3
1.2.1 Temperaturbestimmung durch das Gesetz von Stefan und Boltzmann.....	3
1.2.2 Temperaturbestimmung durch das Wiensche Verschiebungsgesetz.....	4
1.2.3 Temperaturbestimmung aus dem Absorptionslinienspektrum.....	5
2 Kalibrierung der Spektren	8
3 Auswertung	11
3.1 Auswertung des Wega-Spektrums.....	11
3.2 Auswertung des Capella-Spektrums.....	13
3.3 Auswertung des Aldebaran-Spektrums.....	14
3.4 Fehlerquellen.....	16
3.5 Auswirkungen der in 3.4 genannten Fehlerquellen.....	19
4 Fazit	22
5 Literaturverzeichnis	23

1 Theorie

Wenn Licht von Sternen bei uns ankommt, dann hat es einen langen Weg hinter sich. Darüber hinaus kann man aus diesem Licht sehr viele Informationen über die Lichtquelle, also in der Regel den Stern, gewinnen. Isaac Newton erkannte, dass sich das Licht in seine Bestandteile zerlegen lässt. Joseph von Fraunhofer entwickelte den ersten Spektrografen und entdeckte, dass es im Sonnenspektrum Linien gibt. Die Erklärung dieser Absorptionslinien liefert das Bohr'sche Atommodell.

1.1 Bestimmung der Stoffe in der Photosphäre

In jedem leuchtenden Stern entsteht durch Kernfusion verschiedener Stoffe sehr viel Energie. Je massereicher und wärmer ein Stern ist, desto schwerere Elemente werden fusioniert. Bei normalen Sternen, die in der Größenordnung vergleichbar mit unserer Sonne sind, werden immer zwei Wasserstoff-Atome zu einem Helium-Atom fusioniert. Bei größeren Sternen finden simultan dazu Fusionen von größeren Atomen (z.B. Kohlenstoffbrennen bei 4 Sonnenmassen, Sauerstoff- und Siliciumbrennen bei 8 Sonnenmassen) statt. Entscheidend dabei ist allerdings, dass bei dem Prozess der Kernfusion Licht entsteht, das alle Wellenlängen, die vom Auge wahrgenommen werden können, beinhaltet. Daher sollte das Spektrum eines Sterns ein kontinuierliches sein. Allerdings existieren in den Sternspektren immer Absorptionslinien. Diese kann man mit dem Bohr'schen Atommodell erklären. Wenn Licht auf ein Atom trifft, wird es von diesem absorbiert, allerdings absorbiert jedes Element nur Licht bestimmter Wellenlängen. Um das zu erklären, muss man sich die Atome auf der Teilchenebene vorstellen. Nach Bohr besteht ein Atom aus einem positiven, massereichen Kern und negativen, massearmen Elektronen, die den Kern



umkreisen (vgl. Abb1.). Dabei sind den Elektronen feste Bahnen zugeordnet, die als Schalen bezeichnet werden und das Energieniveau anzeigen. Diese Elektronen kreisen strahlungsfrei mit einer konstanten Bahngeschwindigkeit (v_n) und einem bestimmten Radius (r_n) um den Atomkern. Die Elektronen können auch von einer Schale in die nächst höhere gehoben werden.

Abbildung 1: Quantensprung eines Elektrons in den angeregten Zustand durch Absorption von Licht

Dies bezeichnet man als Elektronen- oder Quantensprung. Dabei ist die Energiedifferenz zwischen den Bahnen entscheidend, weil genau diese Menge

Energie dem Elektron hinzugefügt werden muss. Der dazu notwendige Energiebetrag entspricht der Energiedifferenz zwischen den Schalen ($E_n - E_{n+1,2,3,\dots}$).

Deshalb absorbiert jedes Element auch nur Licht bestimmter Wellenlängen. Die Energie muss ausreichen, um das Elektron genau um eine oder mehrere Schalen anzuheben. Es sind keine Energiewerte möglich, die zwischen den Energieniveaus, d.h. den Schalen liegen. Nachdem die Elektronen auf eine andere Schale gehoben wurden, befinden sie sich in einem angeregten Zustand. Nach Bohr kreisen die Elektronen nur in ihrem Grundzustand strahlungsfrei um den Atomkern. Nach dem Quantensprung des Elektrons bewegt sich dieses nicht mehr strahlungsfrei, weil es sich im angeregten Zustand befindet. Dies hat zur Folge, dass das Elektron wieder auf seine frühere Schale zurückkehrt, d.h. in seinen Grundzustand zurückfällt.

Dabei wird die Energiedifferenz zwischen den Schalen frei und in Lichtenergie abgestrahlt (vgl. Abb2.). Die Gesamtheit der Strahlung, die emittiert wird, hat die gleiche Wellenlänge wie das vorher absorbierte Licht, weil die freiwerdende Energie der Energiedifferenz zwischen den Bahnen entspricht. Allerdings wird diese Strahlung ungerichtet, also in alle Richtungen abgegeben. Die fehlenden Linien im Spektrum sind also dadurch zu erklären, dass sich auf dem Stern Elemente befinden, die Licht in bestimmten Wellenlängen absorbieren und in andere Richtungen emittieren. Dadurch fehlen Linien bestimmter Elemente in den Spektren mancher Sterne, weil diese Elemente in der Photosphäre des Sterns vorkommen.

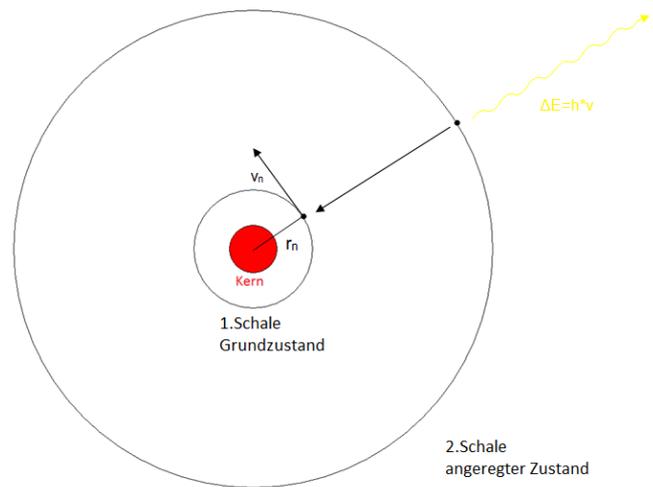


Abbildung 2: Quantensprung eines Elektrons in den Grundzustand und damit verbundene Emission

Durch diese Erkenntnisse kann man die chemischen Elemente bestimmen, aus denen die Photosphäre des Sterns besteht. Außerdem lassen sich durch ein Spektrum noch weitere Informationen, wie zum Beispiel die Oberflächentemperatur eines Sterns, ermitteln [1].

1.2.1 Temperaturbestimmung durch das Gesetz von Stefan und Boltzmann

Es gibt zwei verschiedene Ansätze zur Bestimmung der Temperatur eines Sterns aus seinem Linienspektrum. Einerseits kann man die Oberflächentemperatur der Sterne aus dem kontinuierlichen Spektrum errechnen und andererseits aus den Absorptionslinien ermitteln. Wenn man aus dem kontinuierlichen Spektrum errechnen will, wie warm die Oberfläche des Sterns ist, muss man einen Stern zuerst einmal als sogenannten "schwarzen Körper", also ein Objekt, das seine gesamte thermische

Energie in Form von elektromagnetischer Strahlung abgibt, ansehen. Nun kann man die effektive Temperatur berechnen, also die Temperatur, die ein „schwarzer Körper“ haben müsste, um Strahlen bestimmter Wellenlängen zu emittieren. Bei einem Stern, d.h. einem kugelförmigen Körper mit dem Radius R, kann man mithilfe des Gesetzes von Stefan und Boltzmann die Gesamtstrahlungsleistung ausrechnen.

$$P_S = 4\pi R^2 * \sigma * T^4 \quad [2, \text{S.143}]$$

Setzt man statt der Gesamtstrahlungsleistung die Leuchtkraft des Sterns ein und stellt die Formel nach T um, so erhält man eine Gleichung, mit der sich die effektive Temperatur eines Sterns berechnen lässt, wenn der Radius gegeben ist.

$$T_{eff} = \sqrt[4]{\frac{L}{4\pi R^2 \sigma}}$$

1.2.2 Temperaturbestimmung durch das Wiensche Verschiebungsgesetz

Ein einfacherer Weg, aus dem kontinuierlichen Spektrum die Temperatur zu bestimmen, ist das Wiensche Verschiebungsgesetz. Anders als bei dem Gesetz von Stefan und Boltzmann braucht man für das Wiensche Verschiebungsgesetz keinen Radius des Sterns.

$$\lambda_{max} = \frac{b(=2897,8\mu\text{m}\cdot\text{K})}{T} \quad [3]$$

Die Wellenlänge der intensivsten Strahlung kann man aus dem Spektrum des Sterns bestimmen. b ist die Wiensche Konstante (=2897,8μm*K). Stellt man nun die Formel um, so kann man sehr einfach die Temperatur eines Sterns ausrechnen.

$$T = \frac{b(=2897,8\mu\text{m}\cdot\text{K})}{\lambda_{max}}$$

1.2.3 Temperaturbestimmung aus dem Absorptionsspektrum

Wie bereits in 1.2.1 erwähnt, lässt sich die Oberflächentemperatur eines Sterns auch durch die im Sternspektrum sichtbaren Absorptionlinien ermitteln. Wie in 1.1 bereits erklärt, entstehen diese Linien dadurch, dass Elektronen mit einem bestimmten Energieniveau durch Absorption auf ein höheres Niveau gehoben werden.

