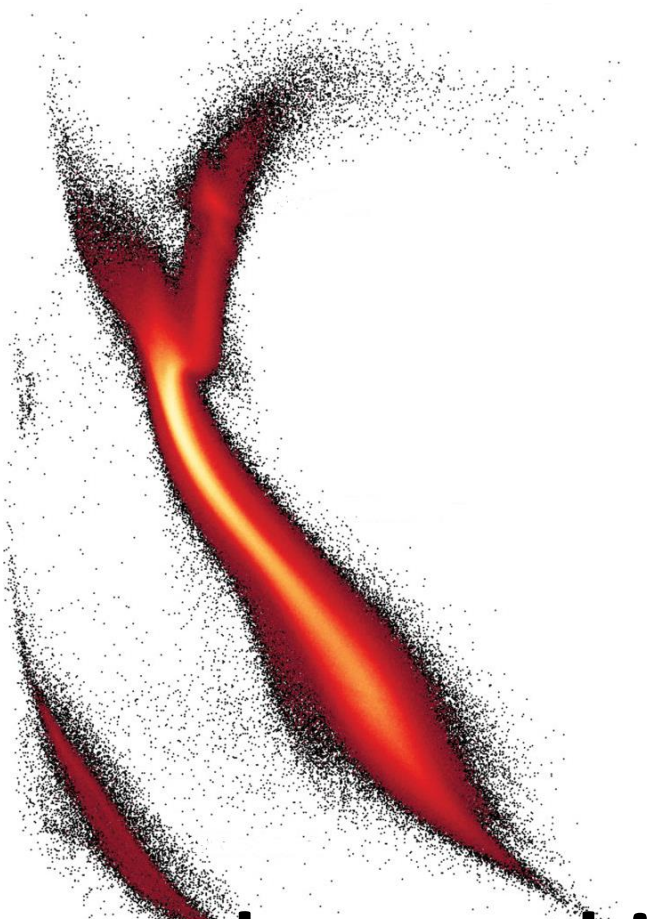
2018



Sternspektrographie

DIE ENTWICKLUNG DER STERNE IM HERTZSPRUNG-RUSSELL-DIAGRAMM

MORITZ VAN EIMERN

Inhalt

Einleitung: 2

A. Theoretischer Teil: 2

1. Physikalische Grundlagen: 2
   1) Das Licht und der Welle-Teilchen-Dualismus 2
   2) Teilchenphysik: Über die Entstehung von Licht 4
   3) Spektroskopie 7
2. Was ist ein Stern? 8
   1) Das Leben eines Sterns 8
   2) Spektralklassifikation 12
3. Das Hertzsprung-Russell-Diagramm 13

B. Praktischer Teil: Aufnahme und Analyse eigener Spektren 16

1. Equipment und Aufnahme der Spektren 16
2. Das Verfahren zur Auswertung der Spektren 18
   1) Vorbereitung des Rohspektrums 18
   2) Wellenlängenkalibrierung 19
   3) Normierung 22
   4) Spektralklassifikation 23
   5) Flusskalibrierung 25
   6) Zuordnung der Elemente zu den Spektrallinien 27
   7) Bestimmung der Effektivtemperatur 27
   8) Die Rotations- und die Radialgeschwindigkeit 28
   9) Der Weg des Sterns im Hertzsprung-Russell-Diagramm 29
3. Die eigenen Spektren 29
   1) Mintaka (δ Orionis) 29
   2) Algenib (γ Pegasi) 32
   3) Wega (α Lyrae) 34
   4) Sonne (Sun) 36
   5) Kochab (β Ursae Minoris) 38
   6) Beteigeuze (α Orionis) 40
4. Die Entdeckung 42

Schluss 49

Danksagung 49

QUELLEN 50

Einleitung:

In dieser Projektarbeit des Astronomiekurses Stufe Q1 17/18 am Carl-Fuhlrott-Gymnasium beschäftige ich mich mit der Sternspektroskopie und ihrer Analyse. Das Ziel ist es, den Sinn und Technik der Spektroskopie sowohl für mich wie auch für andere verständlich zu vermitteln. Ich gebe zunächst einen Überblick über einige wichtige theoretische Zusammenhänge der Astronomie und stelle anschließend die praktische Erarbeitung eines bearbeiteten Sternspektrums dar. Zuletzt erläutere ich die Auswertungsmöglichkeiten solcher Spektren anhand einiger Beispielsterne verschiedenen Spektraltyps.

A. *Theoretischer Teil*:

1. Physikalische Grundlagen:

Zum allgemeinen Verständnis meines Vorgehens sind einige Wissensgrundlagen notwendig, die ich hier kurz vorstellen und erklären werde. Im Voraus werde ich schon einmal auf wichtige Umrechnungen und für die Astronomie spezifischen Einheiten hinweisen um spätere Fehler oder Unklarheiten zu vermeiden. Die physikalische Größe „Wellenlänge“ wird mit dem griechischen Buchstaben λ, auch Lambda genannt, bezeichnet und in den Einheiten Ångström (Å) und Nanometern (nm) angegeben. Dabei gilt:
10Å = 1 nm = 10^{-9} m. Parsec (pc) bezeichnet eine Längeneinheit, ähnlich wie das Lichtjahr (ly), wobei gilt: 1 pc = 3,26 ly. Eine Astronomische Einheit (AE) ist eine weitere Längeneinheit gemessen am mittleren Abstand der Erde von der Sonne, 1 AE = 149,6 × 10^{9} m. Sternmassen gibt man in der Einheit Sonnenmassen ($M_\odot$) an. Dabei gilt 1 $M_\odot$ = 1,99 × 10^{30} kg.

1) Das Licht und der Welle-Teilchen-Dualismus

Die Eigenschaften des Lichts waren bis Mitte des 17. Jahrhunderts unbekannt. Man glaubte an mysteriöse Strahlen mit unendlicher Ausbreitungsgeschwindig-

keit. Die erste Entdeckung, welche die Gegenthese hervorbrach, erfolgte durch Ole Römer. Ihm gelang 1676/78 eine ungenaue Messung der Geschwindigkeit des Lichts welche bewies, dass das Licht eine endliche Geschwindigkeit besaß. Später im 17. Jahrhundert stellten zwei Wissenschaftler zwei sich widersprechende aber beide begründete Theorien auf. Isaac Newton, der das Licht als Teilchenstrom sieht, und Christiaan Huygens, welcher die Position vertrat, das Licht sei eine Welle. 100 Jahre lang konnte keine der beiden Theorien bewiesen oder widerlegt werden, allerdings trat Newtons Theorie aufgrund seiner Autorität in den Vordergrund. Doch als 1802 der Wellencharakter des Lichts eindeutig von Thomas Young mit seinem Doppelspaltexperiment nachgewiesen wurde, wurde Huygens Theorie offiziell anerkannt und Newtons Theorie rückte in den Hintergrund. J. C. Maxwell schrieb als erster, dass Licht eine *elektromagnetische* Welle sei. Später zeigte Albert Einstein durch die Erklärung des Photoeffekts, dass Licht auch Teilcheneigenschaften hat und fordert eine Theorie, welche das Licht sowohl als Welle als auch als Teilchen beschreibt. Damit gilt Einstein als der Begründer der Quantenphysik. Für diese Projektarbeit können Sie sich das Licht als Photon (als Teilchen) mit einer Wellenlänge und dessen zugehörigen Energiegehalt vorstellen.

$$E = m \cdot c^2$$

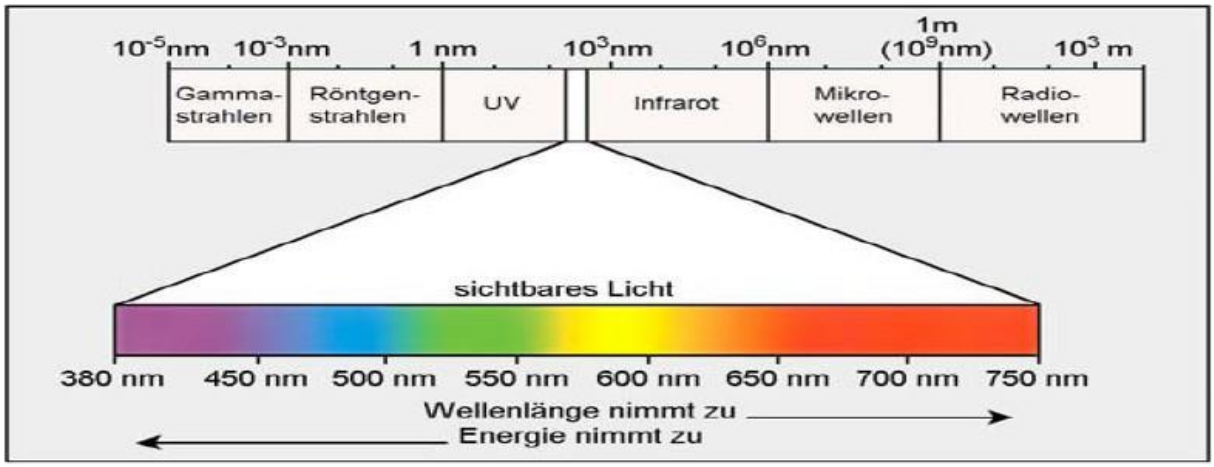
$$m = \frac{h \cdot f}{c^2}$$

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

Laut Einstein ist die Energie einer Masse sie selbst mit dem Quadrat der Lichtgeschwindigkeit multipliziert. Übertragen auf ein Photon, dessen Masse links auf zwei Arten definiert ist, folgt dieses Gesetz für den Energiegehalt eines Photons:

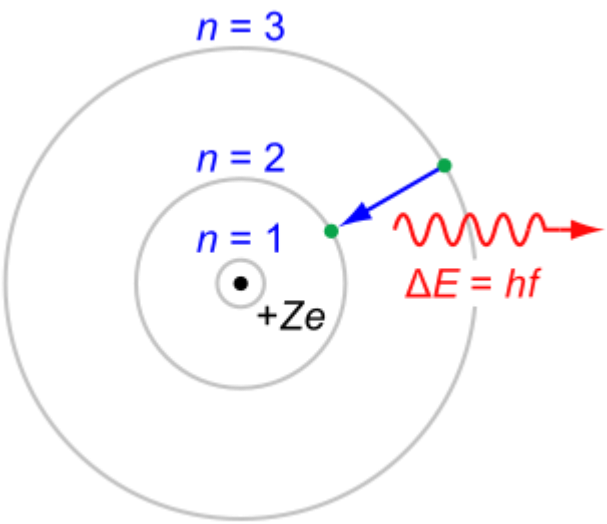
$$E = h\,f = h\,\frac{c}{\lambda}$$

Da ich ausschließlich mit den Wellenlängen arbeite, aber nicht mit der Frequenz der Photonen, ist nur der letzte Teil des Gesetzes interessant. Auffällig ist, dass der Energiegehalt eines Photons antiproportional zu seiner Wellenlänge ist, d.h. je größer der Energiegehalt, desto kleiner die Wellenlänge.
Ich habe vorher den Begriff elektromagnetische Welle erwähnt, aber was ist das eigentlich? Zu den elektromagnetischen Wellen gehört das sichtbare Licht, sowie auch IF und UV Licht. Außerdem zählen Röntgenstrahlen, Gammastrahlen und weitere aus dem Alltag bekannte Strahlen zu den elektromagnetischen Wellen. Im Folgenden sieht man ein Diagramm, welches elektromagnetische Wellen vom kurzwelligen bis zum langwelligen Bereich zeigt. Zusätzlich werden die Wellenlängenintervalle benannt.



(Quelle: https://www3.hhu.de/biodidaktik/Fotosynthese_neu/dateien/licht/licht.html)

2) Teilchenphysik: Über die Entstehung von Licht

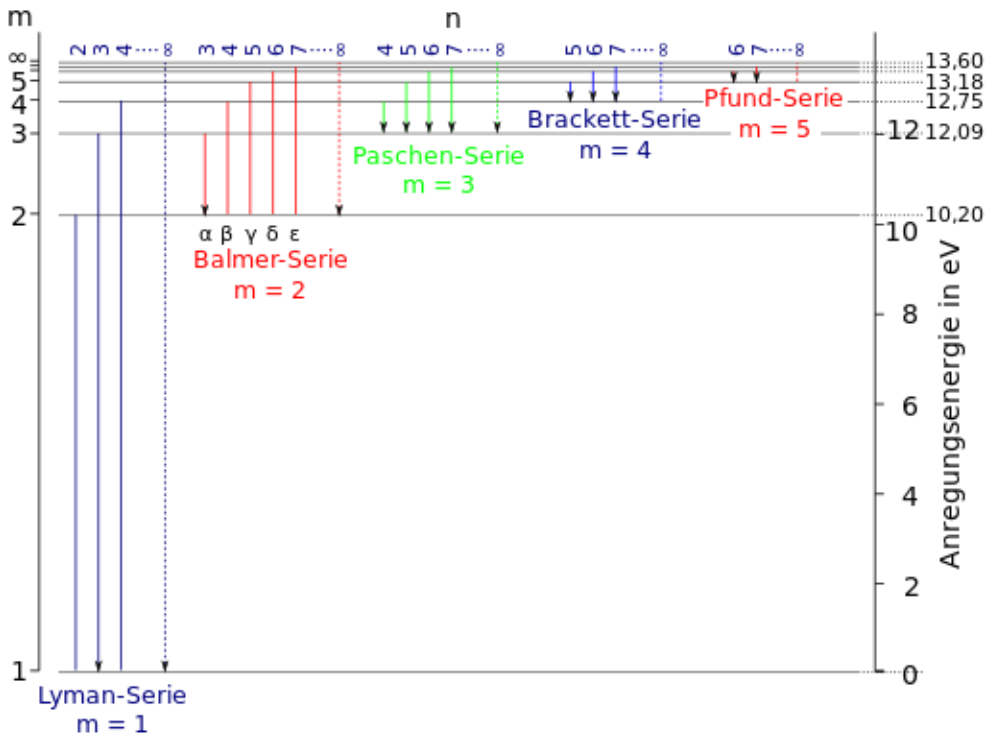


Niels Bohr veröffentlichte 1913 sein inzwischen weit verbreitetes und bis heute anerkanntes Atommodell. Es beschreibt den Aufbau der Atome im Detail und kann, im Gegensatz zum Rutherfordschen Atommodell, die Energiegehälter der Elektronen erklären. Als Beispiel nehme ich das Wasserstoffatom. Nach diesem Modell befindet sich in der Mitte eines Wasserstoffatoms der Atomkern bestehend aus einem Proton, um welchen ein Elektron auf einer festen Bahn kreist, der sogenannten ersten Schale (n=1). Wenn von außen nun Energie auf dieses Atom trifft, kann es passieren, dass dieses Elektron diese Energie absorbiert und abhängig von der Energiemenge einige Schalen nach außen springt. Als Beispiel nehmen wir an, das Elektron springt auf die 3. Schale n=3. Dann sind die ersten beiden Schalen von keinem Elektron besetzt, die dritte Schale aber von einem Elektron mit einem höheren Energiegehalt als vorher. Dieses Elektron wird nach einiger Zeit auf eine beliebige kleinere Schale zurückspringen, als Beispiel nehmen wir an, das

(Abb. bohrsches Atommodell https://de.wikipedia.org/wiki/Bohrsches_Atommodell)

Elektron springt (wie in der Abb. oben) von der dritten Schale auf die zweite Schale. Bei diesem Prozess gibt das Elektron Teile der gespeicherten Energie ab bzw. wenn das Elektron auf die ursprüngliche Schale springt, gibt es seine vorher neu gewonnene Energie komplett ab. Diese Energieabgabe erfolgt in Form von Photonen, umgangssprachlich auch Licht genannt, ab. Hierbei gilt: Je größer der Energiegehalt des Photons, desto kleiner seine Wellenlänge. Der oben beschriebene Vorgang kann in jedem uns bekannten Element im Periodensystem stattfinden. In jedem Element kann von jeder Schale ein Elektron einige Schalen höher springen, wenn es von außen Energie aufnimmt. Oder das Elektron gibt, beim Springen in eine kleinere Schale, die Energie in Form von Licht ab. Das Besondere an diesem Licht ist, dass bei jedem Element, abhängig von dem Sprung der Elektronen zwischen den Schalen, das Licht mit den jeweiligen Wellenlängen ausgesendet wird. Die Wellenlänge des Lichts bestimmt seine Farbe, folglich sendet jedes Element andere Farben aus, welche man mit Hilfe von Spektrographen (s. u.) analysieren kann, um dann Rückschlüsse auf das Vorhandensein dieser Elemente treffen zu können.

Ein gutes Beispiel ist der Wasserstoff. In der Abbildung (unten) ist links die Nummer der Schale abgebildet und rechts ist der dazugehörige Energiegehalt in eV in einer Skala eingetragen. EV steht für Elektronenvolt und ist eine Einheit, welche einen Energiegehalt beschreibt. Umgerechnet in SI-Einheiten gilt: $1\ eV = 1{,}602 * 10^{-19}\ J$ (Joule). Die Abbildung zeigt fünf Serien. Die Balmer Serie ist davon die bekannteste, daher werde ich auf diese näher eingehen. Jeder Pfeil stellt einen Sprung eines Elektrons von einer höheren Schale in eine kleinere dar. α stellt den Sprung eines Elektrons im Wasserstoff von der 3. Schale (n=3) in die 2. Schale (n=2) dar. β stellt die gleiche Prozedur für ein Elektron dar, welches von der 4. Schale (n=4) in die 2. Schale (m=2) springt, usw.



(Quelle: https://de.wikipedia.org /wiki/Balmer-Serie)

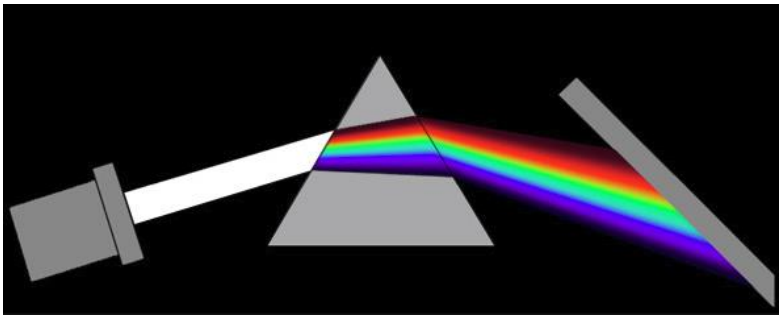
Bei jedem dieser Sprünge wird Energie in Form von Licht frei. Der Energiegehalt jedes Photons entspricht der Differenz der Energieniveaus der Schalen. Ein Beispiel ist der Energiegehalt eines Photons, welches entsteht, wenn ein Elektron im Wasserstoff von der 3. in die 2. Schale springt (α in der Balmer-Serie), den man ausrechnet, in dem man die Differenz des Energiegehalts vom Elektron in der 2. und 3. Schale bildet, man rechnet also 12,09 eV – 10,2 eV = 1,89 eV. Dabei wiederhole ich noch einmal, je größer der Energiegehalt vom Licht, desto kürzer seine Wellenlänge, desto weiter rückt die Linie ins UV. Es entsteht das Emissionsspektrum der Balmer-Serie:

(https://de.wikipedia.org/wiki/Balmer-Serie)

Die rote Linie rechts stellt Hα dar, die starke hellblaue Linie Hβ usw. Die Lyman-Serie ist nicht sichtbar, da sie im UV-Bereich liegt, während die Paschen-, die Brackett- und die Pfund-Serie alle im IR-Bereich emittieren.

3) Spektroskopie

Spektroskopie bezeichnet ein Verfahren, in welchem man das von einer beliebigen Quelle ausgehende Licht in seine Spektralfarben zerlegt, indem man entweder diesen Lichtstrahl durch ein Glasprisma lenkt oder, wie im Fall des DADOS-Spektrographen, welchen wir verwenden, das Licht an einem Beugungsgitter mit 200 Linien pro Millimeter reflektieren lässt.



Die Lichtbrechung beruht auf dem Umstand, dass sich Licht in zwei verschiedenen Medien unterschiedlich schnell fortbewegt. Sobald also das Licht auf ein Glasprisma trifft, wird es in seine Bestandteile zerlegt, welche wir dann genauer untersuchen können. Den selben Effekt findet man bei einem engen Gitter. Mit beiden Varianten erhält man das Spektrum dieses Lichtstrahls, ein sichtbares Bild seiner Farbzusammensetzung, vergleichbar mit einem Regenbogen, welches uns Informationen über seine Quelle preisgibt.

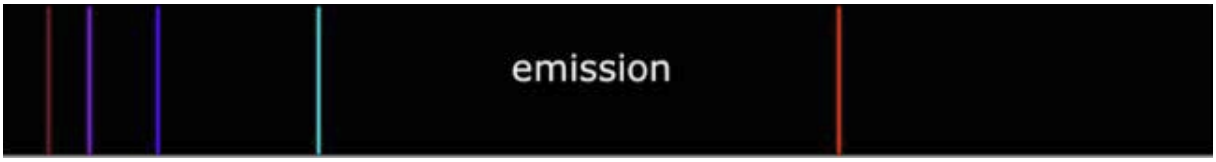
(Abb. Prismenbrechung http://www.seilnacht.com/Lexikon/Licht.htm)

Allgemein unterscheidet man zwischen zwei Arten von Spektren, den Absorptionsspektren und den Emissionsspektren.

Absorptionsspektren entstehen, wenn Licht mit neutralen Atomen oder Molekülen in Wechselwirkung tritt. Dort absorbiert das Element bzw. das Molekül bestimmte Wellenlängen des Lichts und strahlt diese in alle Richtungen aus, allerdings um ein Vielfaches schwächer. Als Ergebnis erhält man ein solches Spektrum, hier der Wasserstoff als Beispielelement, bei dem bestimmte Linien so schwach leuchten, dass sie als schwarz wahrgenommen werden.

(Quelle: http://scienceblogs.de/primaklima/2009/07/16/zahlenmystik-quantenphysik-und-schmutzige-tucher/)

Emissionsspektren sind das Gegenteil von Absorptionsspektren. Sie entstehen, wenn man ein Element zum Leuchten bringt, indem man z.B. wie oben beschrieben das Element bzw. Molekül mit Licht bestrahlt und dann das Licht auffängt, welches in alle Richtungen gestrahlt wird. Auf dem dargestellten Spektrum, in diesem Fall auf dem Wasserstoffspektrum (s. unten) erkennt man einzelne Linien, welche durch das Hüpfen von Elektronen auf den verschiedenen Schalen ausgelöst werden (s. Teilchenphysik - Über die Entstehung von Licht).



(Quelle: http://scienceblogs.de/primaklima/2009/07/16/zahlenmystik-quantenphysik-und-schmutzige-tucher/)

Im Folgenden werde ich mit der oben beschriebenen Methode einige Sterne untersuchen. Bei der Aufnahme eines Spektrums mit unseren Kameras muss man bedenken, dass Sterne auf größeren Intervallen an Wellenlängen strahlen als die Kameras aufnehmen können. Daher bleibt immer ein Teil eines Sternspektrums für uns unsichtbar. Weiterhin muss man bei jedem aufgenommenen Sternspektrum beachten, dass dessen Licht die Erdatmosphäre passieren muss, wo nochmal Licht absorbiert wird. Diese Absorptionen erzeugen Linien, welche man auch als tellurische (von der Erde stammende) Absorptionslinien des Wassers oder des Sauerstoffs bezeichnet.

2. Was ist ein Stern?

1) Das Leben eines Sterns

Über die Geburt eines Sterns

Sternentstehungsgebiete sind grundsätzlich interstellare Nebel bestehend aus mind. 90% Wasserstoff. Man bezeichnet drei Phasen der Entstehung:

Die Bildung eines prästellaren Kerns

Die Bildung eines Protosterns

Die Bildung eines Vorhauptreihensterns

Die Bildung eines prästellaren Kerns erfolgt durch einen Kollaps einer bereits existierenden Verdichtung in einem Nebel. Dabei überwiegt die Gravitation sämtlichen entgegenwirkenden Kräften, sodass große Mengen an Materie auf den Kern stürzen. Durch die hohe Dichte heizt sich der Kern auf, was der Gravitation entgegenwirkt. Die entgegenwirkende Kraft wird auch als der Strahlungsdruck bezeichnet. Dabei entsteht wieder ein Gleichgewicht im Kern. Der Kern hat nun einen Radius von 10-20 AE.

Die Aufheizung des Kerns stoppt mit der Spaltung der Wasserstoffmoleküle in Wasserstoffatome. Dadurch überwiegt die Gravitation wieder den anderen Kräften, was den zweiten Kollaps verursacht. Dieser wird gestoppt durch ein neues Gleichgewicht zwischen der immer größer werdenden Temperatur und der Gravitation. Nach dem zweiten Kollaps besitzt der Stern nur noch einen geringen Durchmesser. Der Protostern ist geboren.

Protosterne verdichten sich immer weiter bis die Dichte und seine Temperatur groß genug sind (Werte s. Tabelle unten), um das Wasserstoffbrennen zu zünden. Bei der Zündung beginnt der Stern von selbst zu leuchten und es entsteht ein Vorhauptreihen Stern. Dieser stabilisiert sich und entwickelt sich zum Hauptreihenstern.

Über das Hauptstadium eines Sterns

Während des Hauptstadiums verbrennt der Stern seinen Wasserstoff zu Helium. Mit verbrennen ist eine Fusion gemeint. Dabei fusionieren mehrere Wasserstoffkerne zu Heliumkernen. Diese stark exotherme Reaktion findet im Kern der Sterne statt, wo die Temperatur auf über 40 Mill. K steigt. Über die Zeit hinweg werden die Sterne größer, heißer und heller. Die Lebensdauer der Sterne ist abhängig von ihrer Masse. Massereiche Sterne verbrennen sehr schnell ihren Wasserstoff während massearme Sterne sehr lange brauchen um ihren Wasserstoff zu fusionieren.

Über das Ende eines Sterns

Wie das Ende eines Sterns abläuft ist komplett abhängig von seiner Masse. Sterne gehen in das Endstadium über, wenn ein Großteil ihres Wasserstoffes verbrannt ist.

Sterne mit weniger als ein Drittel Sonnenmassen kühlen ab, sobald der Wasserstoff aufgebraucht ist. Dadurch wird der Stern instabil und fällt in sich zusammen. Sein Radius sind nur noch einige 1000 Kilometer. Dadurch heizt sich der Stern noch ein letztes Mal kurz auf. Jetzt ist der Stern ein weißer Zwerg. Danach kühlt er komplett aus und wird zum schwarzen Zwerg.

Sterne zwischen 0,3 und 3 Sonnenmassen entwickeln ein Schalenbrennen mit einem Eisenkern im Sternzentrum. Um den Eisenkern brennt Silicium, darum der Sauerstoff. Um die Schale des Sauerstoffbrennens streckt sich die Schale des Neonbrennens. Darauf folgt die Schale des Kohlenstoffbrennens und des Heliumbrennens. Außen findet weiterhin das Wasserstoffbrennen statt. Man kann sich den Stern in einem solchen Stadium wie eine Zwiebel vorstellen, mit jeder Haut als eine benannte Schale. Die Voraussetzungen für das Zünden der einzelnen Fusionen finden sich in der Tabelle unten. Dabei wird so viel Energie frei, dass der Stern auf den hundertfachen Durchmesser der Sonne ansteigen kann. Solche Sterne bezeichnet man als Rote Riesen. Hierbei wird die äußere Hülle vom Stern abgestoßen und es entsteht ein weißer und schließlich ein schwarzer Zwerg.

Fusions-material	Fusionsvorgang (Nukleosynthese)	Temperatur (Mill. K)	Dichte (kg/cm³)	Fusions-dauer
H	Wasserstoffbrennen	40	0,006	10 Mill. Jahre
He	Heliumbrennen	190	1,1	1 Mill. Jahre
C	Kohlenstoffbrennen	740	240	10.000 Jahre
Ne	Neonbrennen	1.600	7.400	10 Jahre
O	Sauerstoffbrennen	2.100	16.000	5 Jahre
Si	Siliciumbrennen	3.400	50.000	1 Woche
Fe-Kern	Kernfusion schwerster Elemente	10.000	10.000.000	-

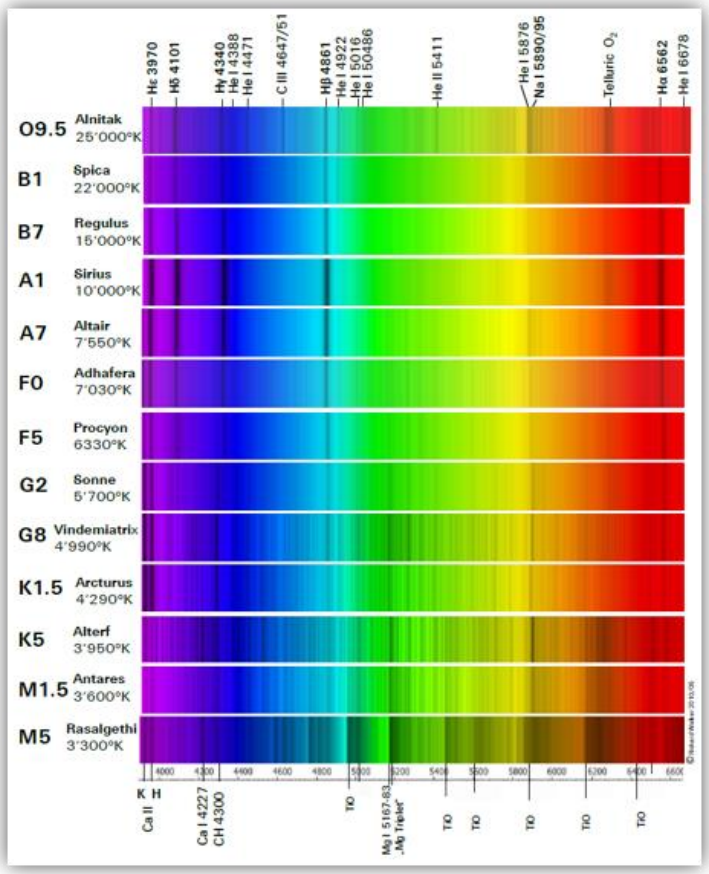
(Voraussetzungen für die Zündung der Fusionsreaktionen; Quelle: Wikipedia)

Massereichste Sterne mit mindestens 3 Sonnenmassen entwickeln dasselbe Schalenbrennen mit einem dicken Eisenkern im Sternzentrum. Der Eisenkern in der Mitte hat einen Durchmesser von nur 10.000 km. Sobald der Kern eine Masse von 1,44 Sonnenmassen erreicht, kollabiert der Kern. Er zieht sich zusammen und heizt sich weiter auf. Sollte im Kern eine Temperatur von über 10 Mrd. K und eine Dichte von 10 Mill. kg/cm^3 entstehen, zündet dieser das Eisenbrennen, die einzige endotherme Fusion, die in den Sternen stattfindet.

Dadurch entstehen sämtliche Stoffe, die schwerer sind als das Eisen. Die äußeren Schichten des Sterns werden in Form einer Explosionswolke in alle Richtungen abgestoßen. Dabei entsteht als Endstadium des Sterns entweder ein Neutronenstern oder ein schwarzes Loch. Neutronensterne erreichen einen Durchmesser von nur 10-20km. Die Dichte eines Neutronensterns ist mit ca. 7×10^{17} kg/cm^3 größer als die Dichte eines Atomkerns. Schwarze Löcher stellen die zweite Möglichkeit dar. Sie entstehen dadurch, dass der Kern ein letztes Mal kollabiert und durch Gravitation ohne irgendeine Gegenkraft in sich zusammenfällt. Dadurch verdichtet sich der Kern ohne Halt und die Gravitation steigt immer weiter. Die Gravitation ist so immens, dass keine Materie und nicht mal Licht ihr entweichen kann. Daher sind diese Objekte selber für uns optisch unsichtbar. Aufgrund der enormen Gravitation verlangsamt sich die Raumzeit innerhalb des schwarzen Lochs. Dadurch entwickelt sich das schwarze Loch von uns aus beobachtet mit seiner steigender Dichte immer langsamer.

Die Bezeichnung der Sterne

Johann Bayer führte 1603 die heute als Bayer-Bezeichnungen bekannte Namensgebung für die helleren Sterne am Sternhimmel ein. Das bedeutet, den Sternen wurde zusätzlich zu ihrem Namen eine weltweit einheitlich anerkannte Bezeichnung gegeben. Diese wird mit dem lateinischen Genitiv ihres Sternbildes gebildet und mit einem kleinen griechischen Buchstaben verknüpft. Der Buchstabe α bezeichnet dabei den hellsten Stern (gemeint ist die scheinbare Helligkeit). Beispiel: Beteigeuze ist der scheinbar hellste Stern im Orion. Nun nehmen wir den ersten Buchstaben des griechischen Alphabets α, da Beteigeuze der ersthellste Stern im Orion ist. Der Syntax sieht wie folgt aus: α Orionis. Bei Mehrfachsternsystemen hängt man noch einen Buchstaben und ggf. noch eine kleine Zahl hinten dran. Beispiel Spica: α Virginis A und α Virginis B.