Entscheidend ist dabei, dass bestimmte Absorptionslinien immer bestimmten Stoffen zuzuordnen sind. Sind also diese Absorptionslinien im Spektrum erkennbar, kann man daraus schließen, dass diese Stoffe in der Photosphäre des Sterns vorhanden sein müssen. Die Temperatur eines Sterns ist ausschlaggebend für die Absorption von Lichtwellen. Je höher die Temperatur eines Sterns, desto mehr Stoffe befinden sich im angeregten Zustand. In diesem Fall ist dieser angeregte Zustand nicht durch die Absorption von Licht hervorgerufen, sondern durch die thermische Energie des Sterns. Wasserstoff ist dafür ein gutes Beispiel. Um Lichtwellen im sichtbaren Wellenlängenbereich zu absorbieren, muss das Elektron in einem angeregten Wasserstoff-Atom einen Quantensprung von der zweiten Schale auf die n-te Schale vollziehen (Balmer-Serie).

Nur dann wird Licht im sichtbaren Spektralbereich absorbiert, sodass eine Absorptionslinie im Spektrum entsteht. Ist nun die Temperatur der Sternoberfläche zu gering, befindet sich das Elektron in der ersten Schale und absorbiert, der Lyman-Serie entsprechend, kurzwelligere, also energetisch höherwertige Strahlung, die nicht im sichtbaren Spektralbereich liegt (vgl. Abb.3). Ist die Temperatur zu hoch, gibt es irgendwann einen Zustand, in dem nur noch Wasserstoff-Atome vorliegen, die Elektronen in der 3. Schale haben und somit Licht entsprechend der Paschen-Serie absorbieren (vgl. Abb.3).

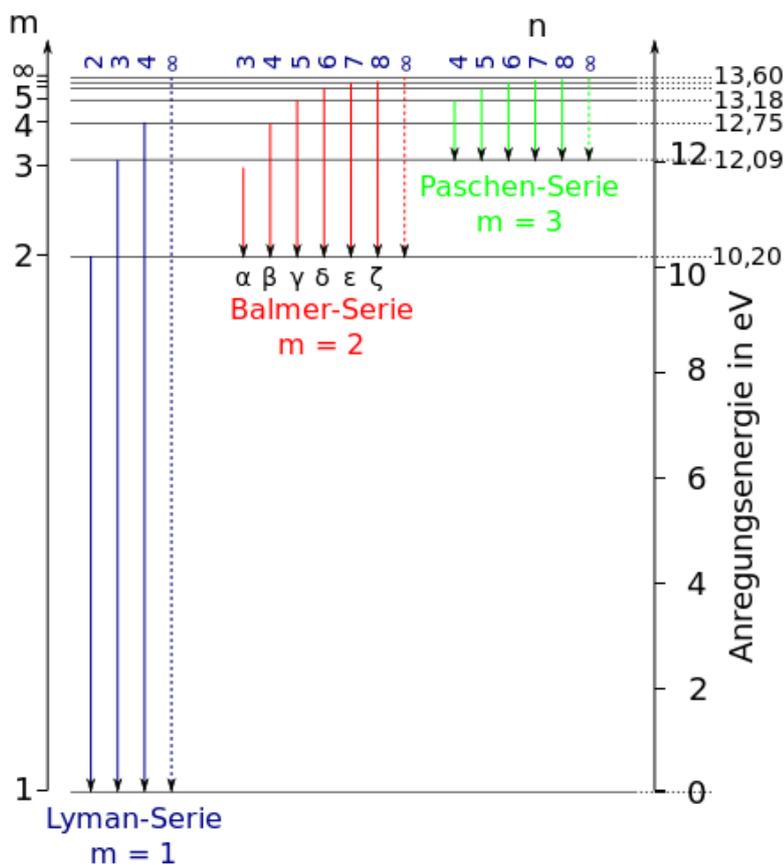


Abbildung 3: Energieniveauschema von Wasserstoff [4]

Die Intensität der Strahlung, die nach Balmer emittiert wird, nimmt also mit steigender Temperatur zu, bis sie einen Maximalwert erreicht. Bei diesem Wert gibt es ein Maximum an Wasserstoff-Atomen, die Strahlung im sichtbaren Bereich des Spektrums absorbieren und emittieren. Steigt die Temperatur weiter an, verringert sich der Wert wieder.

Dieses charakteristische Intensitätsmaximum ist bei allen Elementen zu beobachten. Helium z.B. erreicht als neutrales Atom sein Intensitätsmaximum

bei Temperaturen von 20.000K, die absorbierte Linie hat dann die Wellenlänge 587,6nm. Die Linie von ionisiertem Helium (468,6nm) ist nur bei Sternen mit extrem

hoher Oberflächentemperatur (das Intensitätsmaximum liegt bei 40.000K) zu finden (vgl. Abb. 4).

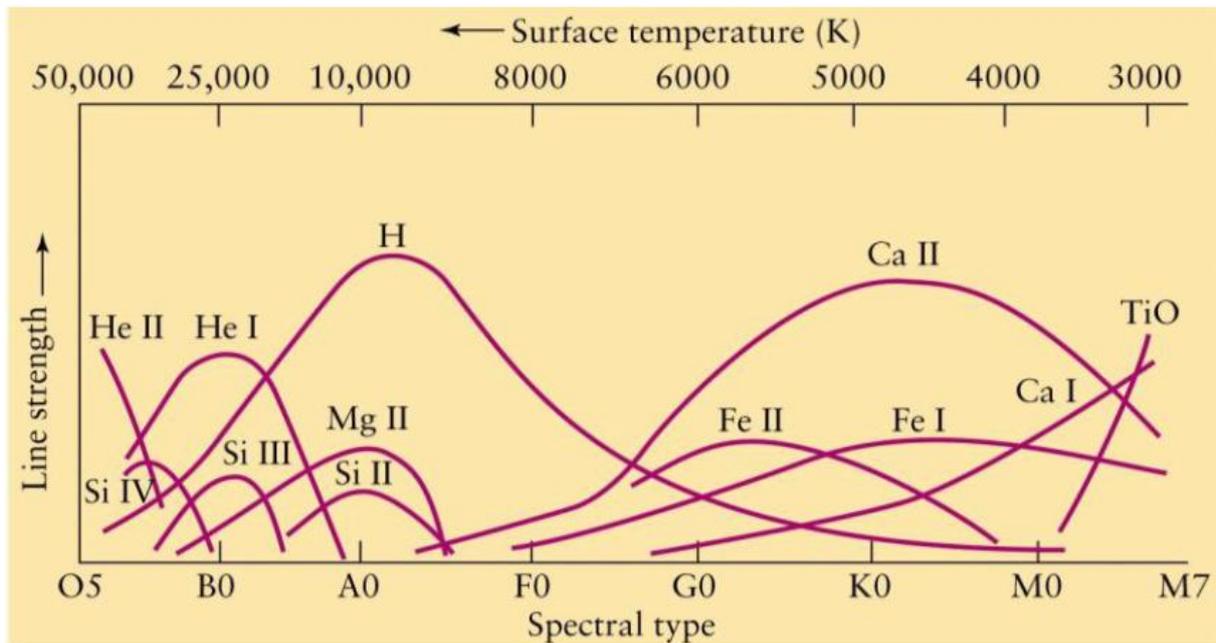


Abbildung 4: Charakteristische Intensitätsmaxima der Spektralklassen [5, S.19]

So kann man sehen, dass sich durch die Absorptionslinien direkt auf die Oberflächentemperatur eines Sterns schlussfolgern lässt. Deswegen werden die Sterne in der Astronomie durch die sogenannten Spektralklassen klassifiziert. [2, S.143 f.]

Tabelle 1: Spektralklassen [6]

Klasse	Charakteristische Absorptionslinien	Farbe	Temperatur In K	Typische Masse In M (Sonnenmassen)
O	Ionisiertes Helium (He II)	blau	30.000-50.000	60
B	Neutrales Helium (He I) Balmer-Serie-Wasserstoff	blau-weiß	10.000-28.000	18
A	Wasserstoff, Calcium (Ca II)	weiß (leicht bläulich)	7.500-9.750	3,2
F	Calcium (Ca II), Auftreten von Metallen	weiß-gelb	6.000-7.350	1,7
G	Calcium (Ca II), Eisen und andere Metalle	gelb	5.000-5.900	1,1
K	Starke Metalllinien, später Titan(IV)-oxid	orange	3.500-4.850	0,8
M	Titanoxid	rot-orange	2.000-3.350	0,3

Mit den Spektralklassen aus Tabelle 1 lassen sich 99% der Sterne klassifizieren, weshalb in dieser Facharbeit die Unterklassen für Braune und Rote Riesen vernachlässigt werden. Primär werden die Spektralklassen durch ihre charakteristischen Absorptionslinien definiert. Alle anderen Angaben lassen sich durch die Absorptionslinien bestimmen. Die Temperatur beispielsweise kann man durch das Gesetz von Stefan und Boltzmann (1.2.1), das Wiensche Verschiebungsgesetz (1.2.2) oder die Absorptionslinien im Linienspektrum (1.2.3) bestimmen.