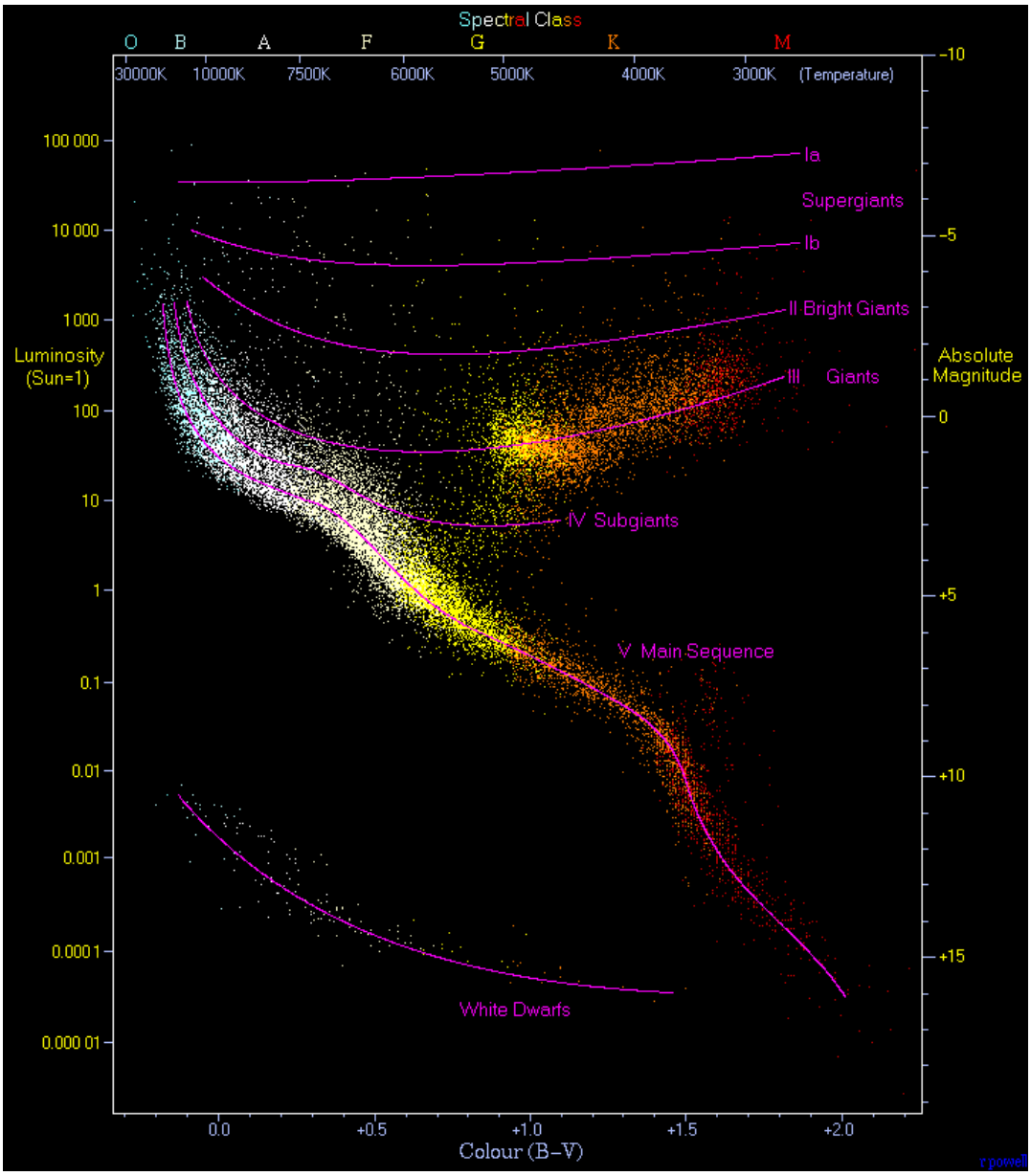


(Quelle: Spektralatlas V 5.0 Richard Walker)

2) Spektralklassifikation

Die Spektralklassifikation teilt Sternen eine Spektralklasse und eine Leuchtkraftklasse zu. Sie dient zur Einordnung der Sternspektren in Kategorien. Sterne einer Kategorie haben sehr ähnliche Eigenschaften. Die heute allgemein anerkannte Klassifikation wurde an der Harvard-University in Cambridge (Massachusetts / USA) entworfen und wird daher auch Harvard-Klassifikation genannt. Sie ordnet alle Sterne in die Spektralklassen O, B, A, F, G, K, M ein, welche nochmal in Stufen von 0-9 geteilt wurden. Die Spektralklasse bestimmt z. B. die Oberflächentemperatur. Mintaka ist mit der Spektralklasse B0 ein heißer Stern. Die Leuchtkraftklasse wird mit den Römischen Zahlen Ia, Ib, II, III, IV, V, VI und VII dargestellt. Die Leuchtkraft eines Sterns wird von seiner Masse bestimmt, wobei Ia einen massereichen Stern bezeichnet. Die Sonne hat die Spektralklasse G2V, sie ist also ein kleiner Stern mit einer eher niedrigeren Oberflächentemperatur. In der Abbildung erkennt man Spektren von Sternen verschiedener Spektralklassen.

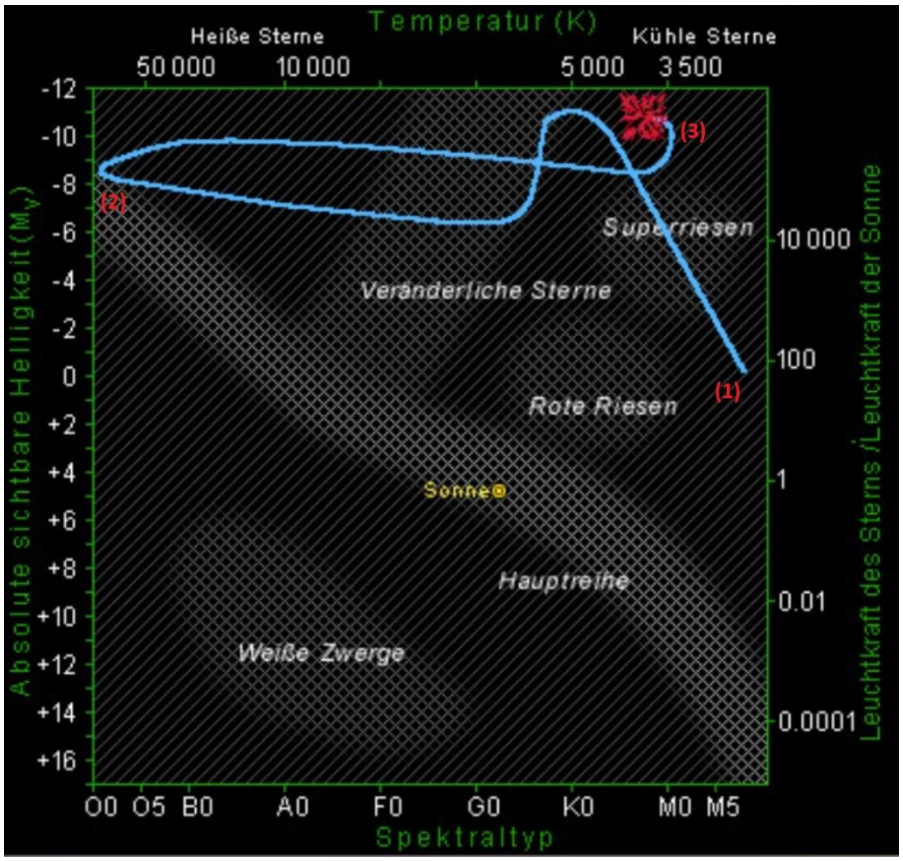
3. Das Hertzsprung-Russell-Diagramm



(Quelle: https://en.wikipedia.org/wiki/Hertzsprung%E2%80%93Russell_diagram)

Das Hertzsprung-Russel-Diagramm (kurz HRD), benannt nach Ejnar Hertzsprung und Henry Norris Russel, ist ein Diagramm, in dem möglichst viele bekannte Sterne nach Oberflächentemperatur bzw. der Spektralklasse und nach ihrer Leuchtkraft (eng: luminosity) eingetragen sind. Die x-Achse zeigt die Oberflächentemperatur und damit auch die Spektralklasse (oben im Diagramm). Die y-Achse dagegen setzt links im Diagramm die Leuchtkraft in Vielfachen der Sonnenleuchtkraft fest. Die absolute Helligkeit wurde rechts passend ergänzt. Das besondere am Hertzsprung-Russell-Diagramm ist, dass man die Sterne in einzelne Areale aufteilen kann. Allgemein befinden sich Sterne einer Leuchtkraft-

klasse alle geordnet. Zusätzlich erkennt man unten links man die Zone der weißen Zwerge, den Sternenfriedhof. Oben rechts findet man ausschließlich rote Überriesen vor, welche kurz vor ihrem Kollaps zur Super-Nova stehen. Eine viel größere Rolle spielt aber die Hauptreihe. Sie erstreckt sich von unten rechts nach oben links und beinhaltet fast alle bekannten Sterne (s. Abb. oben). Das liegt daran, dass die Sterne die meiste Zeit ihres Lebens auf der Hauptreihe verbringen. Nun gibt es für jeden Stern abhängig von seiner Anfangsmasse einen festen Weg der sich durch das Hertzsprung-Russell-Diagramm erstreckt. Als Beispiel stelle ich den Weg eines extrem massereichen Sternes mit 60 Sonnenmassen vor.



Nachdem er rechts in das Diagramm eingetreten ist, zündet der Vorhauptreihenstern in seinem Kern das Wasserstoffbrennen. Ab hier beginnt die blaue Linie (1). Aufgrund seiner riesigen Masse verbrennt der Stern immer mehr Wasserstoff und seine Oberflächentemperatur steigt stetig (d.h. im Diagramm bewegt sich der Stern nach links). Bei (2) hat der Stern seine Maximaltemperatur erreicht und kühlt seine Oberfläche langsam ab, während im Kern Elemente bis zum Eisen gebrannt werden. Bei (3) explodiert der Stern in Form einer Supernova, bei der das Eisen zu allen anderen schwereren Elementen verbrannt wird. Dabei muss ich noch einmal betonen, dass, je größer die Masse eines Sterns ist, der Stern seine Vorräte an Wasserstoff schneller verbrennt. Das bedeutet ein extrem massereicher Stern hat eine deutlich kürzere Lebensspanne, als ein Zwerg wie die Sonne. Zusätzlich sollte man nie vergessen, ein Stern auf seinem Weg durchs HRD ist an verschiedenen Stellen unterschiedlich schnell.

(Abb. Weg eines massereichen Sterns im HRD s. Quellenverzeichnis (13))

Im Hertzsprung-Russell-Diagramm wird links der Begriff der absoluten Helligkeit verwendet. Diese und die scheinbare Helligkeit werde ich hier kurz erläutern. Die scheinbare und die absolute Helligkeit eines Sterns unterscheiden sich in der Perspektive des Beobachters. Die scheinbare Helligkeit gibt die Helligkeit eines Sterns an, wie wir sie von der Erde aus wahrnehmen. Die absolute Helligkeit hingegen beschreibt die Helligkeit des Sterns, welche ein Beobachter empfände, wenn er zu dem Stern einen Abstand von 10pc (10parsec = 32,6 Lichtjahre) besäße.

Für mich lässt sich weder die absolute noch die scheinbare Helligkeit ermitteln, aber ich kann den Zusammenhang kurz erläutern. Es gilt

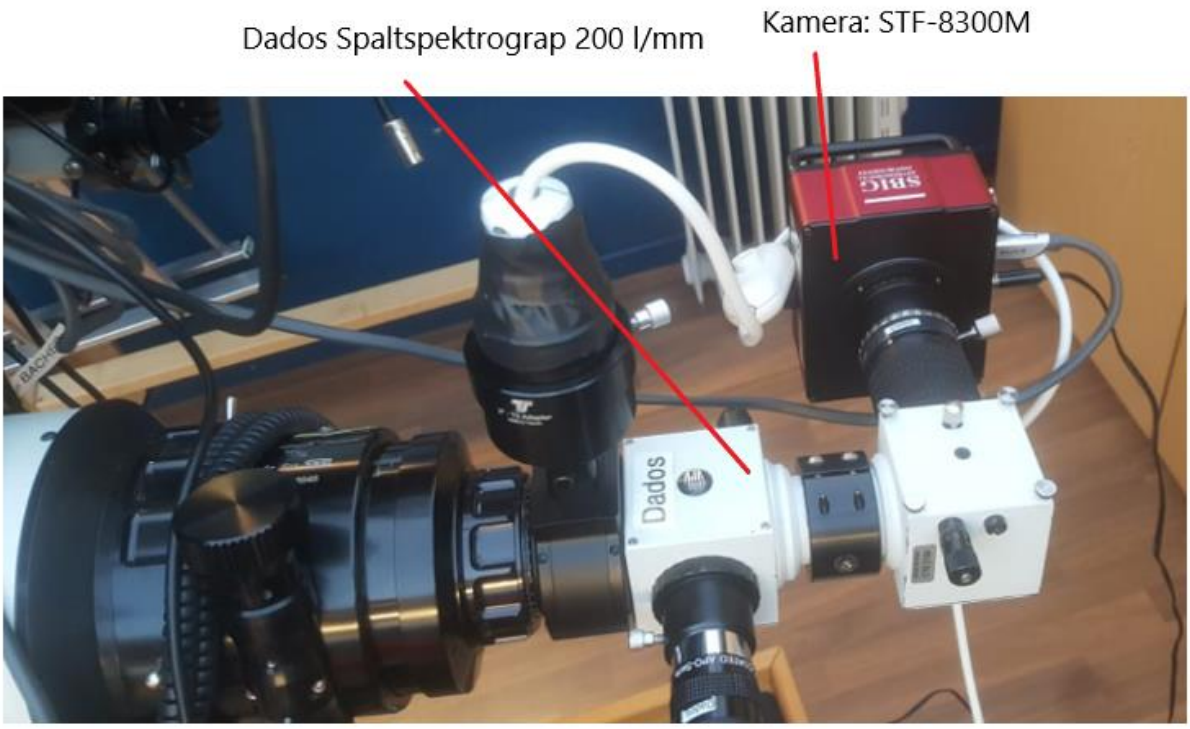
$$m - M = -5 + 5 \times \log_{10}(r)$$

wobei m die scheinbare Helligkeit, M die absolute Helligkeit und r den Abstand des Sterns zur Erde in Parsec bezeichnen. Die Einheit für Helligkeiten sind Magnituden (mag).

B. Praktischer Teil: Aufnahme und Analyse eigener Spektren

1. Equipment und Aufnahme der Spektren

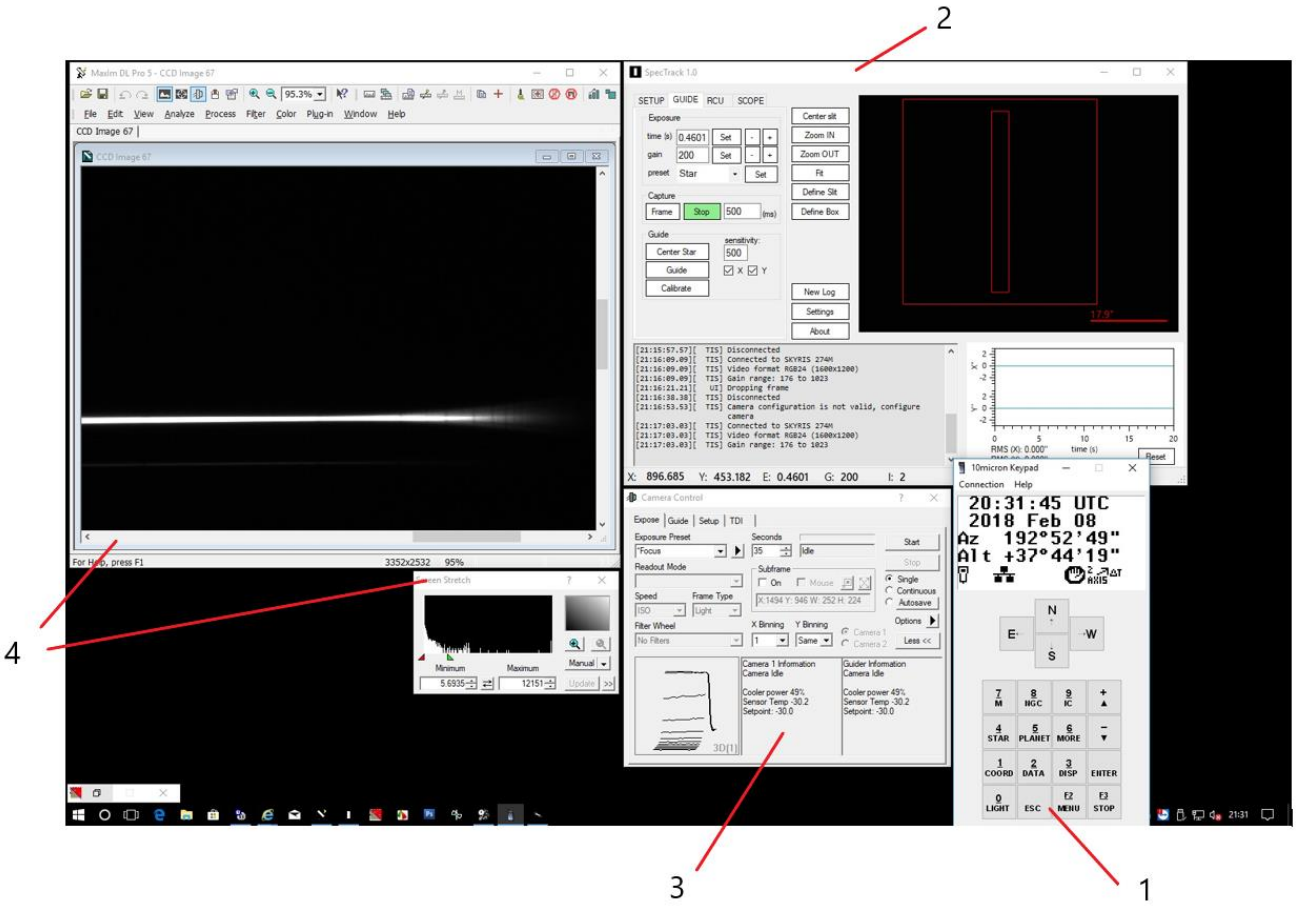
Das gesamte Equipment befindet sich in meiner Schule, die Teleskope befinden sich auf dem Dach und sind unter Aufsicht unseres Projektleiters für uns zugänglich.



(Aufbau and der schulinternen Sternwarte)

Ich habe meine Spektren mit Hilfe des DADOS Spaltspektrographen mit einem Gitter der Größe 200 Linien pro Millimeter erstellt und mit der Kamera STF-8300M der Marke SBIG aufgenommen. Dafür habe ich die Kamera vor den Spektrographen geschraubt und den Spektrographen an das Teleskop. Bei dem Teleskop handelt es sich um das APO 160 f/7 Fluorit Apochromat Refraktor Teleskop unserer Schule. Der komplette Aufbau sieht so aus (siehe unten).

Das weiße Teleskop ist unser Refraktor Teleskop, welches ich auf den nächsten Stern gerichtet habe. Um ein Spektrum aufzunehmen habe ich das Teleskop ferngesteuert. Auf dem Monitor sah das dann wie folgt aus:



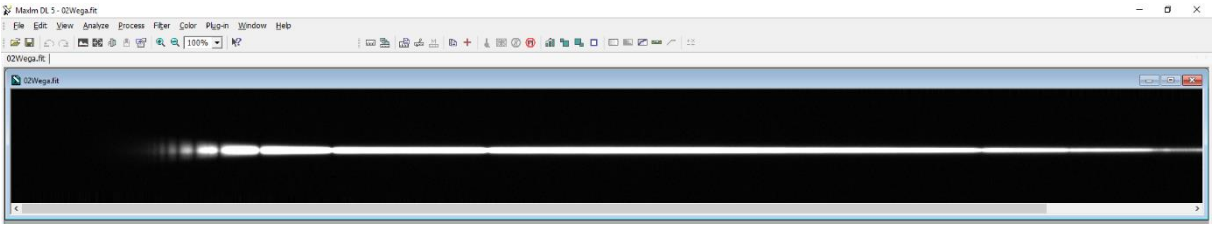
Um das Spektrum aufzunehmen habe ich mit Hilfe der Fernsteuerung das Teleskop auf Mintaka gerichtet (s. Abb. Fenster 1). Danach habe ich mit einer Hilfskamera den Stern genau auf den Spalt gebracht (s. Abb. Fenster 2). Das bedeutet, ich habe ihn mit der Fernsteuerung noch genauer an die richtige Position gebracht, damit das Spektrum möglichst klar und hell wird. Die Hilfskamera wurde danach deaktiviert und die richtige Kamera vorbereitet, indem ich sie vorher auf -30° C heruntergekühlt habe (s. Abb. Fenster 3), um ein möglichst scharfes Bild zu erzielen. Nach dem scharf stellen habe ich dann 6 Spektren von Mintaka aufgenommen, um diese später zu bearbeiten. Ein Bild sieht man als Vorschau (s. Abb. Fenster 4). Ich nehme die Spektren in schwarz-weiß auf, da ich dann eine größere Auflösung erziele und die Farbe bei der Aufnahme keine Rolle spielt, da ich sie Anhand des Spektrums ermitteln kann.

2. Das Verfahren zur Auswertung der Spektren

Nachdem man seine Spektren nach dem oben erklärten Prinzip aufgenommen hat, geht es nun an die Auswertung. Um die Informationen ablesen zu können, muss man das Rohspektrum graphisch in ein Diagramm eingliedern. Dabei arbeite ich folgende Schritte ab. Die Rotationsgeschwindigkeit der Sterne und die Radialgeschwindigkeit in Bezug auf die Sonne werde ich nicht für jeden Stern angeben, sondern nur kurz erläutern, was diese Eigenschaften bedeuten, da sie keinen großen Wert für mein Thema besitzen.

1) Vorbereitung des Rohspektrums

Wenn man mehr als ein Bild des Spektrums vorliegen hat, ist es von Vorteil die Bilder zu „stacken“. Stacken bezeichnet einen Vorgang, bei dem man seine Bilder übereinander addiert, sodass kleine Fehler minimiert werden. Als Beispiel verwende ich mein Spektrum von dem Stern Wega. Aus dem gestackten Bild schneidet man nur den notwendigen Teil des Bildes aus, also man schneidet um das Spektrum herum, aber mit genug schwarzem Rand, sodass man das Rohspektrum (siehe Abb.) erhält.

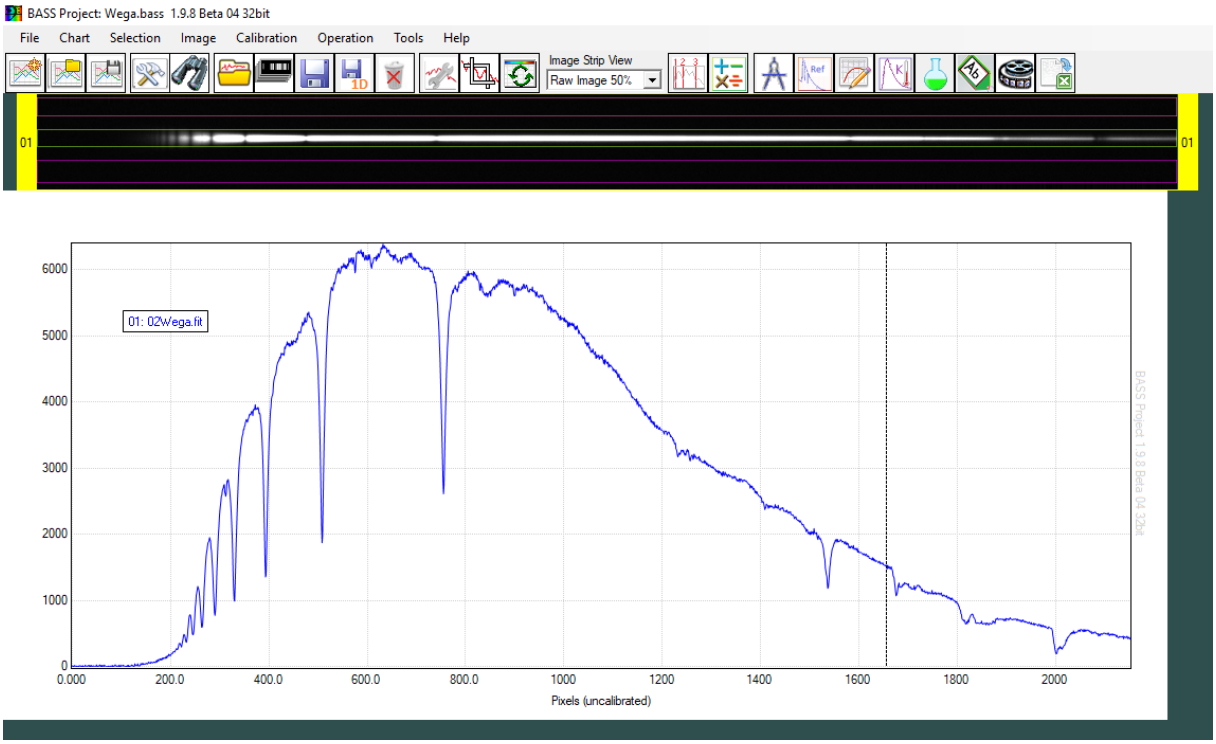


Als weiteren Schritt muss das Spektrum parallel zum Horizont ausgerichtet werden, dieser Schritt findet mit Hilfe der Astronomiesoftware „Bass-Project“ statt, kann aber auch von anderen Programmen ausgeführt werden. In diesem Fall ist das Spektrum bereits parallel zum Horizont ausgerichtet. Als letzte Vorbereitung muss man das Spektrum darauf prüfen, ob der blaue Teil des Spektrums auf der linken Seite angeordnet und sich der rote Teil auf der rechten Seite befindet. Um das festzustellen ist ein gewisses Grundwissen zum Aussehen eines Spektrums notwendig. Wenn man nicht weiß, welche Seite die blaue ist, muss man raten. Dies stellt aber kein Problem dar, da man das Spektrum auch später noch Spiegeln kann.

2) Wellenlängenkalibrierung

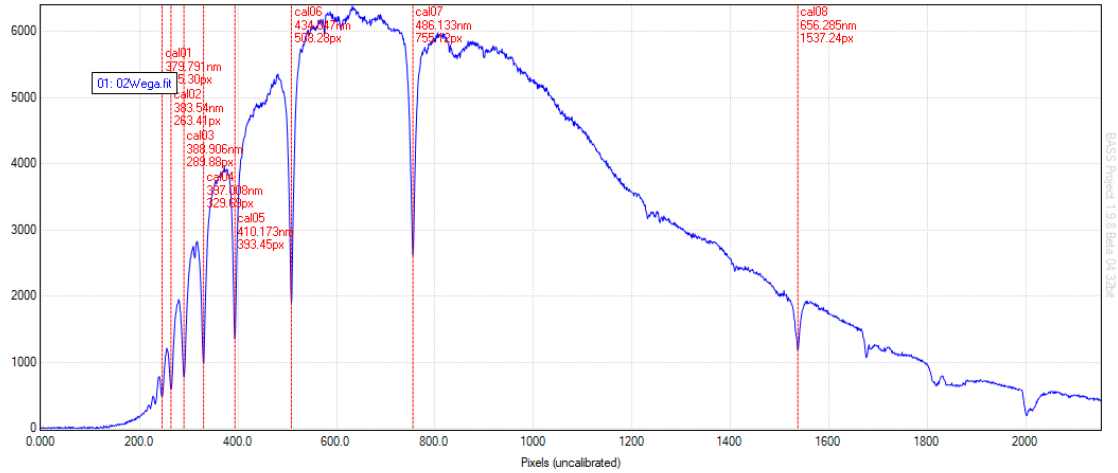
Von nun an arbeite ich ausschließlich mit „Bass-Project“. Als ersten Schritt setze ich fest, welcher Teil zum Spektrum gehört, indem ich das eigentliche Spektrum mit den grünen horizontalen Linien wie in der Abbildung oben eingrenze. Für eine höhere Präzision subtrahiere ich vom Spektrum den Hintergrund, da dieser nie schwarz ist. Diesen markiere ich mit den pinkfarbenen Linien.

Nach diesem Schritt erhält man ein Diagramm:

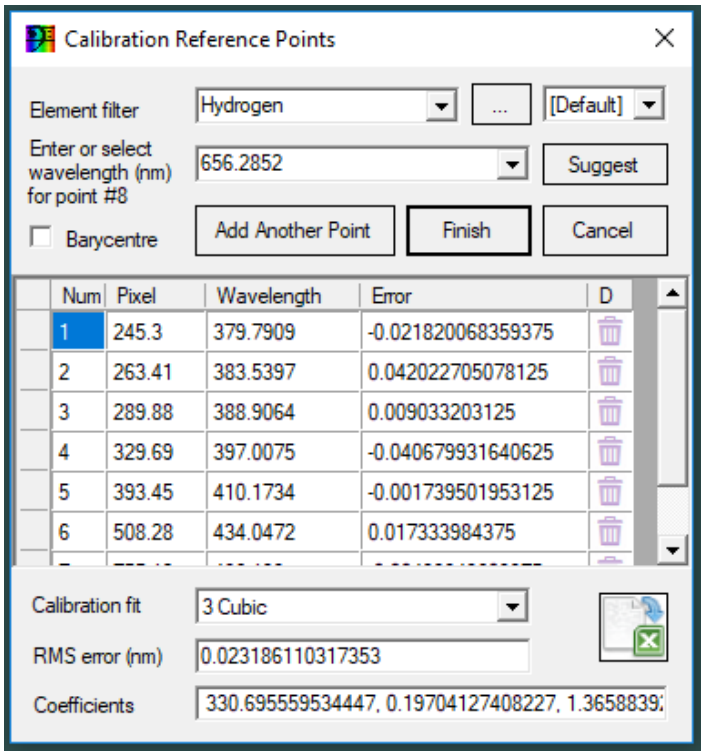


Die x-Achse des Diagramms entspricht der x-Achse des Bildes des Rohspektrums. Auf der y-Achse beschreibt die Intensität des Rohspektrums innerhalb des grün markierten Bereiches an der zugehörigen x-Stelle.

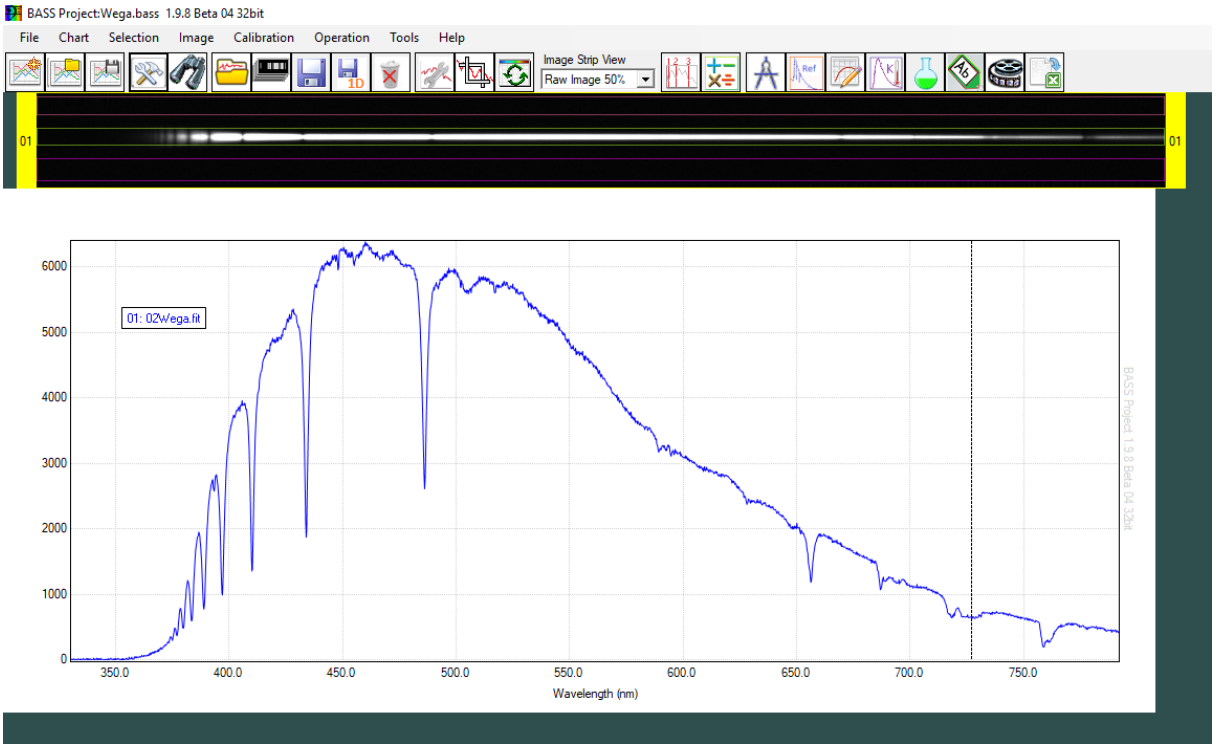
Ziel des nächsten Schritts ist, das Spektrum zu kalibrieren. Das bedeutet, man richtet das Diagramm so aus, dass es die Intensität in Abhängigkeit zur Wellenlänge des Lichts im Spektrum anzeigt. Dafür untersucht man das Spektrum auf charakteristische Linien bzw. man schätzt ab welche Linie welchem Element zugeordnet werden kann. In unserem Fall erkennt man ziemlich klar die Balmer-Serie, Absorptionslinien des Wasserstoffs.