2 Kalibrierung der Spektren

	A	B
1	0	0,963
2	1	0,9129
3	2	0,9891
4	3	1,0654
5	4	1,0545
6	5	0,8649
7	6	0,902
8	7	1,1155
9	8	1,1961
10	9	1,1416
11	10	1,1307
12	11	1,0196
13	12	1,1046
14	13	1,1699
15	14	1,1373
16	15	1,1068
17	16	1,0675
18	17	1,1176
19	18	1,1634
20	19	1,1046
21	20	1,1656
22	21	1,1285
23	22	1,0545
24	23	0,9129
25	24	0,817
26	25	0,9804
27	26	1,0458
28	27	1,1089
29	28	1,1307
30	29	1,1699
31	30	1,2309
32	31	1,1111
33	32	0,9608
34	33	0,854
35	34	1
36	35	1,0458
37	36	1,1002
38	37	1,2941
39	38	1,2767
40	39	1,1503
41	40	0,9194
42	41	1,0436
43	42	1,0174
44	43	0,8998
45	44	0,7538
46	45	0,8105
47	46	0,9782
48	47	1,1155
49	48	1,1481

Die Auswertung der Sternspektren setzt deren Kalibrierung voraus. Dafür wurde nach der Aufnahme jedes Sternspektrums ein weiteres Spektrum von einer Energiesparlampe erstellt, welches uns im Folgenden als Kalibrierspektrum dient. Bei diesem Energiesparlampen-Spektrum handelt es sich um ein Emissionsspektrum. Die Atome in der Energiesparlampe werden, wie in 1.1 beschrieben, angeregt, allerdings nicht durch die Absorption von Licht, sondern durch elektrischen Strom. Fallen die Elektronen wieder auf ihren Grundzustand zurück, wird Energie in Form von Licht einer bestimmten Wellenlänge frei. In der Energiesparlampe gibt es allerdings nur Stoffe, die uns bekannt sind. Daher kann man die Emissionslinien diesen Stoffen zuordnen und somit ihre Wellenlänge bestimmen. Die Spektren können durch ein Programm, das "Fiji" heißt, gerastert werden. Das Bild wird dabei sozusagen in vertikale Streifen geschnitten, die immer einen Bildpunkt breit sind. Diese Streifen werden dann "gemittelt", d.h. deren durchschnittliche Helligkeit wird berechnet. Auf diese Weise kann man die durchschnittliche Helligkeit des gesamten Spektrums ermitteln. Fiji gibt daraufhin eine Text-Datei aus, die für jeden Pixel den gemittelten Helligkeitswert in Form einer Tabelle angibt. Diese kann auch in Form einer Excel-Tabelle dargestellt werden (vgl. Abb.5).

Abbildung 5: Die von Fiji erstellten Werte in Form einer Excel-Tabelle

Mithilfe von Excel kann man ein Diagramm erstellen, das die Helligkeit in Abhängigkeit der Pixel zeigt (vgl. Abb.6). Daraus lassen sich die Intensitätsmaxima ablesen und somit die Emissionslinien bestimmen. Ein solches Diagramm wird auch als Plot bezeichnet.

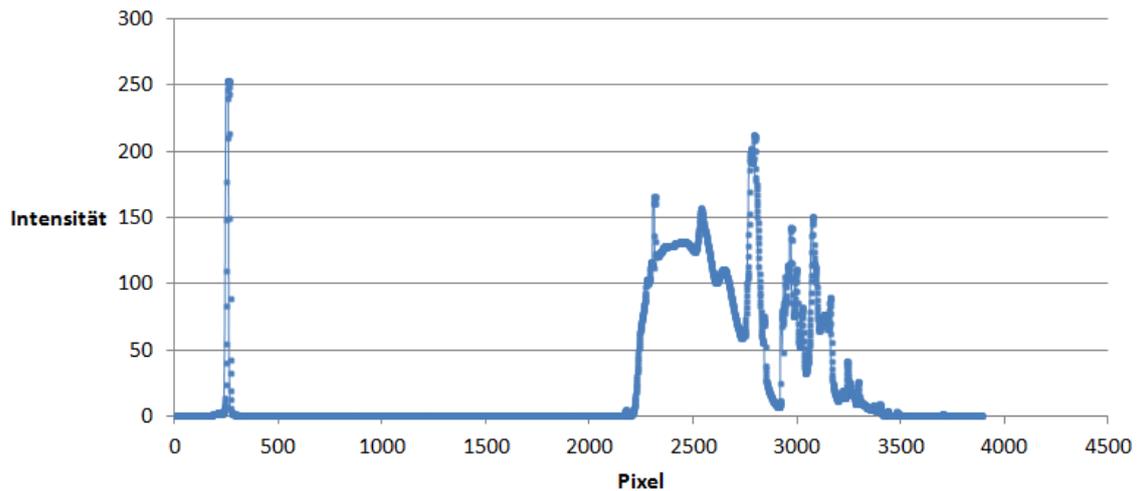


Abbildung 6: Mit Excel erstellter Plot des Kalibrierspektrums

Mit diesen Erkenntnissen ist es möglich, den Emissionslinien Wellenlängen zuzuweisen und daraus eine Funktion zu bilden, welche in der Fachliteratur als linear bezeichnet wird. Allerdings wurde von mir eine polynomische Funktion dritten Grades verwendet, weil diese genauere Ergebnisse ermöglicht (vgl. Abb. 7). Die Umkehrfunktion der von mir verwendeten Funktion weist jedem Pixel des Kalibrierspektrums eine Wellenlänge zu.

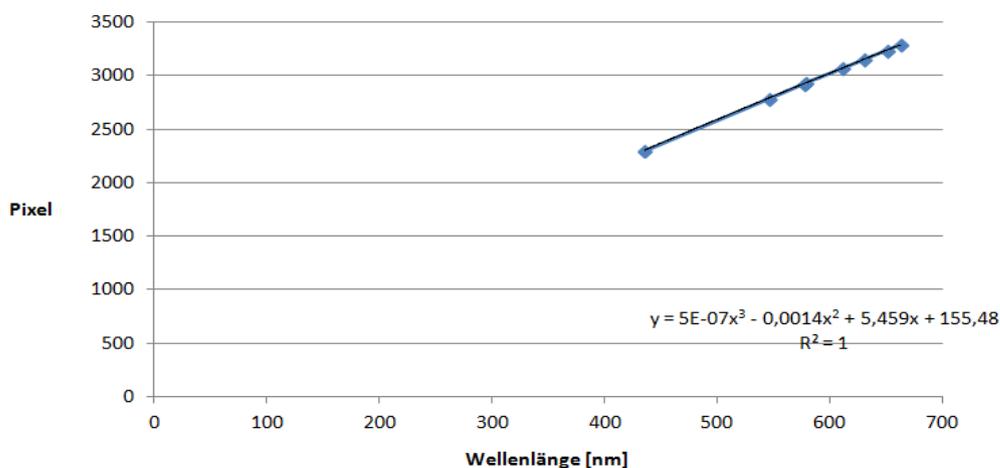


Abbildung 7: Kalibrierfunktion

Da es sich bei dem Kalibrierspektrum und dem Sternspektrum um den gleichen Versuchsaufbau handelt, kann für beide Spektren die gleiche Kalibrierfunktion verwendet werden, weil die Pixel, denen beim Kalibrieren Wellenlängen zugeordnet wurden, die exakt gleiche Wellenlänge haben wie die Pixel im Sternspektrum. So kann man das Sternspektrum mithilfe des Energiesparlampenspektrums kalibrieren (vgl. Abb. 8).

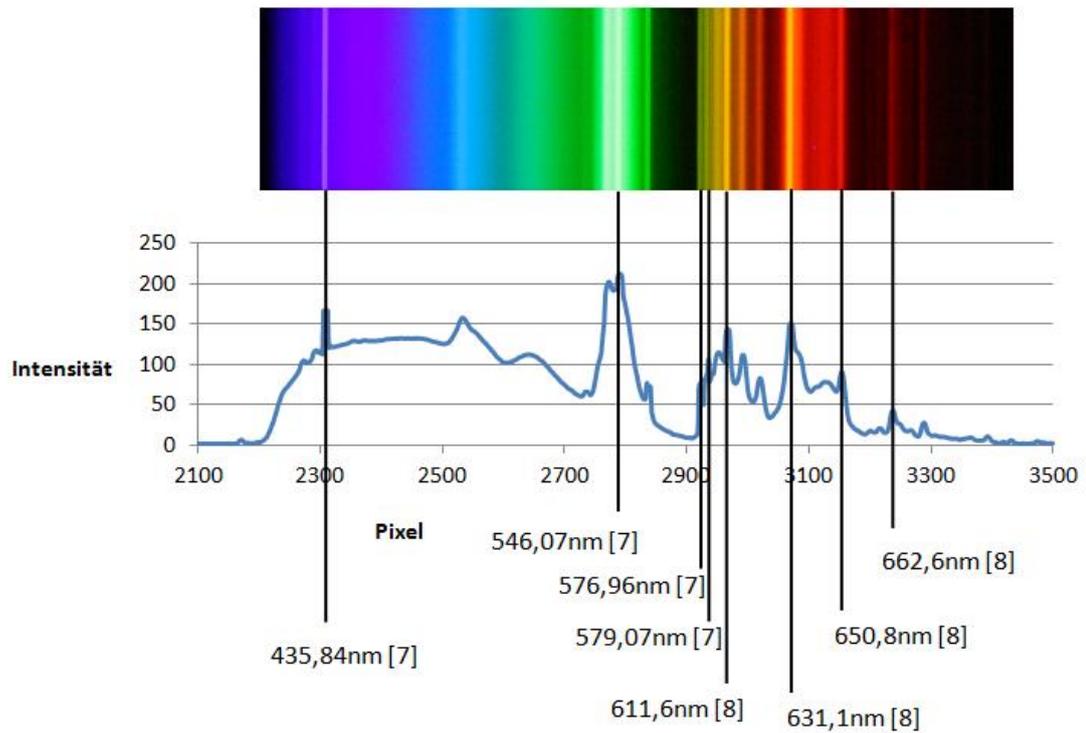


Abbildung 8: Spektrum der Energiesparlampe (Kalibrierspektrum) mit eingetragenen Wellenlängen