Von rechts nach links markieren die roten Linien die Balmer-Serie beginnend mit Hα, gefolgt von Hβ etc. Jedem dieser Punkte wird eine Wellenlänge zugeordnet (z. B. Hα liegt bei 656.285 nm). Nachdem alle Punkte von der Software in eine Tabelle (siehe Abb. Wellenlängeneinheit hier in Nanometern „nm“) eingetragen wurden, errechnet die Software ein Polynom 3. Grades, welches auf die x-Achse gelegt wird um von Pixeln auf die Wellenlänge umzurechnen. Außerdem zeigt die Software die durchschnittliche Ungenauigkeit für jeden x-Wert in Nanometern an (s. Abb. „RMS error (nm)“).



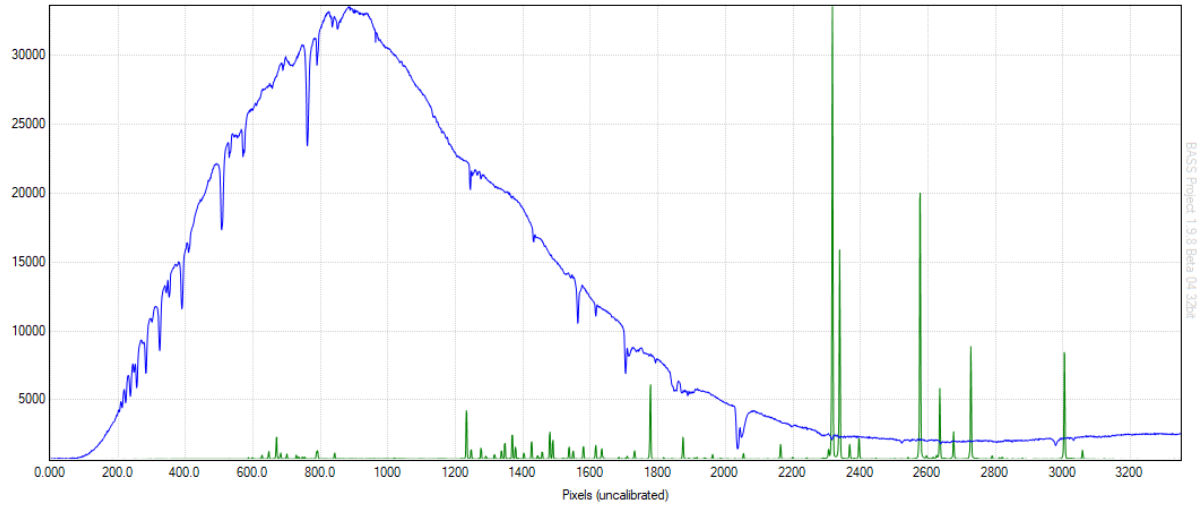
Dieser Wert ist wichtig zum Prüfen ob die Punkte wirklich dem entsprechen, was vermutet wurde, ein guter Wert ist kleiner als 0,1 nm bzw., wenn man in Ångström rechnet, kleiner als 1Å. In diesem Fall scheinen alle Punkte richtig gewählt worden zu sein, der Wert liegt bei ca. 0,023nm. Mit „Finish“ erhält man schließlich das Spektrum kalibriert nach Wellenlängen auf der x-Achse, und der aufgenommenen Lichtintensität auf der y-Achse (s. Abb. Unten).



Bei einigen Spektren ist es schwierig, sie nach bekannten Mustern auf den Spektren zu kalibrieren, daher gibt es noch eine zweite Möglichkeit. Dafür nimmt man mit derselben Aufstellung der Kamera direkt nach dem Sternspektrum ein zweites Spektrum auf, ein Spektrum einer Referenzlampe deren Linien man kennt. Das Spektrum der Lampe ist ein Emissionsspektrum (s. Abb.), charakteristisch sieht man einzelne helle Linien auf schwarzen Hintergrund.

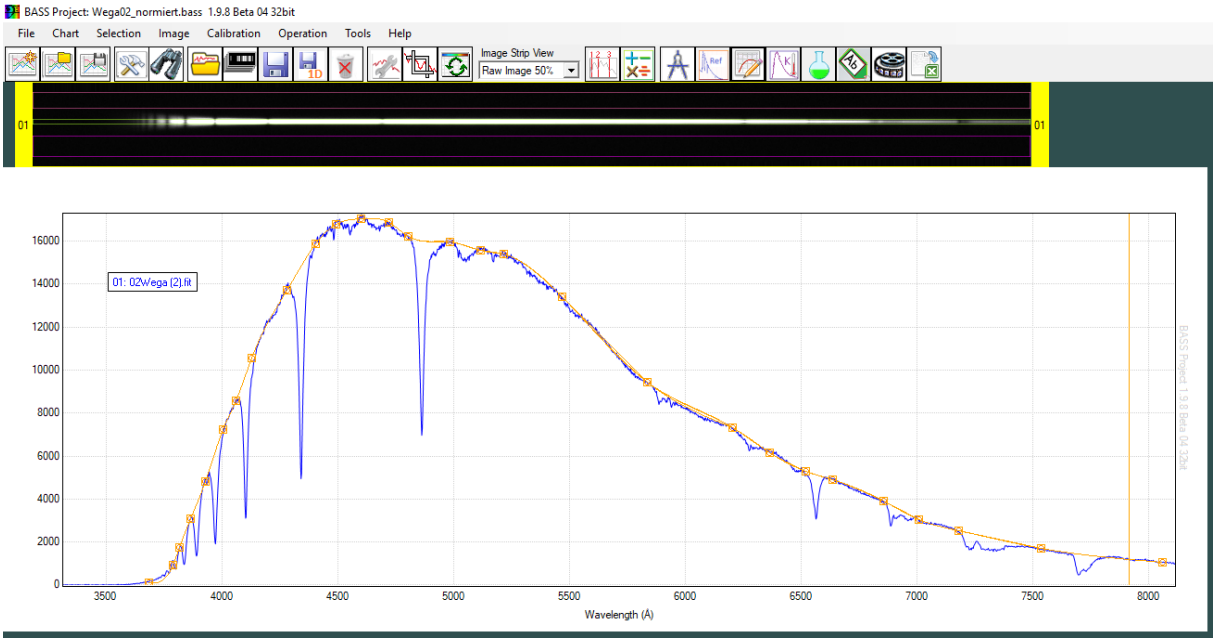
Dieses Referenzspektrum wird zusammen mit dem Sternspektrum in die Bass-Software eingefügt (ich verwende das Spektrum von Algenib als Beispiel). Nachdem man das Referenzspektrum, wie oben beschrieben, kalibriert, verwendet man die Option „Use Calibration from first profile“. Das bedeutet, ich

übertrage die Details der Kalibrierung des Referenzspektrums auf das Sternspektrum. Das Resultat ist das gleiche, als wenn ich das Sternspektrum direkt kalibriere. Dabei wird zusätzlich zum Sternspektrum nun auch das grüne Referenzspektrum dargestellt.



Anschließend muss das Spektrum normiert werden.

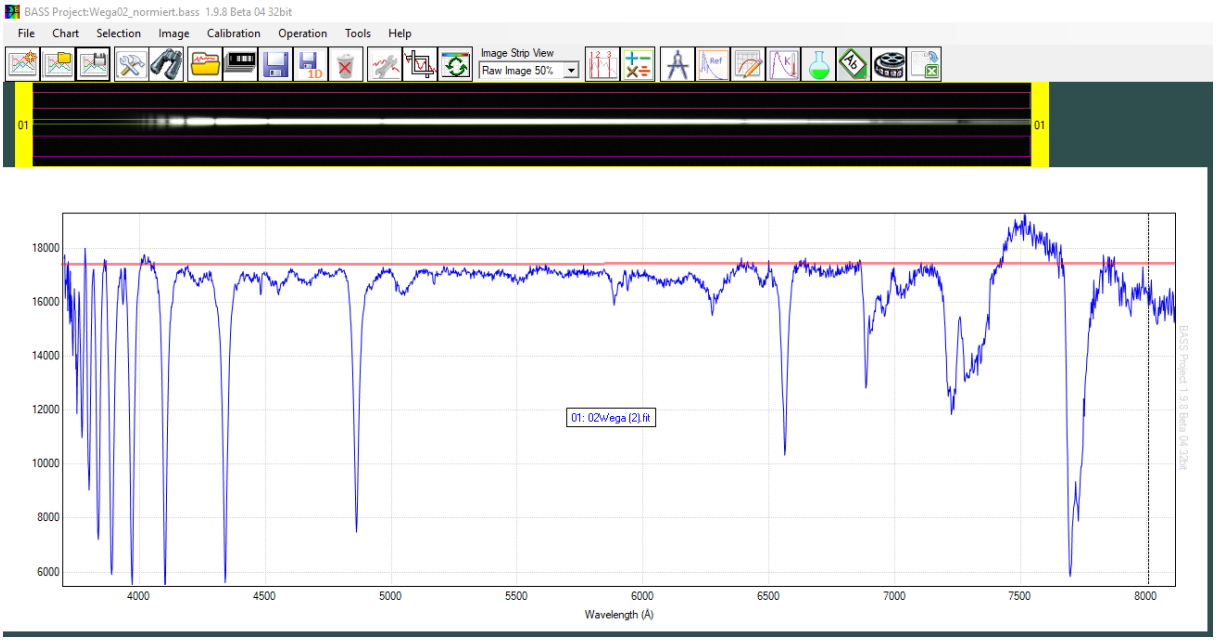
3) Normierung



Den von der Kamera aufgenommenen Intensitätverlauf des Spektrums nennt man auch Pseudokontinuum (s. Abb. orangefarbige Linie). Dieser Intensitätsverlauf entspricht nicht der Intensitätsverteilung, mit der der Stern das Licht aussendet. Dieses Pseudokontinuum werde ich später durch das Flusskalibrie-

ren korrigieren. Für die Spektralklassifikation ist es aber zunächst notwendig das Spektrum zu „Normieren“. Das bedeutet, man nimmt dem Spektrum sein Pseudokontinuum, sodass man nur noch die Absorptionslinien erkennt.

Für die Normierung dividiert man das Spektrum durch sein Pseudokontinuum. Dann erhält man folgendes Ergebnis (Abb. Unten), wobei die rote Linie das Intensitätsniveau 1 darstellen soll. Diese Art der Darstellung dient dem Vergleich einzelner Absorptionslinien. Das ist notwendig für die Spektralklassenbestimmung später.

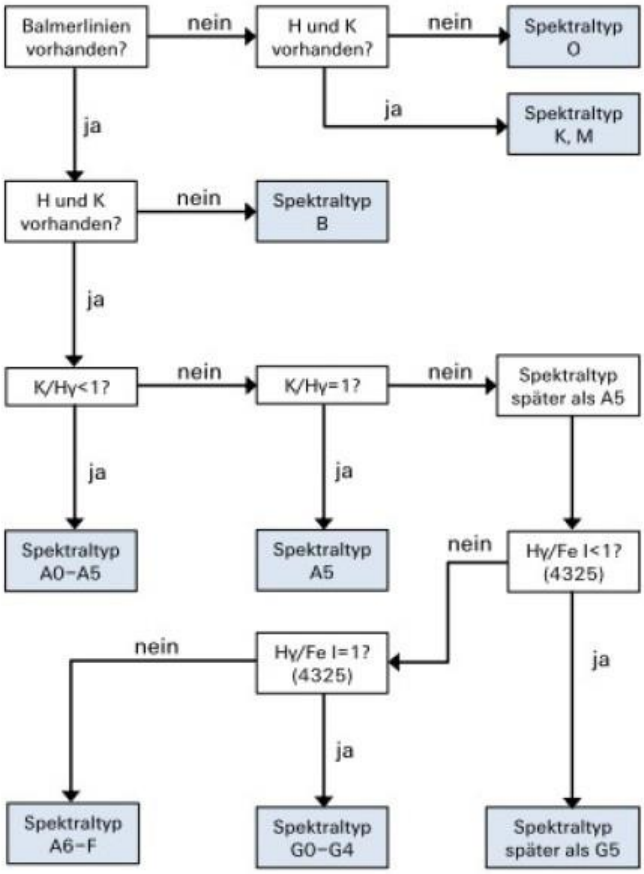


4) Spektralklassifikation

Für die weiteren Schritte ist es notwendig die Spektralklasse zu kennen. Dafür gibt es einen Algorithmus zur Bestimmung der Spektralklasse, den ich Schritt für Schritt auf das Spektrum der Wega anwenden werde. Dabei gehe ich auf das im vorausgehenden Schritt normierten Spektrum ein.

Version 2

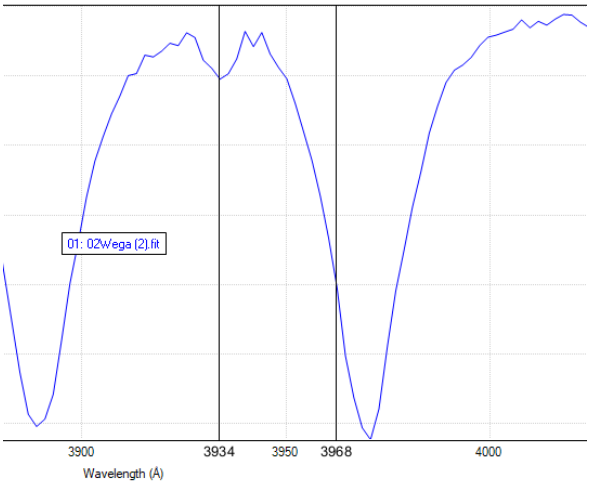
Verwendete Linien:
- Fraunhofer K (Ca II K 3934Å)
- Fraunhofer H (Ca II H 3968Å)
- Balmerlinie Hγ, 4340Å
- Fe I, 4325Å



Man startet im Flussdiagramm oben links:

1. „Balmerlinien vorhanden?“
   Die Balmerserie ist sehr gut zu erkennen, daher folge ich dem Pfad „ja“.

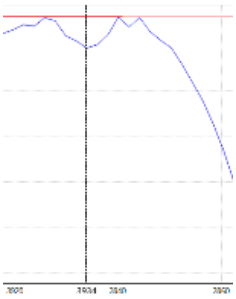
2. „H und K vorhanden?“
   H und K bezeichnen die beiden Calcium-Linien bei 3968 Å und 3934 Å. Für diesen Schritt muss ich das Spektrum einmal vergrößern:



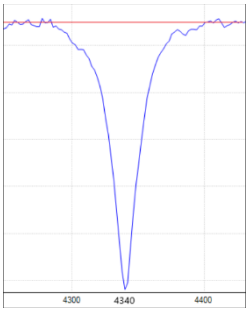
Und ja, offensichtlich kann man schon eine Linie (K) bei 3934 Å erkennen. Nun fehlt aber noch die zweite Linie (H) bei 3968 Å. Diese wird von der Wasserstofflinie Hε bei 3970 Å komplett maskiert. Sie ist aber existent, weil die K-Linie auch vorhanden ist und mehrere Linien von einem Element immer gleichzeitig auftreten (vorausgesetzt

die Strahlungsquelle, strahlt auch in diesem Bereich). Im Flussdiagramm folgen wir also dem Pfad „ja“.

3. „K/Hγ<1?“
   Dieser Ausdruck fragt danach, ob der Flächeninhalt der K-Linie kleiner ist als der Flächeninhalt der Hγ-Linie. Dafür habe ich beide Linien im normierten Spektrum vergrößert.



Links ist die K-Linie zu sehen, während rechts die Hγ-Linie abgebildet ist. Die rote Linie stellt das Intensitätsniveau 1 dar, unter welchem der Flächeninhalt gemessen wird. In diesem Fall kann man klar erkennen, dass die Hγ-Linie einen größeren Flächeninhalt. Daher folge ich im Flussdiagramm dem Pfad „ja“.

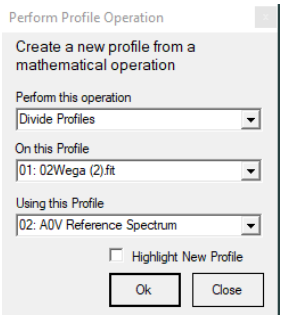


Damit sind wir an einem Endpunkt angekommen. Die Wega zählt also zu den Spektralklassen von A0 – A5. Die Bestimmung der Leuchtkraftklasse ist mit meinen Mitteln nicht eindeutig möglich, weshalb ich diese Information aus einer Datenbank (z.B. der Pickles Datenbank) entnehmen muss. Die Wega hat die Leuchtkraftklasse V. Diese Klassifikation stimmt mit der wissenschaftlichen Klassifikation überein, weil die Wega ein A0V Stern ist.

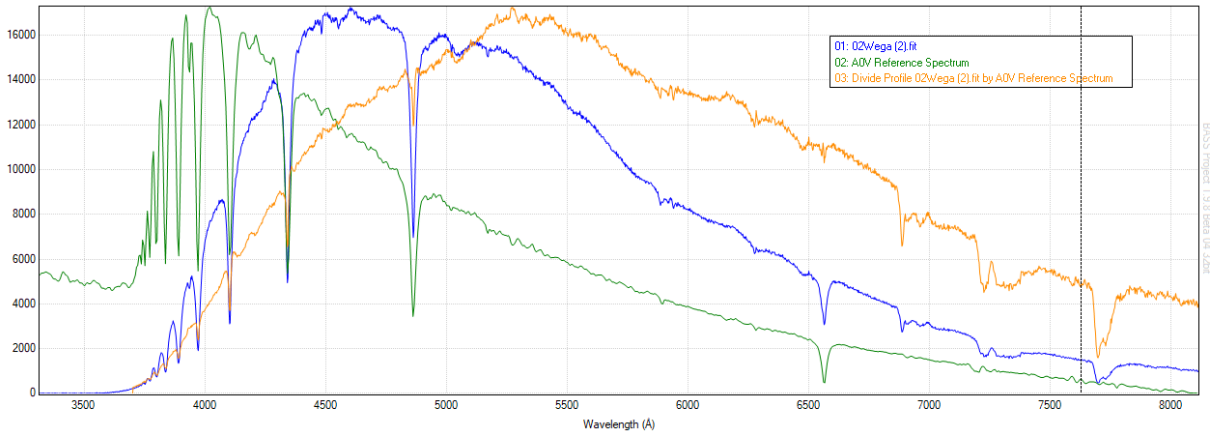
5) Flusskalibrierung

Wie oben bereits erwähnt nennt man den von der Kamera aufgenommenen Intensitätsverlauf auf das Pseudokontinuum, da der Stern selber mit einer völlig anderen Intensitätsverteilung strahlt. Dieses Pseudokontinuum werde ich durch das Flusskalibrieren korrigieren. Dafür benötige ich ein bereits flusskalibriertes Spektrum derselben Spektralklasse. Dieses Spektrum, auch Referenzspektrum genannt, entnehme ich der Pickles Datenbank.

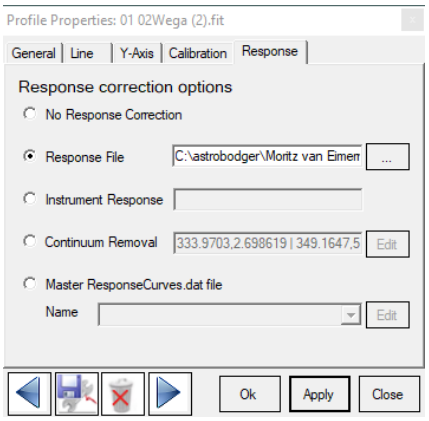
Der genaue Vorgang sieht wie folgt aus:

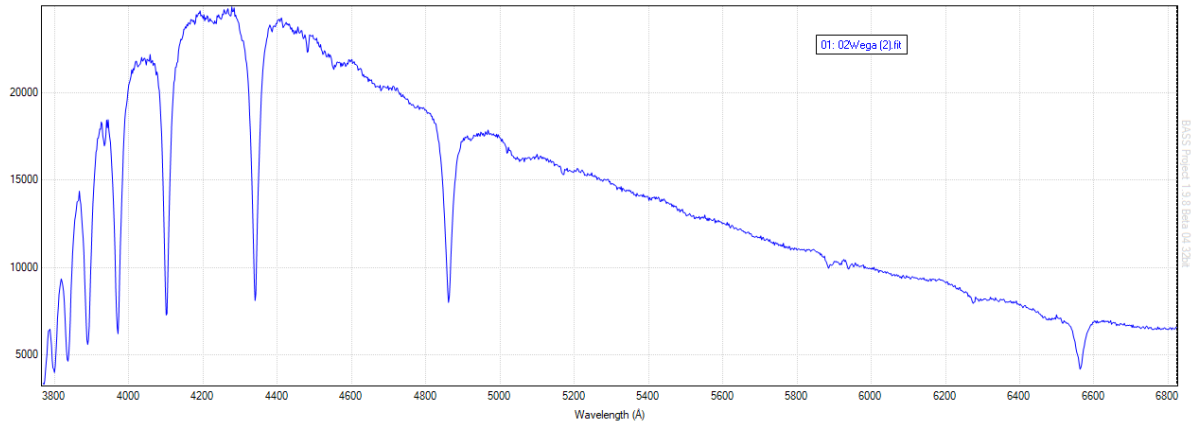


Zuerst fügt man ein flusskalibriertes Spektrum derselben Spektralklasse (in dieses Fall A0V) in das Diagramm ein, welches als Referenzspektrum dienen soll. Als nächsten Schritt teilt man die Spektren durcheinander (s. Abb.) und erhält ein Divisionsspektrum. Das Ergebnis sieht so aus:



Das blaue Spektrum ist das Spektrum der Wega, das grüne Spektrum ist das Referenzspektrum. Das orangene Spektrum stellt das Divisionsergebnis der beiden anderen Spektren dar. Als nächsten Schritt ermittle ich das Kontinuum des Divisionsergebnisses und verwende dies als „Response Correction“ für das Wega-Spektrum. Als Ergebnis erhalte ich das flusskalibrierte Spektrum der Wega. Das Spektrum, welches die wahre Lichtintensitätsverteilung der Wega darstellt (s. Abb. unten):



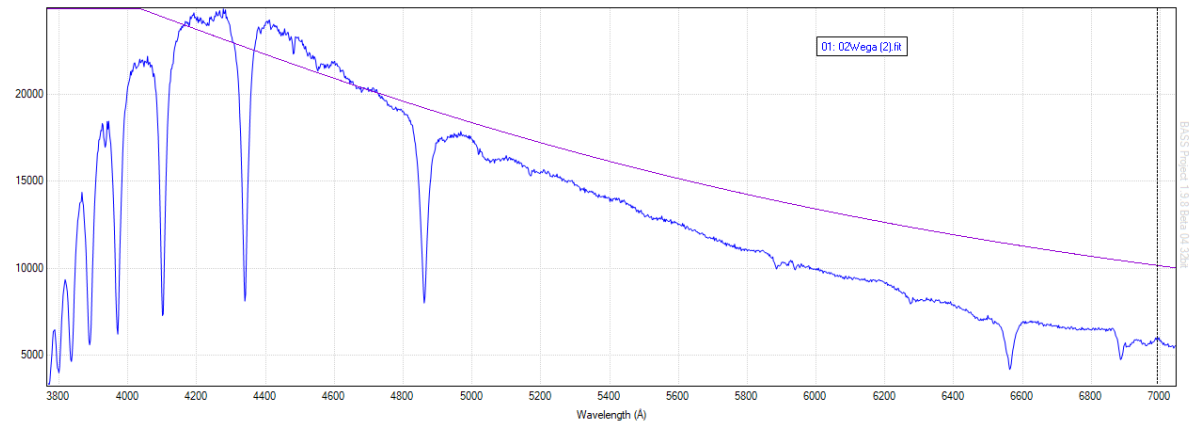


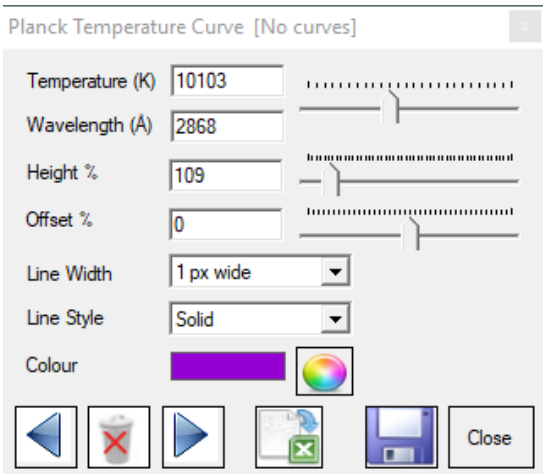
6) Zuordnung der Elemente zu den Spektrallinien

Bei diesem Schritt ordne ich den Linien, die Elemente zu, die das Licht der entsprechenden Wellenlängen absorbieren. Dafür nehme ich das normierte Sternspektrum und suche mir die auffälligsten und stärksten Absorptionslinien heraus.

7) Bestimmung der Effektivtemperatur

Die Effektivtemperatur bezeichnet nichts anderes, als die Oberflächentemperatur von Sternen. Dafür lege ich eine „Planck-Kurve“ über das flusskalibrierte Spektrum und lese ab, was die Oberflächentemperatur beträgt. Die Planck-Kurve sollte so gut, wie es nur möglich ist, auf dem Kontinuum des Spektrums liegen. Sie stellt den Intensitätsverlauf eines Idealen Körpers, mit derselben Temperatur, wie der des Sterns, dar. Die Idealisierung besteht darin, dass reale Körper immer Teile des Lichtes absorbieren. Die Planck-Kurve ist lila dargestellt.





Die Planck-Kurve kann ich mit Hilfe einiger Schieberegler dem Spektrum anpassen. Aus der Abbildung links kann man nun die Temperatur ablesen, sie beträgt 10103 Kelvin. Diese Zahl weicht für gewöhnlich bis zu 10% von der wahren Temperatur ab.

Die wissenschaftlich belegte Temperatur liegt bei 9602 Kelvin. Mein Wert ist also nah an der wahren Temperatur dran.

8) Die Rotations- und die Radialgeschwindigkeit

Die Rotationsgeschwindigkeit bezeichnet die Geschwindigkeit, mit der sich der Stern um seine eigene Achse dreht. Mit den heutigen Methoden war man bisher nur im Stande die Rotationsgeschwindigkeit, welche in unsere Richtung gerichtet ist, zu messen. Man bezeichnet diese als die Effektivgeschwindigkeit. Das liegt daran, dass man bei der Messung der Rotation nur die Geschwindigkeit feststellen kann, mit der eine Seite des Sterns auf die Erde zukommt, während sich die andere der Erde entfernt. Das bedeutet, wenn die Drehachse eines Sterns auf die Erde zeigt, kann sich der Stern noch so schnell drehen und wir würden die Rotationsgeschwindigkeit als 0 auffassen das sich keine Seite des Sterns auf uns zu bzw. sich von uns wegbewegt. Die Formel zur Berechnung der Rotationsgeschwindigkeit v lautet also:

$$v_{eff} = v \times \sin(i)$$

Wobei v_{eff} die Effektivgeschwindigkeit, also die von uns gemessene Geschwindigkeit und i der Winkel zwischen der Drehachse des Sterns und dem Sichtstrahl von der Erde auf den Stern ist. Dieser Winkel i ist eine unbekannte, daher ist die Geschwindigkeit v nicht festzustellen.

Die Radialgeschwindigkeit bezeichnet die Bewegungsgeschwindigkeit des Sterns gegenüber unserer Sonne, d.h. wie schnell sich der Stern von uns weg bzw. auf uns zu bewegt.

Da diese beiden Eigenschaften in keinem meiner Spektren eine Rolle spielen, werde ich sie später außer Acht lassen.

9) Der Weg des Sterns im Hertzsprung-Russell-Diagramm

Ich werde zu jedem Stern seinen Weg im HRD angeben, seine Vergangenheit, seine aktuelle Position einzeichnen und eine kleine Entwicklungsprognose für ihn aufstellen. Dafür verwende ich Modelle der Wege für Sterne mit 0.25 M⊙, 1 M⊙, 9 M⊙, 15 M⊙ und 60 M⊙. (Quelle der Modelle s. Quellenverzeichnis (13))

3. Die eigenen Spektren

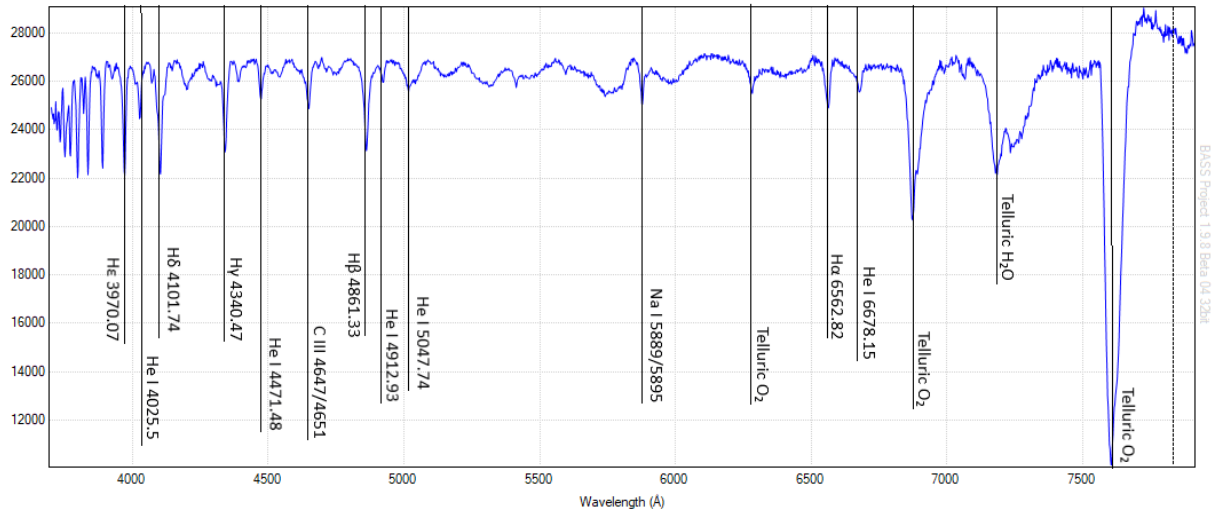
Die mit dem DADOS-Spaltspektrographen aufgenommenen Spektren müssen alle kalibriert werden. Aufgenommene Spektren: Wega, Kochab, Mintaka, die Sonne und ein „unbekanntes Objekt“, welches sich unerwartet auf Spektralaufnahmen von Mintaka zeigte. Auf dessen Identifikation werde ich am Schluss dieser Arbeit genauer eingehen. Aufgrund schlechter Wetterverhältnisse habe ich einige weitere Rohspektren aus unserer Astrodatenbank entnommen. Diese habe ich dann auch kalibriert. Dabei handelt es sich um Algenib und Beteigeuze. Alle diese Sterne wurden nach dem oben beschriebenen Muster kalibriert, hier sind die Ergebnisse sortiert nach Spektralklassen:

1) Mintaka (δ Orionis)

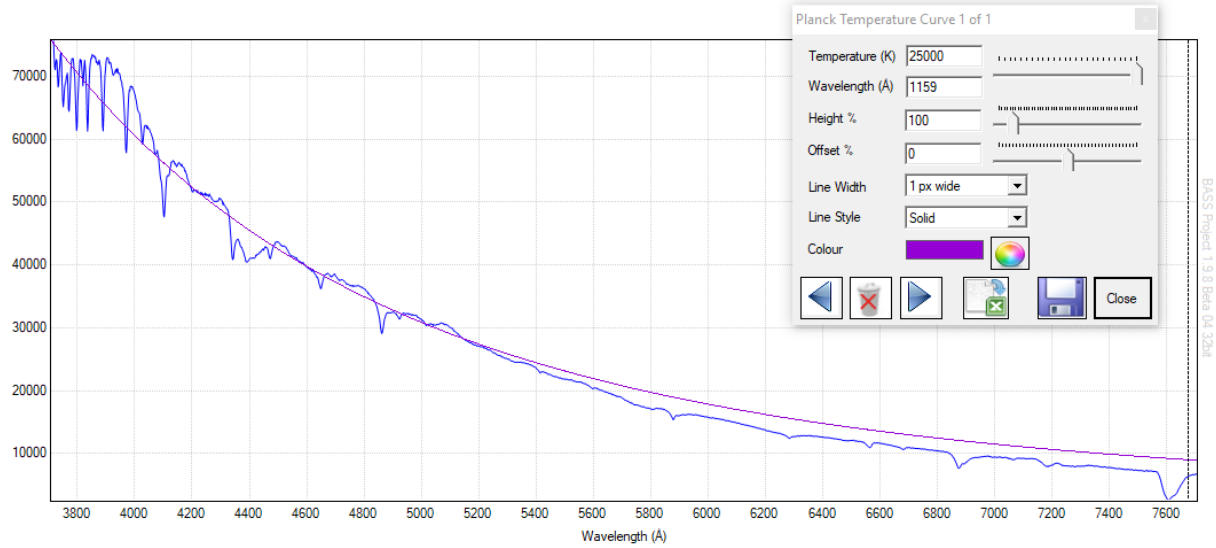
Spektralklassifikation/Leuchtkraftklasse: B0 II

Welche Elemente sind den Absorptionslinien zuzuordnen?

Typisch für O und B Sterne erkennt man die Balmer Serie recht gut, aber nicht so stark wie in kühleren Spektralklassen. Außerdem sind, wie in jedem Sternspektrum, atmosphärische Sauerstoff und Wasserdampflinien zu erkennen (s. Telluric O_2 / H_2O).