3 Auswertung

3.1 Auswertung des Wega-Spektrums

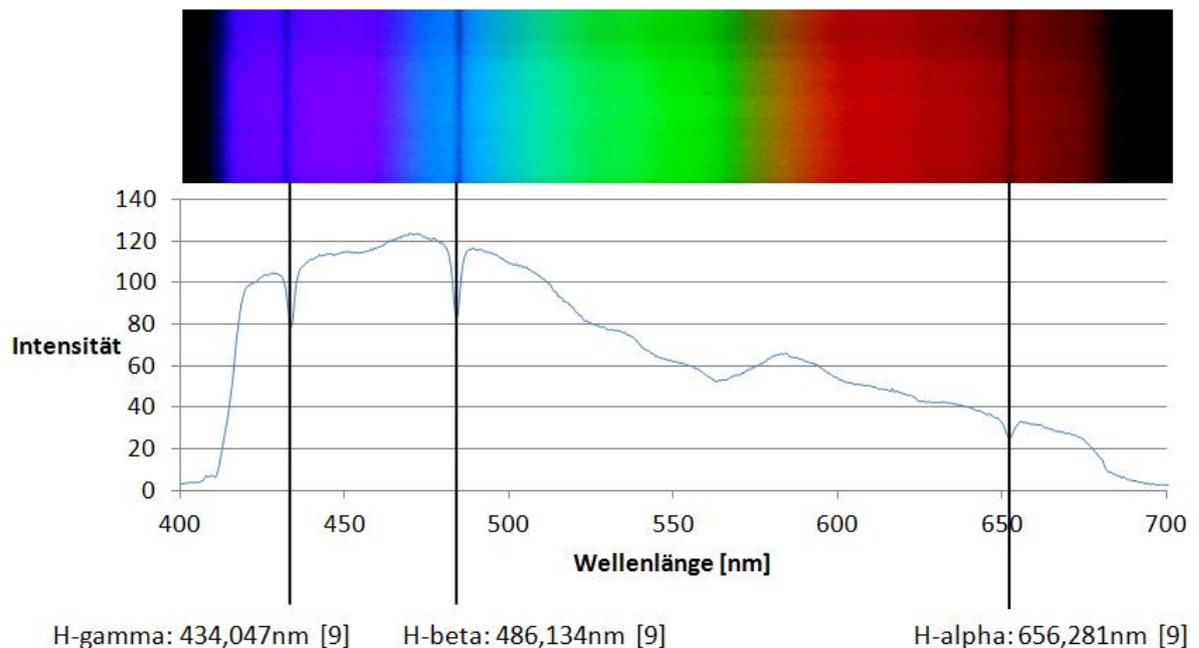


Abbildung 9: Spektrum des Sterns Wega (α Lyrae)

Beim Spektrum des Sterns Wega sind die H-alpha- (656nm[8]), H-beta- (486nm[8]) und H-gamma-Linien (434nm[8]) sehr gut zu erkennen (vgl. Abb. 9). H-alpha, H-beta und H-gamma sind Bezeichnungen für die Linien der Balmer-Serie. Es sind die Emissionslinien, die entstehen, wenn ein Elektron in einem Wasserstoff-Atom einen Quantensprung von einer höheren Schale auf die zweite Schale vollzieht. H-alpha bezeichnet dabei den Sprung von der dritten auf die zweite Schale, H-beta den Sprung von der vierten auf die zweite Schale und H-gamma den Sprung von der fünften auf die zweite Schale. Die Absorptionslinien im Wega-Spektrum sind, wie in 1.1 erklärt, durch die Absorption des Lichts entstanden. Die absorbierten Lichtwellen haben die gleiche Wellenlänge wie die emittierten, deshalb kann man davon ausgehen, dass sich in der Photosphäre des Sterns Wega große Massen Wasserstoff im angeregten Zustand ($n=2$) befinden. Die sehr stark ausgeprägten Wasserstoff-Linien sind somit nur bei Sternen höherer Temperatur zu finden, charakteristisch sind sie für die Spektralklassen B und A. Für eine genauere Einordnung müssten weitere Linien im Wega-Spektrum zugeordnet werden. Allerdings sind, bis auf die H-alpha, H-beta und H-gamma-Linien, nahezu keine weiteren Linien sichtbar. Erst bei sehr genauer Beobachtung werden Ansätze weiterer Linien erkennbar. Beispielsweise sind bei genauer Beobachtung zwischen der H-beta- und der H-gamma-Linie mehrere Intensitätsminima zu erkennen.

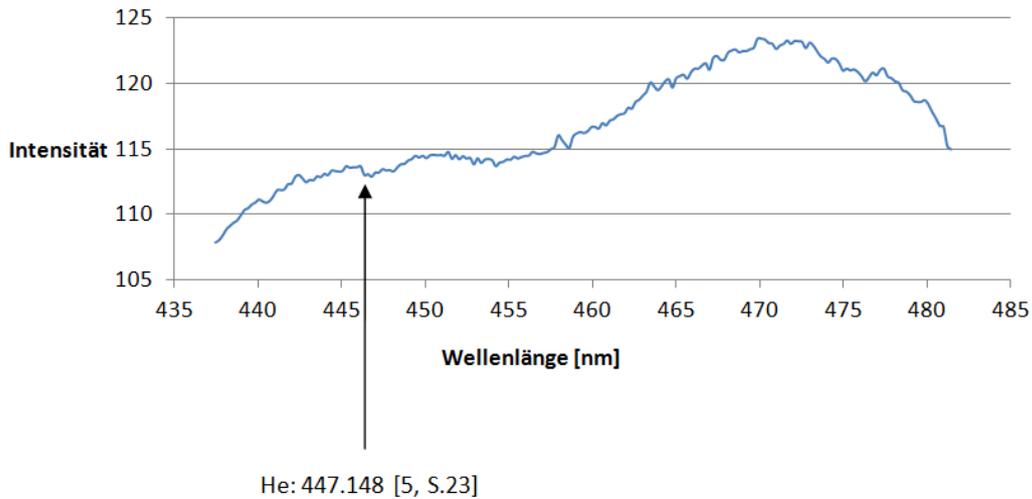


Abbildung 10: Vergrößerung des Wega-Spektrums (437,48nm-481,4nm)

Durch die in Abb. 10 dargestellte Vergrößerung dieses Ausschnittes sind die Intensitätsminima bzw. -maxima besser zu erkennen. Durch diese Methode kann man ein Intensitätsminimum im Bereich bei 416nm sehen. Dieses schwache Intensitätsmaximum könnte eine sehr schwach ausgeprägte Helium-Linie bei 447,148nm sein. Allerdings ist zu beachten, dass dieser Bereich sehr stark vergrößert wurde. Die Vergrößerung hat zur Folge, dass selbst kleinste Schwankungen der Lichtintensität des Plots sichtbar werden. Im Vergleich zu den sehr stark ausgeprägten Wasserstoff-Linien ist die Helium-Linie extrem schwach ausgebildet. Die Intensität des Minimums ist so groß wie die des Rauschens zwischen dem Spalt und dem Spektrum, sodass es sich hier also auch lediglich um Rauschen handeln könnte (vgl. Abb.10 und Abb.11). Mit dem von mir erstellten Spektrum lässt sich also nicht sagen, ob es sich bei dem Intensitätsminimum um eine Helium-Linie handelt, oder nur um Rauschen.

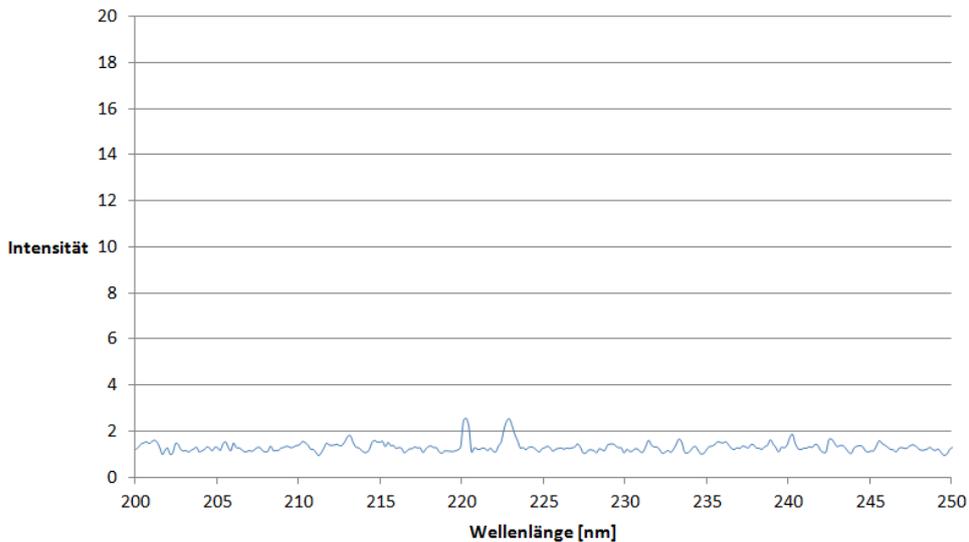


Abbildung 11 Rauschen zwischen dem Spalt und dem Spektrum (200nm-250nm)

3.2 Auswertung des Capella-Spektrums

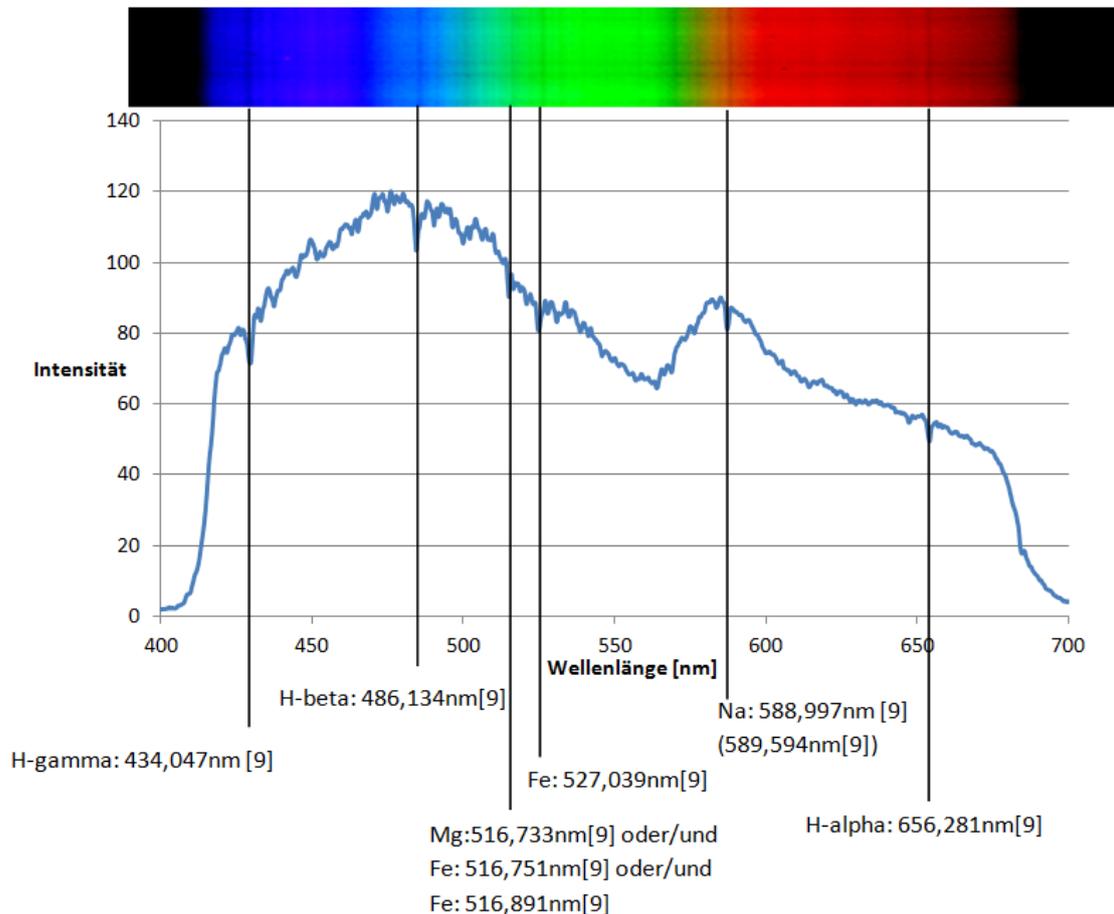


Abbildung 12: Spektrum des Sterns Capella (α Aurigae)

Auch beim Spektrum des Sterns Capella sind H-alpha-, H-beta- und H-gamma-Linien zu sehen, allerdings sind diese nicht so stark ausgeprägt wie bei dem Stern Wega. Dies deutet möglicherweise darauf hin, dass es weniger Wasserstoff auf Capella gibt; wahrscheinlicher ist allerdings die Annahme, dass der Stern Capella eine niedrigere Temperatur besitzt als der Stern Wega. Wie schon in 1.2.3 erläutert, ist die Temperatur verantwortlich für das Vorhandensein von angeregtem Wasserstoff. Die Oberflächentemperatur von Capella muss folglich kleiner sein als die von Wega. Dann tritt angeregter Wasserstoff seltener auf und kann weniger Licht im sichtbaren Bereich (Balmer-Serie) absorbieren. Allerdings sind auch andere Linien im Capella-Spektrum zu erkennen. Interessant ist der Bereich um 516 nm. Für diesen Bereich, in dem es eine Absorptionslinie gibt, sind drei Fraunhoferlinien potentiell in Erwägung zu ziehen. Einerseits könnte es sich um die b_4 Magnesium-Linie handeln, die bei 516,733 nm [8] liegt. Andererseits könnte es sich um die b_3 oder b_4 Eisen-Linien handeln, die bei 516,891 nm [8] bzw. 516,751 nm [8] liegen. Für das Vorhandensein

der Magnesium-Linie spricht, dass im Spektrum hinter der bei 516nm[8] liegenden Absorptionslinie weitere Absorptionslinien erkennbar sind. Diese könnten das sogenannte Magnesium Triplet sein. Dabei handelt es sich um drei Magnesium-Linien, die sehr nahe beieinander liegen (516,733nm[8] (b_4), 517,270nm[8] (b_2), 518,362nm[8] (b_1)). In diesem Fall ist es allerdings fragwürdig, warum die erste Linie bei 516,733nm[8] viel stärker ausgeprägt als die Linien bei 517,270nm[8] und 518,362nm[8]. Die größere Intensität dieser ersten Linie veranlasst mich zur Schlussfolgerung, dass sowohl die Magnesium-Linie als auch die Eisen-Linien vorliegen. Außerdem ist noch eine Natrium-Linie zu erkennen. Es ist allerdings nicht genau zu ermitteln, ob es sich dabei um die D_1 (589,594nm[8]) oder die D_2 (588,997nm[8]) Natrium-Linie handelt. Diese hohe Anzahl von Metallen in der Photosphäre spricht für eine hohe Metallizität des Sterns. Aus diesem Grund ist der Stern Capella vermutlich in die Klasse G einzuordnen, bei der Eisen- und andere Metalllinien auftreten (vgl. Tabelle 1).

3.3 Auswertung des Aldebaran-Spektrums

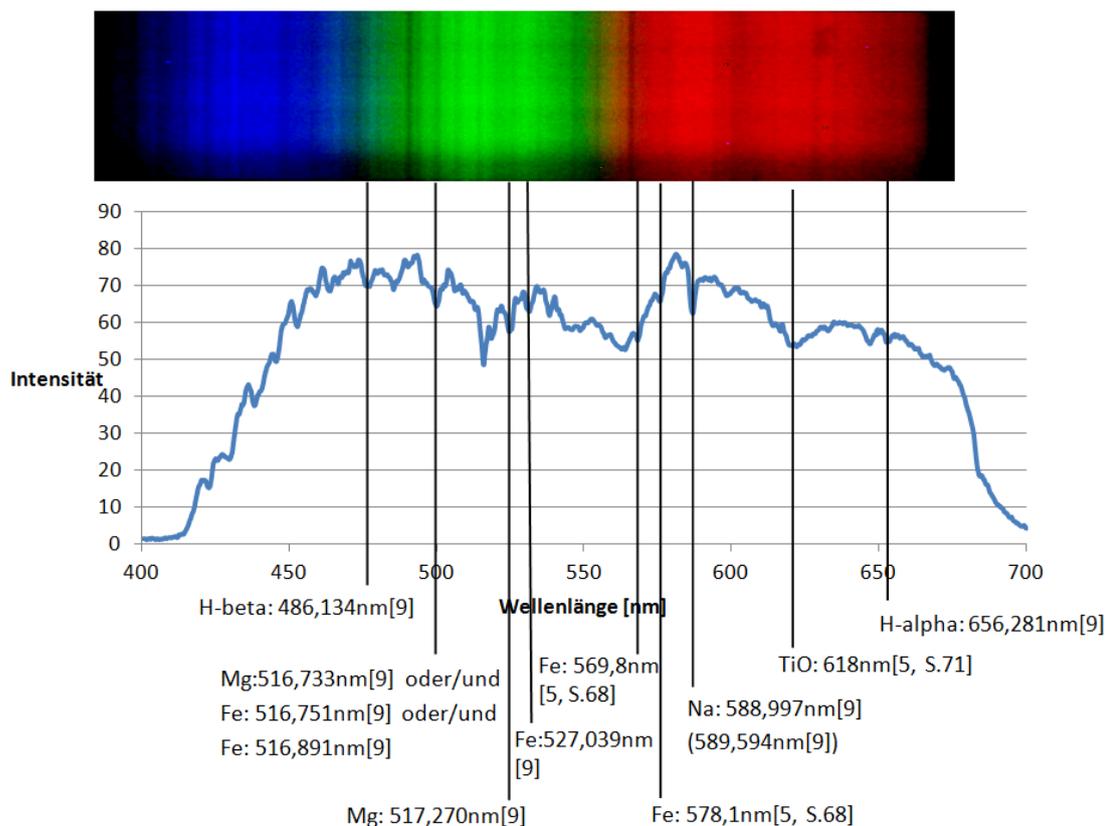


Abbildung 13: Spektrum des Sterns Aldebarans (α Tauri)