Flusskalibrierung / Intensitätsverteilung / Oberflächentemperatur



Mit Hilfe der Planck-Kurve ermittle ich 25000K Oberflächentemperatur. Die Bass Software hat dort ihr Limit und zeigt keine höheren Temperaturen an. Der wissenschaftliche Wert liegt bei 30.000 Kelvin. Das Strahlungsmaximum von Mintaka liegt mit ca. 1159 Å im ultravioletten Bereich.

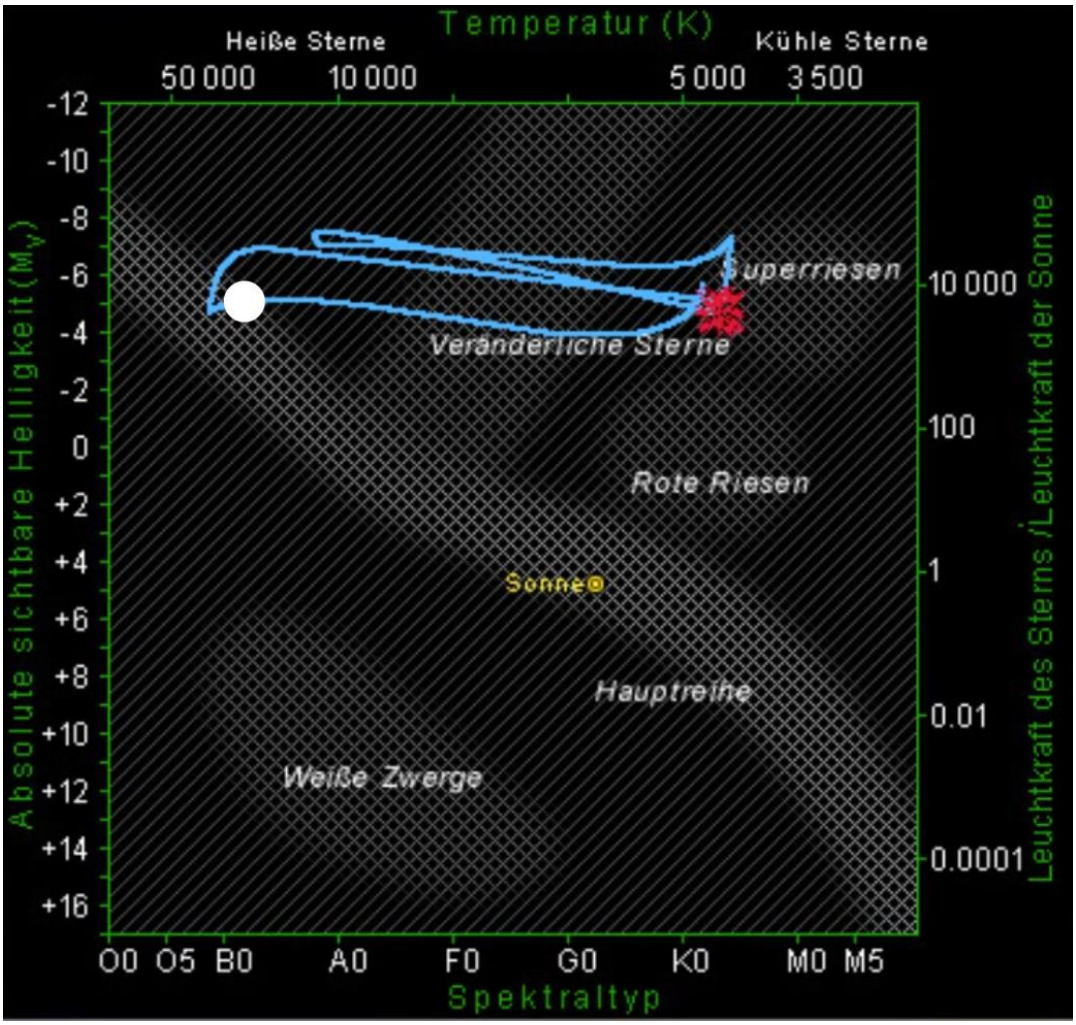
Weitere Eckdaten

Masse in M⊙	Radius in R⊙	Leuchtkraft in L⊙
24	16,5	190.000

(Quelle: english wikipedia)

Der Weg im HRD

Der Weg von Mintaka bezieht sich hier auf Mintaka. Mintaka befindet sich gerade auf der Hauptreihe, wo der Stern bei 30000 K eine Zeit lang verbleiben wird, bevor er sich zum roten Riesen entwickelt. Als roter Riese wird sich Mintaka noch einmal auf bis zu 15000 K aufheizen, bevor sich der Stern zum roten Superriesen entwickelt und in einer Supernova explodiert. Nach der Supernovaexplosion wird aus Mintaka mit sehr großer Wahrscheinlichkeit ein schwarzes Loch.



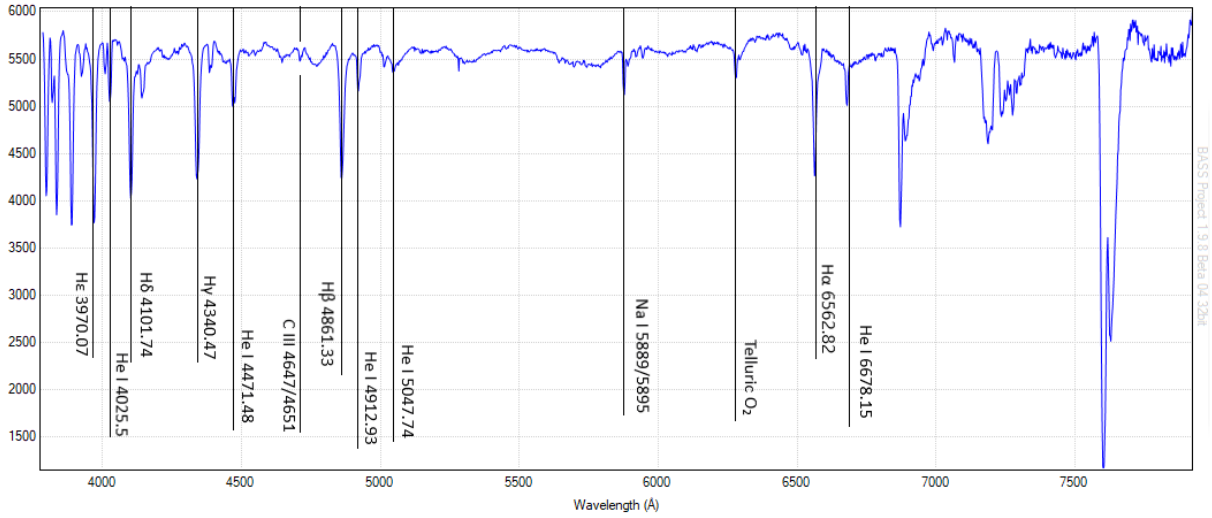
(Entwicklung des Sterns Mintaka im HRD)

2) Algenib (γ Pegasi)

Spektralklassifikation/Leuchtkraftklasse: B2 IV

Welche Elemente sind den Absorptionslinien zuzuordnen?

Abgesehen von der stark erkennbaren Balmer-Serie erkennt man vereinzelt weitere Elemente wie Helium, Kohlenstoff und Natrium.



Flusskalibrierung / Intensitätsverteilung / Oberflächentemperatur

Die Planck-Kurve zeigt mir 20000K an. Der wissenschaftliche Wert liegt bei 21180K.

Das Strahlungsmaximum von Algenib liegt mit ca. 1449 Å, wie bei Mintaka, im Ultravioletten.

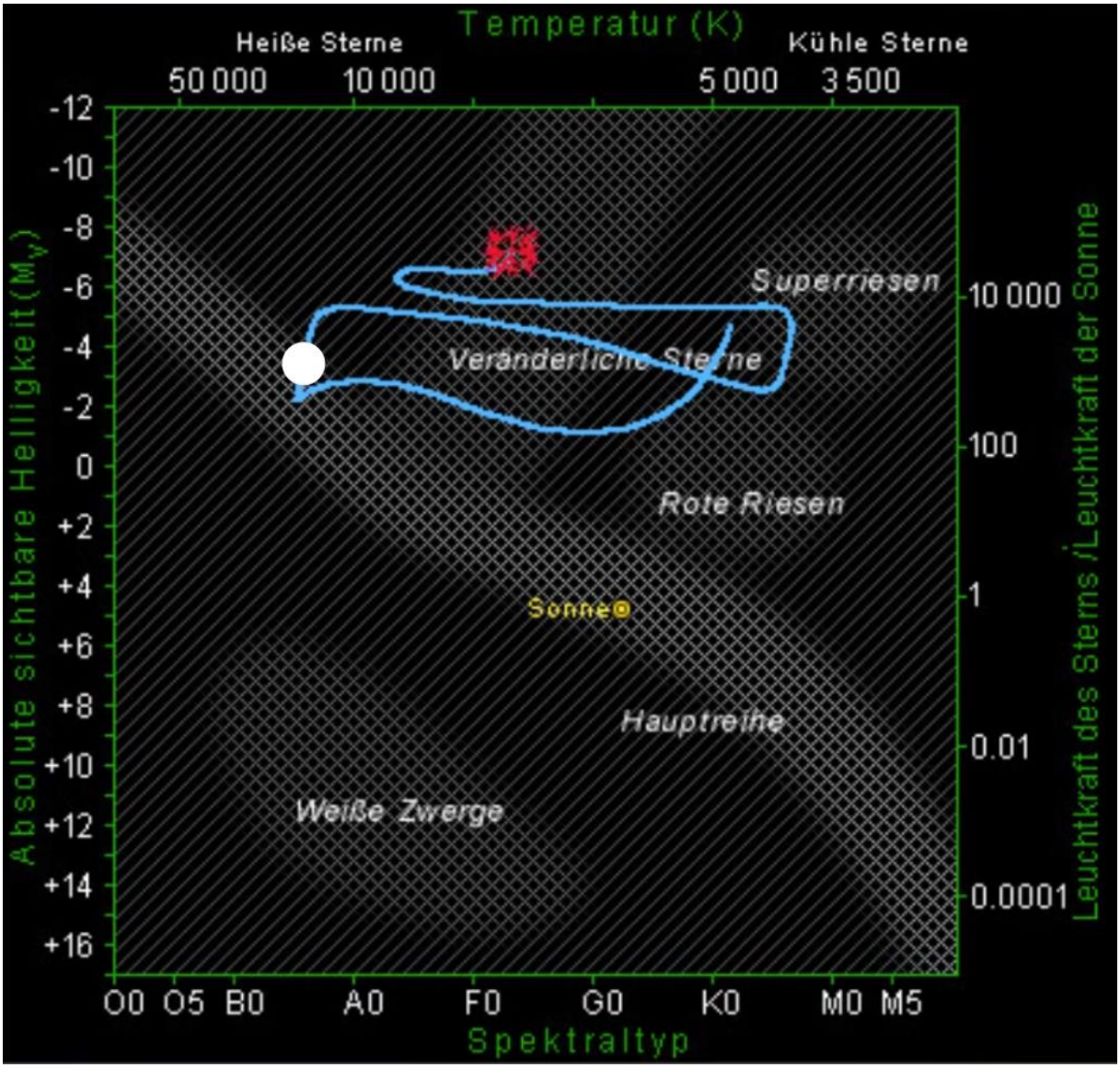
Weitere Eckdaten

Masse in M☉	Radius in R☉	Leuchtkraft in L☉
9	4,8	5,8

(Quelle: english wikipedia)

Der Weg im HRD

Nachdem Algenib bei 5000K Oberflächentemperatur das Wasserstoffbrennen gezündet hat, entwickelte er sich schnell zu einem Hauptreihenstern, als welcher er heute immer noch verweilt. Wenn seine Wasserstoffvorräte aufgebraucht sind, entwickelt er sich zum roten Riesen, indem er sich aufbläht und sich noch einmal stark erhitzt. Nachdem er noch einmal ca. 15000 K erreichen wird, wird er in Form einer Supernova explodieren. Vorraussichtlich entwickelt sich ein Neutronenstern.



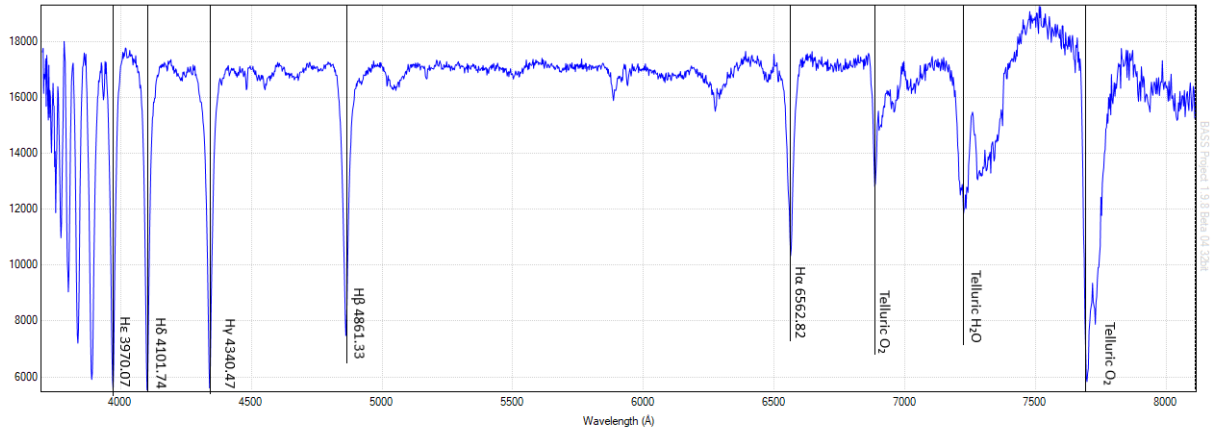
(Entwicklung des Sterns Algenib im HRD)

3) Wega (α Lyrae)

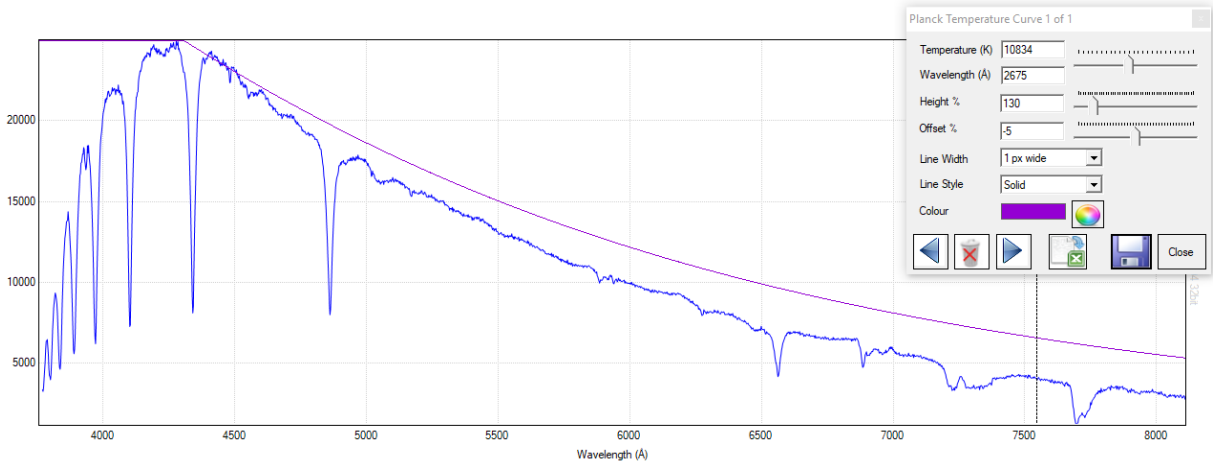
Spektralklassifikation/Leuchtkraftklasse: A0V

Welche Elemente sind den Absorptionslinien zuzuordnen?

Sehr kräftige Wasserstofflinien, sodass die anderen Linien in den Hintergrund rücken.



Flusskalibrierung / Intensitätsverteilung / Oberflächentemperatur



Durch die Planck-Kurve ermittle ich 10834K, der wissenschaftliche Wert liegt bei 9602K. Das Strahlungsmaximum dieses Spektrums liegt bei ca. 2675 Å im UV Bereich.