Beim Spektrum des Sterns Aldebaran sind die H-alpha-, H-beta- und H-gamma-Linien sehr schwach ausgebildet oder gar nicht erkennbar. Sie sind noch schwächer

ausgebildet als die im Capella-Spektrum. Dies deutet darauf hin, dass es sich bei Aldebaran um einen Stern mit noch niedrigerer Temperatur handelt als bei Capella. Gestützt wird diese These durch die Tatsache, dass sich im Spektrum des Sterns Aldebaran mehr Absorptionslinien zeigen als im Spektrum des Sterns Capella (vgl. 3.2). Viele Metalllinien sind ebenfalls sehr gut erkennbar, besonders das in 3.2 erwähnte Magnesium Triplet ist im Spektrum besser zu erkennen, auch wenn nur zwei Linien deutlich zu erkennen sind. In diesem Fall bezeichnet man das Magnesium Triplet auch als Magnesium Dublet. Außerdem lassen sich im Spektrum noch viel mehr Eisen-Linien erkennen als beim Spektrum des Sterns Capella (vgl.3.2). So gibt es z.B. bei 569,8nm[9] und 578,1nm[9] sehr gut erkennbare Eisen-Linien. Diese Eisen-Linien deuten wiederum darauf hin, dass der Stern Aldebaran eine niedrigere Temperatur hat als der Stern Capella. Genauso wie Wasserstoff verfügt jedes andere Element über ein eigenes Intensitätsmaximum, der Grund dafür wurde in 1.2.3 bereits ausführlich erläutert. Metalle haben jedoch ihr Intensitätsmaximum bei niedrigeren Temperaturen als Wasserstoff (vgl. Abb. 4). Weil die Temperaturen auf den Sternen Wega und Capella allerdings vergleichsweise hoch sind, werden die möglicherweise vorhandenen Metall-Atome durch die thermische Energie ionisiert auf und können keine Absorptionslinien mehr erzeugen.

Außerdem gibt es im Spektrum des Sterns Aldebaran auch eine Titanoxid-Linie. Linien von Molekülen können nur auf Sternen niedrigerer Temperatur vorkommen. Die Temperatur von Sternen höherer Klassen als Klasse K würden die Bindungen, die die Moleküle zusammenhalten, durch thermische Energie aufsprengen. Deshalb kommen Moleküle auch nur in den Linienspektren von Sternen niedrigerer Klassen vor.

Ein weiteres Argument, das für die Klassifizierung des Sterns Aldebaran als Stern der Klasse K spricht, ist seine Oberflächentemperatur. Diese kann man, wie in 1.2.2 beschrieben, grob mithilfe des Wienschen Verschiebungsgesetzes bestimmen. Benutzt man die Formel und setzt das aus dem Spektrum abgelesene Intensitätsmaximum ($\lambda_{\max}=579\text{nm}=0.579\mu\text{m}$) ein, erhält man die Formel:

$$T = \frac{b(=2897,8\mu\text{m}\cdot\text{K})}{0.579\mu\text{m}}$$

Diese Berechnung ergibt eine Oberflächentemperatur von ungefähr 5000K. Sterne der Klasse K weisen eine Temperatur von 3.500–4.850K (vgl. Tabelle1) auf, sodass die Differenz zwischen der errechneten Temperatur und dieser Standardtemperatur 150K beträgt. Dieser Betrag liegt nicht im Rahmen der Standardabweichung, die Abweichung wird aber im Folgenden noch erklärt.

Der Stern Aldebaran kann somit eindeutig als Stern der Klasse K eingeordnet werden. Die große Anzahl von Metalllinien sowie das Vorhandensein der Titanoxid-Linie sind eindeutige Indizien auf die Zugehörigkeit des Sterns zur Klasse K. Die von mir bestimmte Temperatur deutet ebenfalls auf die Einordnung in die Spektralklasse K hin.

Tabelle 2: Die wichtigsten Fraunhoferlinien [10]

Symbol	Element	Wellenlänge in nm	Symbol	Element	Wellenlänge in nm
y	O ₂	898,765	c	Fe	495,761
Z	O ₂	822,696	F	H β	486,134
A	O ₂	759,370	d	Fe	466,814
B	O ₂	686,719	e	Fe	438,355
C	H α	656,281	G'	H γ	434,047
a	O ₂	627,661	G	Fe	430,790
D ₁	Na	589,594	G	Ca	430,774
D ₂	Na	588,997	h	H δ	410,175
D ₃ oder d	He	587,562	H	Ca ⁺	396,847
e	Hg	546,073	K	Ca ⁺	393,368
E ₂	Fe	527,039	L	Fe	382,044
b ₁	Mg	518,362	N	Fe	358,121
b ₂	Mg	517,270	P	Ti ⁺	336,112
b ₃	Fe	516,891	T	Fe	302,108
b ₄	Fe	516,751	t	Ni	299,444
b ₄	Mg	516,733			

3.4 Fehlerquellen

Die oben vorgenommene Auswertung kann aufgrund der Kalibrierung (vgl. 2) von den tatsächlichen Werten abweichen. Dies fällt vor allem bei der Bestimmung der Temperatur des Sterns Aldebaran auf. Der Grund dafür ist, dass die in 2 erklärte und für jedes Spektrum individuell vorgenommene Kalibrierung nicht hundertprozentig genau ist.

Bei der von mir verwendeten Kalibriermethode muss abgeschätzt werden, bei welchem Pixel des Emissionsspektrums sich das Intensitätsmaximum befindet, das zu der Wellenlänge gehört. Dabei handelt es sich allerdings nur um eine grobe Schätzung, und es ist nicht sicher, ob das Intensitätsmaximum wirklich genau bei diesem Pixel liegt. Hier entsteht schon ein erster Faktor für spätere Abweichungen.

Mithilfe der Wellenlängen und den dazugehörigen Pixeln lässt sich eine polynomische Funktion erstellen. Das Bestimmtheitsmaß dieser Kurve ist zwar sehr hoch ($R^2=1$), dennoch ist die Funktion nicht vollständig genau. Bei Proben zeigt sich, dass die berechneten Pixelpositionen von den tatsächlichen Pixelpositionen, die ich zugeordnet hatte, abweichen (vgl. Tabelle 3).

Tabelle 3: Abweichung der berechneten von den tatsächlichen Pixelpositionen

Tatsächliche Pixelposition	Berechnete Pixelposition	Prozentuale Abweichung
2305	2268,79145	1,57086975
2788	2718,7316	2,48451937
2926	2839,06866	2,97099584
2936	2846,9036	3,03461853
3070	2970,52802	3,24012977
3154	3043,05281	3,51766627
3237	3115,2403	3,76149818
3289	3157,95914	3,98421599

Die Umkehrfunktion der ermittelten Funktion ist auch nicht genau, was zur Folge hat, dass beim Einsetzen der Pixelwerte, die zu den Kalibrierwerten gehören, Wellenlängen als Ergebnis berechnet werden, die von den tatsächlichen Werten um einige Nanometer abweichen (vgl. Tabelle 4).

Tabelle 4: Abweichung der berechneten von den tatsächlichen Wellenlängen

Tatsächliche Wellenlänge	Berechnete Wellenlänge	Prozentuale Abweichung
435,84	434,693609	0,26303013
546	543,23286	0,50680228
576,96	574,865435	0,36303475
579	577,167542	0,31648677
611,6	608,139119	0,56587336
631,1	627,66662	0,54403104
650,8	647,042006	0,57744221
662,6	659,219644	0,51016541

Dabei entsteht bei kleineren Wellenlängen eine geringere Abweichung als bei größeren. Die Werte werden von der Funktion prozentual allerdings stärker verfälscht als durch die Umkehrfunktion (vgl. Tabelle 3 und 4). Die Umkehrfunktion verringert also die Ungenauigkeit.

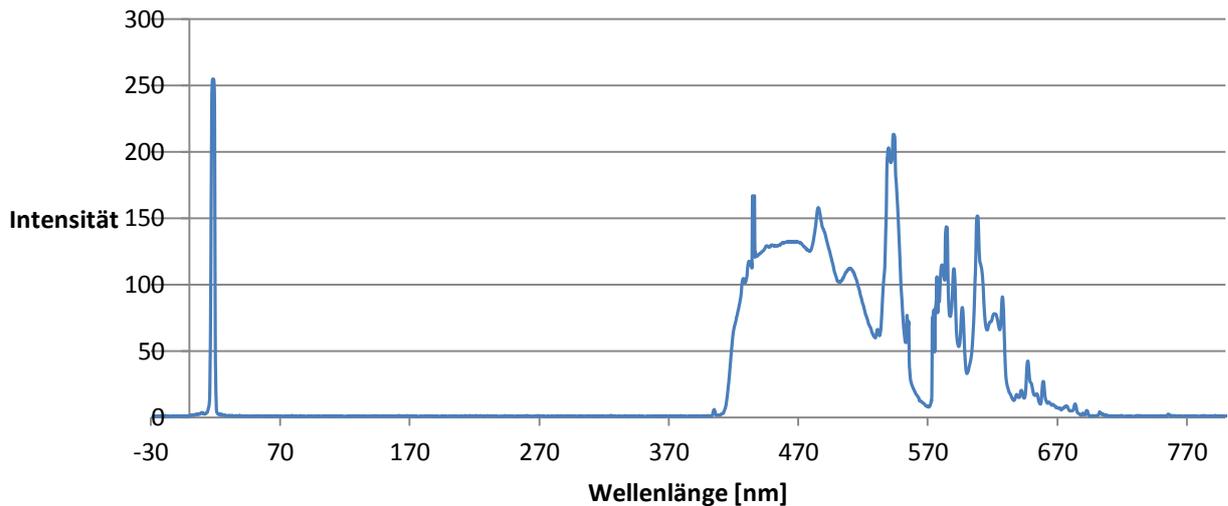


Abbildung 14: Vollständiges Kalibrierspektrum (Kalibrierung Aldebaran)

Beim Betrachten des gesamten Spektrums fällt auf, dass das zum Spalt gehörende Maximum statt des erwarteten Wertes von 0nm bei den Sternspektren Werte wie 18,31nm beim Kalibrierspektrum, das für den Stern Aldebaran verwendet wurde, aufweist (vgl. Abb.12). Der Grund dafür ist, dass der Spalt als Kalibrierwert vernachlässigt wurde. Der Spalt weist eine zu große Distanz zu den übrigen Kalibrierwerten auf (vgl. Abb.12) und vergrößert die Genauigkeit der daraus resultierenden Funktion nicht. Deshalb wird der Spalt beim Ermitteln der Kalibrierfunktion außer Acht gelassen. Die Folge ist, dass dem Spalt durch die Kalibrierfunktion eine andere Wellenlänge zugeordnet wird als 0, obwohl er, auch wenn er nicht als Kalibrierungswert in die Funktion eingebracht wurde, bei 0nm liegen müsste. Dieses Beispiel ist eine gute Veranschaulichung für die Tatsache, dass die Kalibrierfunktion nicht hundertprozentig genau ist, sondern Abweichungen aufweist.

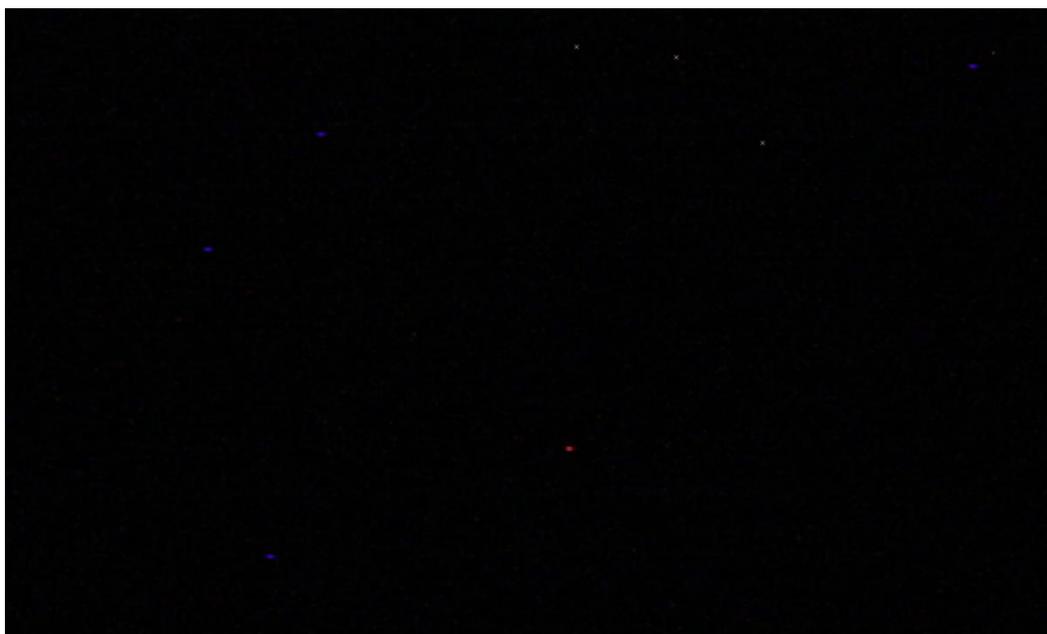


Abbildung 15: Rauschen im Spektrum des Sterns Aldebaran (gezoomte Ansicht)

Darüber hinaus werden weitere Fehler durch Störgrößen verursacht. Bei der Aufnahme der Spektren wurde genau darauf geachtet, solche Störgrößen verhältnismäßig klein zu halten, ohne sie allerdings letztlich völlig ausblenden zu können. Die bedeutendste Störgröße ist das Hintergrundrauschen, das seit der Entstehung des Universums als Hintergrundstrahlung auftritt. Auf dem Spektrum sind deshalb bei genauer Betrachtung immer wieder andersfarbige Pixel, die durch das Rauschen verursacht wurden, an Stellen sichtbar, an denen sie nicht vorhanden sein dürften (vgl. Abb.13).



Abbildung 16:Rauschen im Spektrum des Sterns Aldebaran (gezoomte Ansicht mit erhöhter Helligkeit)

Allerdings sind die Pixel, die eine komplett andere Farbe haben, ein Extremfall. Durch die Erhöhung der Helligkeit des Bildes wird sichtbar, dass die Pixel nicht alle schwarz sind, so wie sie es eigentlich sein sollten, weil kein Licht an dieser Stelle eingefallen ist, sondern unterschiedliche Grautöne aufweisen. (vgl. Abb. 16). Dies wird vor allem in Abb.17 deutlich. Die Werte vom Spalt bis zum Spektrum (0-500nm) liegen nicht im sichtbaren Bereich und sollten somit eine Intensität von 0 besitzen. Dies ist eine gute Verdeutlichung dafür, wie das Rauschen die Werte verfälscht.

3.5 Auswirkungen der in 3.4 genannten Fehlerquellen

Die Kalibrierung, die in 2 vorgenommen wird, hat eigentlich das Potential auf 0,1 Pixel genau festgelegt zu werden [11]. Ich beschränkte mich auf ganzzahlige Pixelwerte, woraus eine Abweichung von ca. 1-3nm resultiert. Diese Ungenauigkeiten erschweren die eindeutige Zuordnung nahe beieinander liegender Linien, die sich erst in der ersten bzw. zweiten Nachkommastelle unterscheiden, wie

z.B. in 3.2 die b_4 Magnesium-Linie (516,733nm) und die b_3 und b_4 Eisen-Linien (516,891nm bzw. 516,751nm).

Auch die Temperaturbestimmung der Sterne war aus diesem Grund problematisch. Die Abweichung der Temperatur in 3.3 ist relativ klein und deshalb wahrscheinlich ein Fehler bei der Bestimmung der Wellenlänge der intensivsten Strahlung. Dafür verantwortlich ist wahrscheinlich die ungenaue Kalibrierung.

Im Gegensatz dazu konnte das Rauschen durch die verwendete Kalibriermethode fast vollständig entfernt werden. Wie schon in 3.4 erwähnt, entsteht Rauschen rein zufällig. Die Methode, die Fiji benutzt um Plots zu erstellen, minimiert den Fehler, der durch Rauschen entsteht, enorm.

Wie in 2 zu sehen ist, gibt Fiji für jeden Pixel nur einen Intensitätswert aus. In Abb. 2 hat der Pixel 1 die Helligkeit 0,963. Dies resultiert aus dem Verfahren, das Fiji verwendet. Das Programm zerschneidet, wie bereits in 2 erwähnt, das Bild in vertikale Streifen. Dann wird der Helligkeitswert jedes Pixels in diesem vertikalen Streifen ermittelt. Der Durchschnitt aller Helligkeitswerte der sich im vertikalen Streifen befindenden Pixel wird dann als Helligkeitswert für diesen Pixel ausgegeben, in Abb.2 beispielsweise 0,963. Dieses Verfahren hat den Vorteil, dass das Rauschen fast völlig entfernt werden kann. In einem vertikalen Streifen befinden sich durchschnittlich 1-2 Pixel, die durch Rauschen verursacht werden. Bei 150 Pixeln, die sich in einem vertikalen Streifen befinden, fallen die 1-2 Pixel, die durch Rauschen verursacht wurden, nicht weiter auf. Somit wird die Fehlerquelle Rauschen durch das Programm Fiji fast vollständig eliminiert (vgl. Abb.16 und Abb.17).

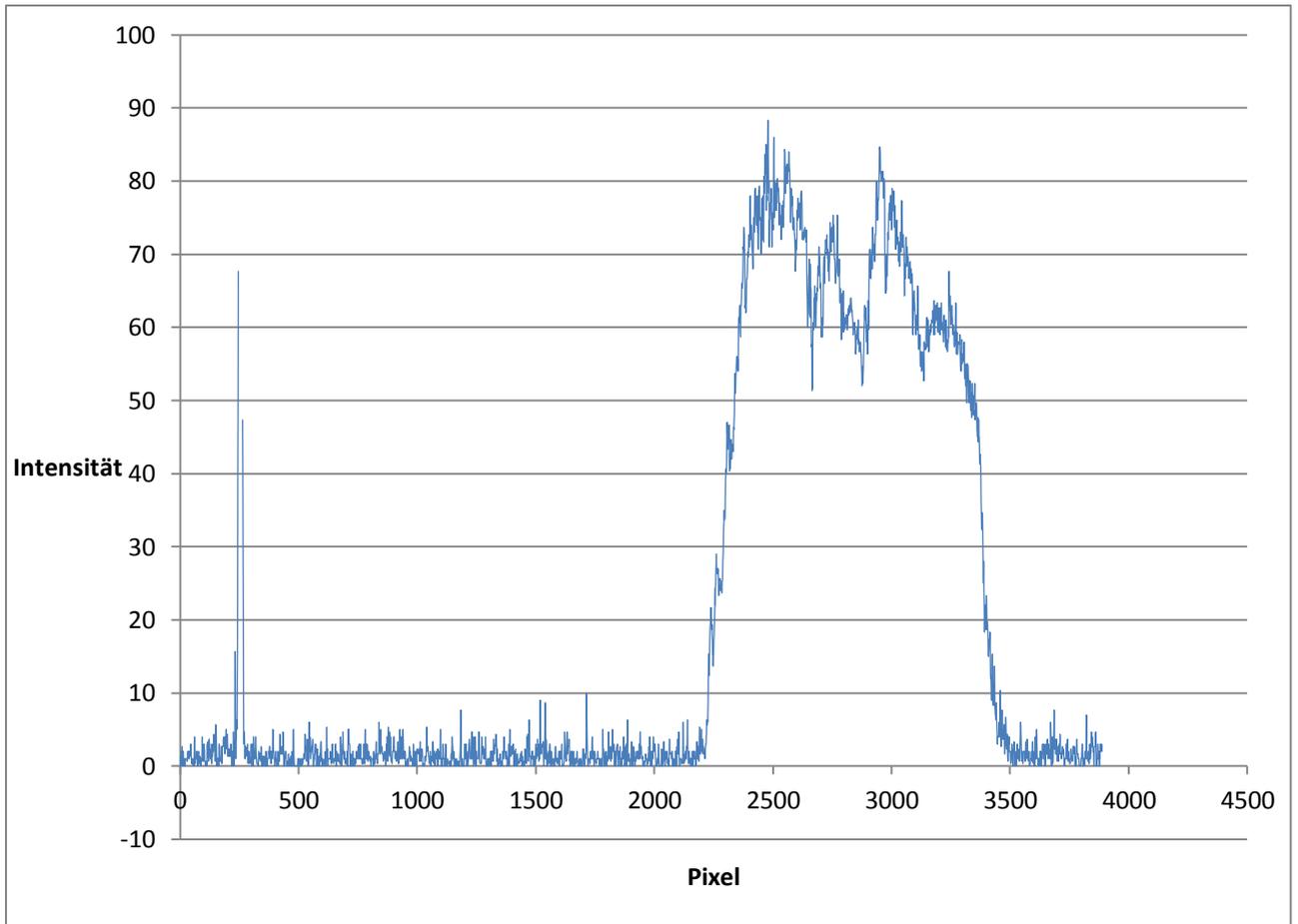


Abbildung 17: Plot des Spektrums des Sterns Aldebaran ohne gemittelte Werte

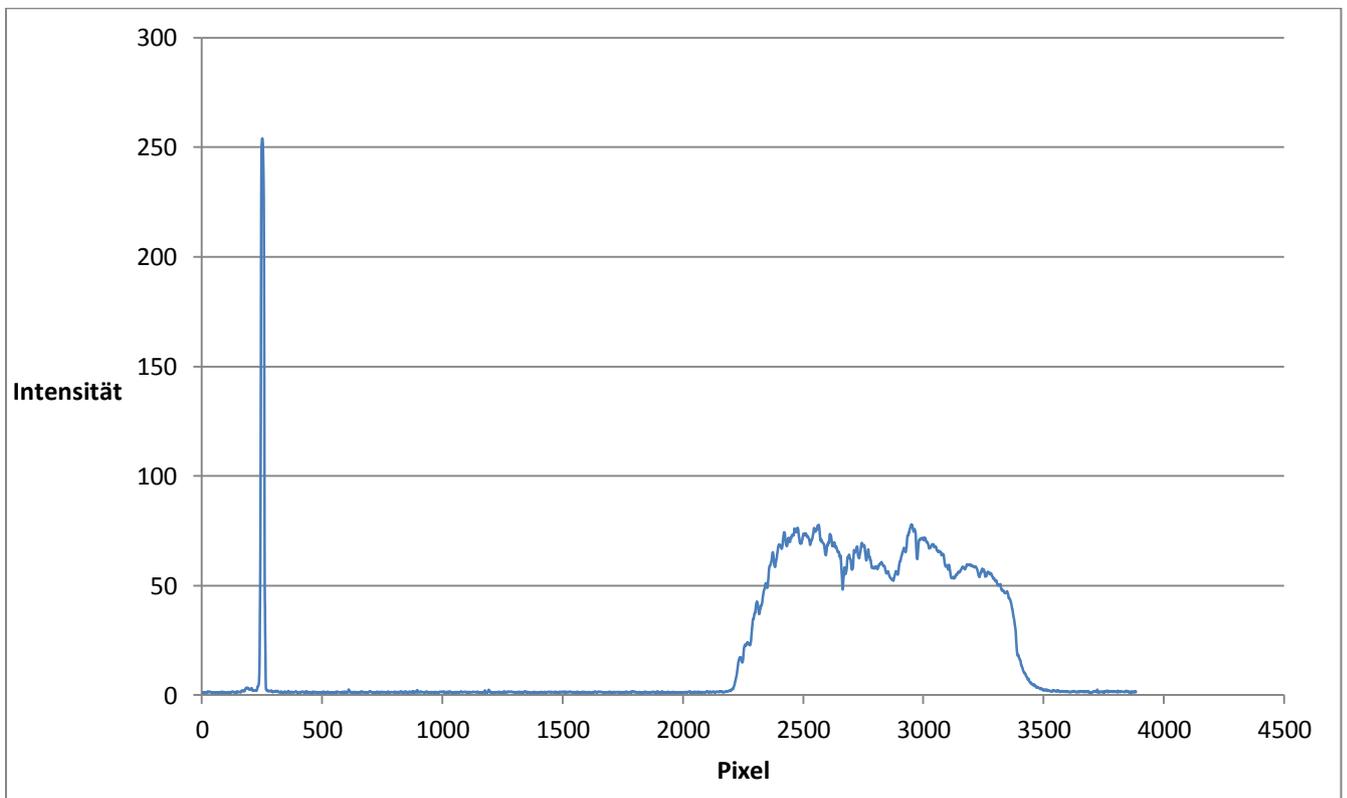


Abbildung 18: Plot des Spektrums des Sterns Aldebaran mit gemittelten Werten

4 Fazit

Die thematische Gliederung der Facharbeit erfolgte mit der Zielsetzung, auch einem Laien einen ersten Einblick in die Spektroskopie zu ermöglichen. Aus diesem Grund sind die im Gliederungspunkt 1 erklärten theoretischen Grundsätze bewusst vereinfacht dargestellt und können mit einigem physikalischen Vorwissen verstanden werden.

Allerdings haben die in 3.4 beschriebenen Fehlerquellen und die in 3.5 dargestellten daraus resultierenden Probleme die Auswertung erschwert. Ich beschränkte mich deshalb einerseits auf die Linien, die ich einwandfrei zuordnen konnte. Beim Spektrum des Sterns Wega traten beispielsweise kleinere Probleme bei der Bestimmung der Helium-Linie auf, weil diese erst beim genaueren Hinsehen sichtbar wurde.

Andererseits wurden von mir hauptsächlich die wichtigsten Linien zugeordnet, die die Spektralklassen definieren. Zwar gibt es viele Linien bei den "kälteren" Sternen Aldebaran und Capella, die man noch hätte zuordnen können, doch diese wurden der Einfachheit halber weggelassen.

Ich hoffe, dass diese Facharbeit gerade wegen dieser Einfachheit für Laien verständlich ist und interessierten Lesern einen Einstieg in die Spektroskopie ermöglicht.

Literaturverzeichnis

- [1]" Bohrsches Atommodell" URL: http://www.uni-ulm.de/fileadmin/website_uni_ulm/nawi.inst.251/Didactics/quantenchemie/html/bohrAtom.html
- [2]:F. Gondolatsch, S.Steinacker, O. Zimmermann: Astronomie Grundkurs, Klett-Verlag, Stuttgart 1990
- [3]:"Strahlungsgesetz von Wien (WIENsches Verschiebungsgesetz)"
URL:http://m.schuelerlexikon.de/phy_abi2011/Strahlungsgesetz_von_Wien_WIENsches_Verschiebungsgesetz.htm [04.05.2014]
- [4]: "Balmer-Serie" URL:<http://de.wikipedia.org/wiki/Balmer-Serie> [04.05.2014]
- [5]:R. Walker: Spektralatlas für Astroamateure Version 2.0. 05/2011 (S.19)
- [6]:" Spektralklasse" URL: <http://de.wikipedia.org/wiki/Spektralklasse> [04.05.2014]
- [7]:W. Walcher: Praktikum der Physik, Teubner-Verlag, Stuttgart 1971
- [8]: B. Koch: Spektroskopie mit dem DADOS-Spektrographen, unveröffentlicht
- [9]:Wikipedia: „Fraunhoferlinie". URL: <http://de.wikipedia.org/wiki/Fraunhoferlinie> [23.04.2014]
- [10]:"Fraunhoferlinie" URL: <http://de.wikipedia.org/wiki/Fraunhoferlinie> [04.05.2014]
- [11]: Peter Stinner, Steffen Urban (24.08.2009) "Vermessung der Absorptionslinien im Wega-Spektrum" URL: <http://www.lehrer-online.de/786292.php?sid=54335243602060813239850015001170> (26.04.2014)

Selbstständigkeitserklärung

Ich versichere hiermit, dass ich zur Anfertigung vorliegender Arbeit keine anderen als die angegebenen Hilfsmittel benutzt und die Arbeit selbständig angefertigt habe.

(Ort/Datum/Unterschrift)