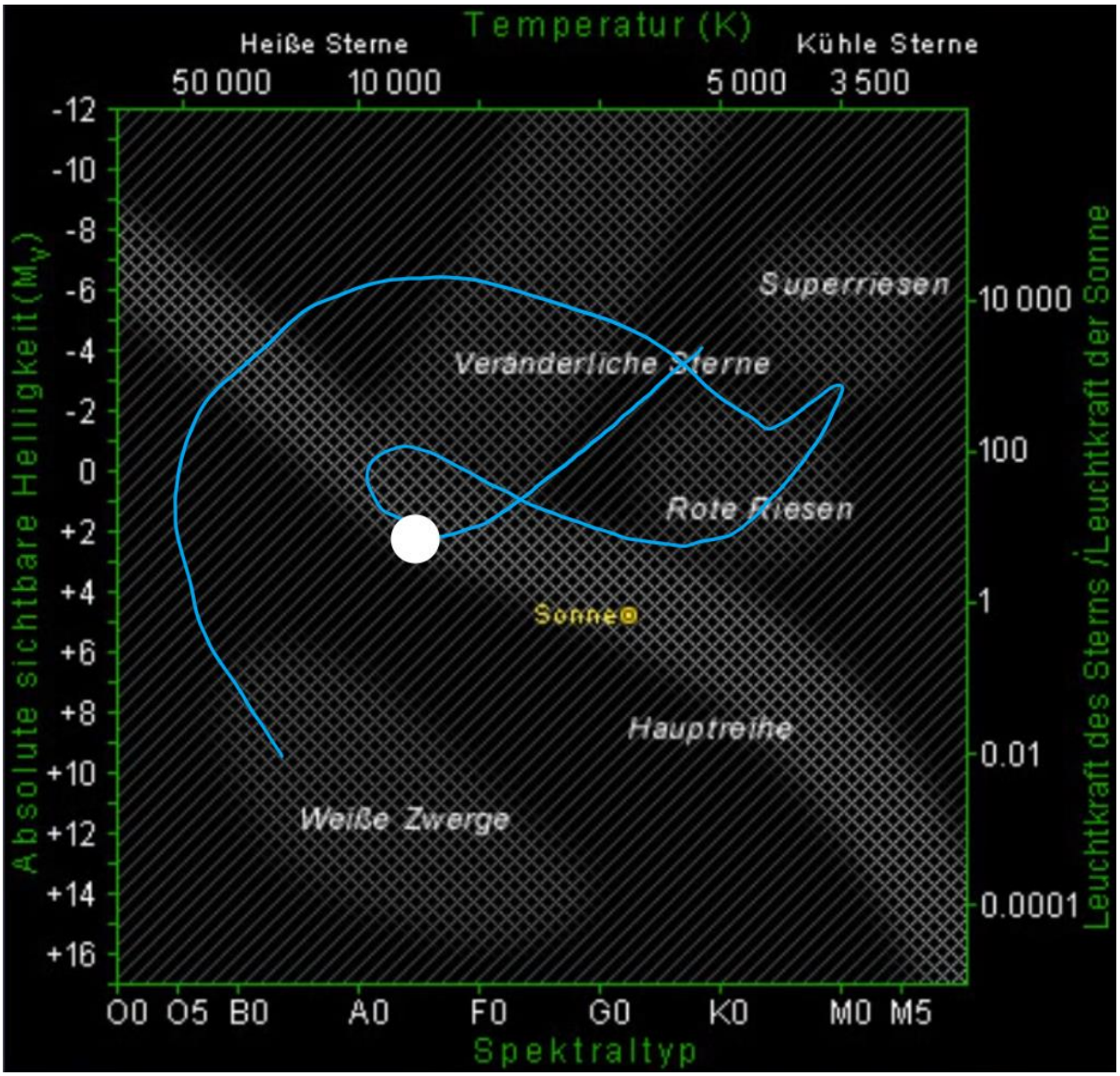
Weitere Eckdaten

Masse in M⊙	Radius in R⊙	Leuchtkraft in L⊙
2,2	ca. 2,5	40

(Quelle: english wikipedia)

Der Weg im HRD

Die Wega ist noch jung, da sie die Hauptreihe gerade erst betreten hat. Nach dem Leben auf der Hauptreihe wird sich die Wega, ähnlich wie Algenib zu einem roten Riesen aufblähen. Dann wird sich die Wega in einem letzten Energieschub noch einmal aufheizen und zu den anderen weißen Zwergen wandern um dort auszukühlen.



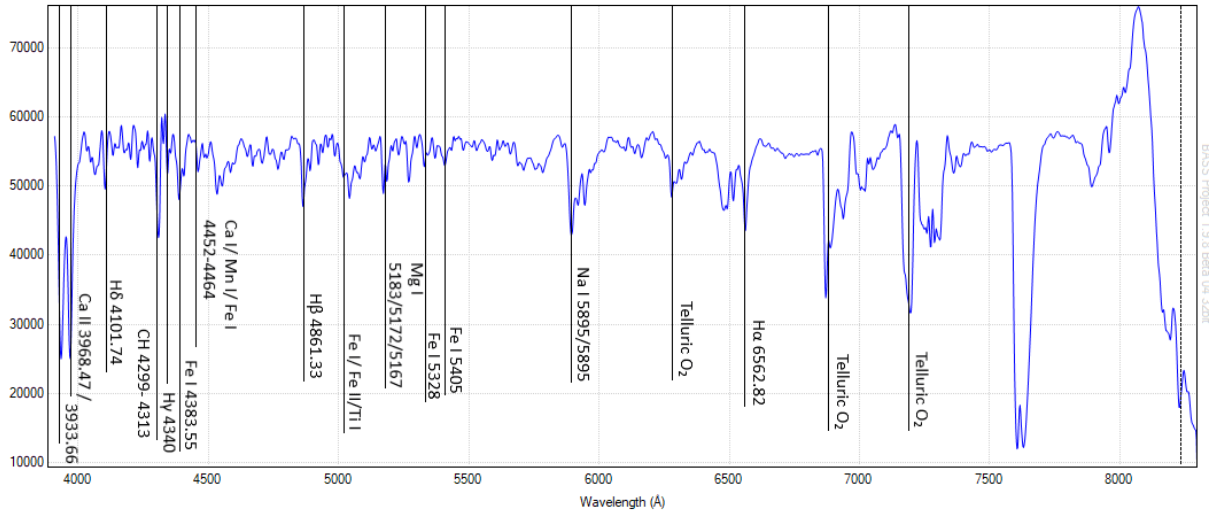
(Entwicklung des Sterns Wega im HRD)

4) Sonne (Sun)

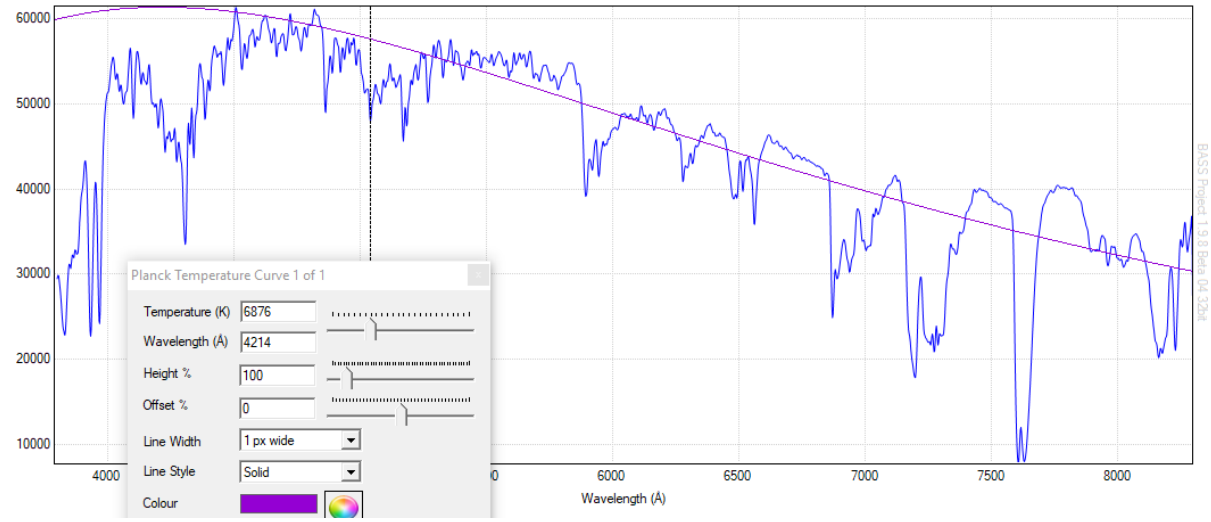
Spektralklassifikation/Leuchtkraftklasse: G2 V

Welche Elemente sind den Absorptionslinien zuzuordnen?

Im Sonnenspektrum tauchen, außer den Wasserstofflinien, auch weitere Elemente auf. Besonders deutlich sieht man Magnesium, Natrium, Calcium, Mangan, Kohlenwasserstoffmoleküle. Zusätzlich erkennt man schon einige Eisenlinien.



Flusskalibrierung / Intensitätsverteilung / Oberflächentemperatur



Die Planck-Kurve zeigt mir 6876K Oberflächentemperatur an, wobei der wissenschaftliche Wert bei 5778K liegt.

Das Strahlungsmaximum liegt mit 4214 Å im blauwelligen Bereich des sichtbaren Lichts.

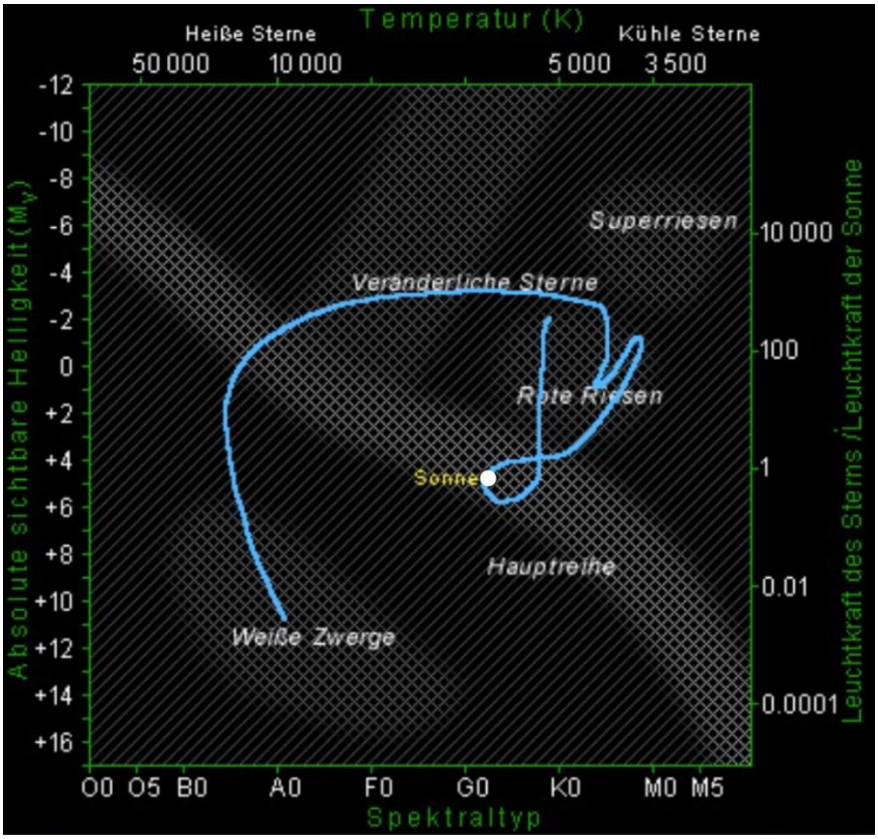
Weitere Eckdaten

Masse in M⊙	Radius in R⊙	Leuchtkraft in L⊙
1	1	1

(Quelle: english wikipedia)

Der Weg im HRD

Die Sonne verweilt schon eine ganze Weile auf der Hauptreihe. Aufgrund ihrer geringen Masse ist es ihr trotzdem möglich, noch mindestens weitere 3 Mrd. Jahre auf der Hauptreihe zu bleiben. Danach wird sie sich aber zum roten Riesen aufblähen, zusammenziehen und nochmal aufblähen. Dabei erhitzt sich die Sonne stark, sodass die Oberflächentemperatur auf 20000K steigen wird. Danach wird sie aber ohne Zweifel zum weißen Zwerg schrumpfen und ausglühen.



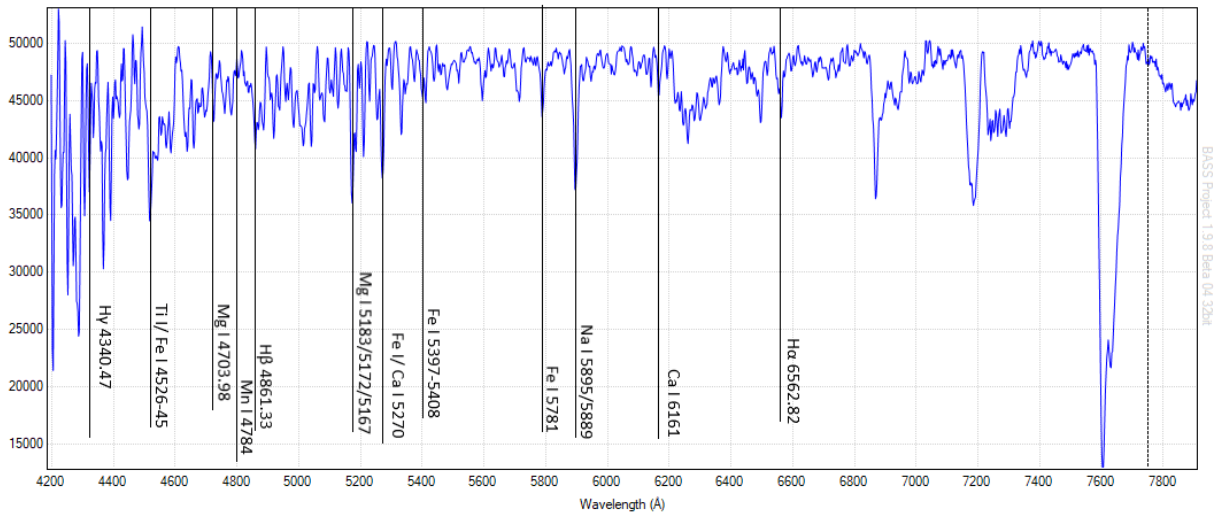
(Entwicklung der Sonne im HRD)

5) Kochab (β Ursae Minoris)

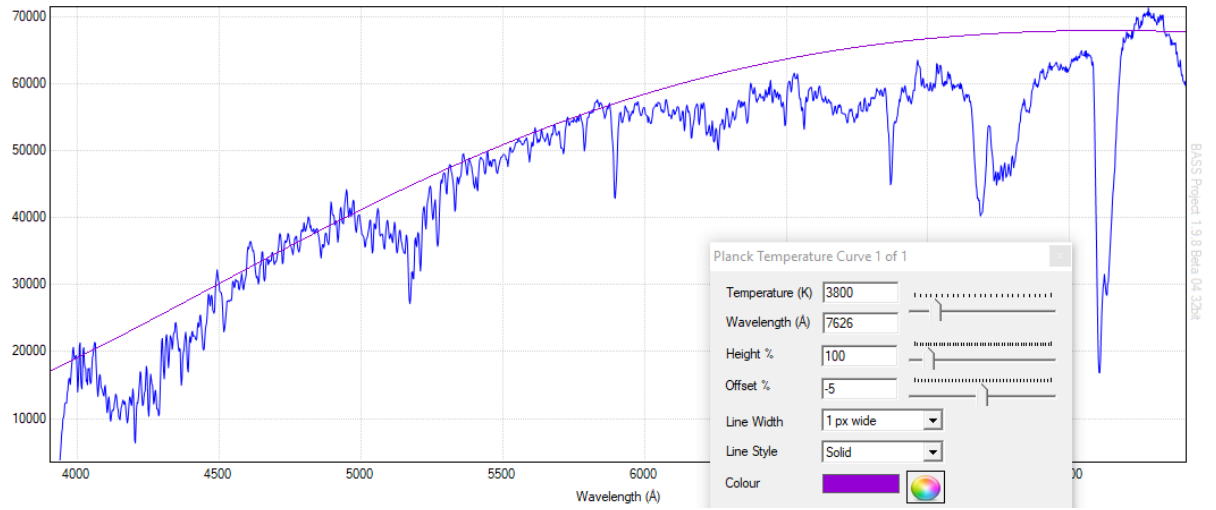
Spektralklassifikation/Leuchtkraftklasse: K4 III

Welche Elemente sind den Absorptionslinien zuzuordnen?

Bei Kochab erkennt man einige Elemente bis zum Eisen sehr stark, während der Wasserstoff vergleichsweise nur noch sehr schwach aufzufinden ist. Aus der Tatsache, dass man sehr viele Linien sieht, lässt sich auf die Existenz einiger verschiedener Elemente und Moleküle schließen.



Flusskalibrierung / Intensitätsverteilung / Oberflächentemperatur



Dia Planck-Kurve zeigt mir 3800K an, der wissenschaftliche Wert liegt bei 4030K. Das Strahlungsmaximum von Kochab liegt bei 7626Å im roten Bereich des sichtbaren Lichts.

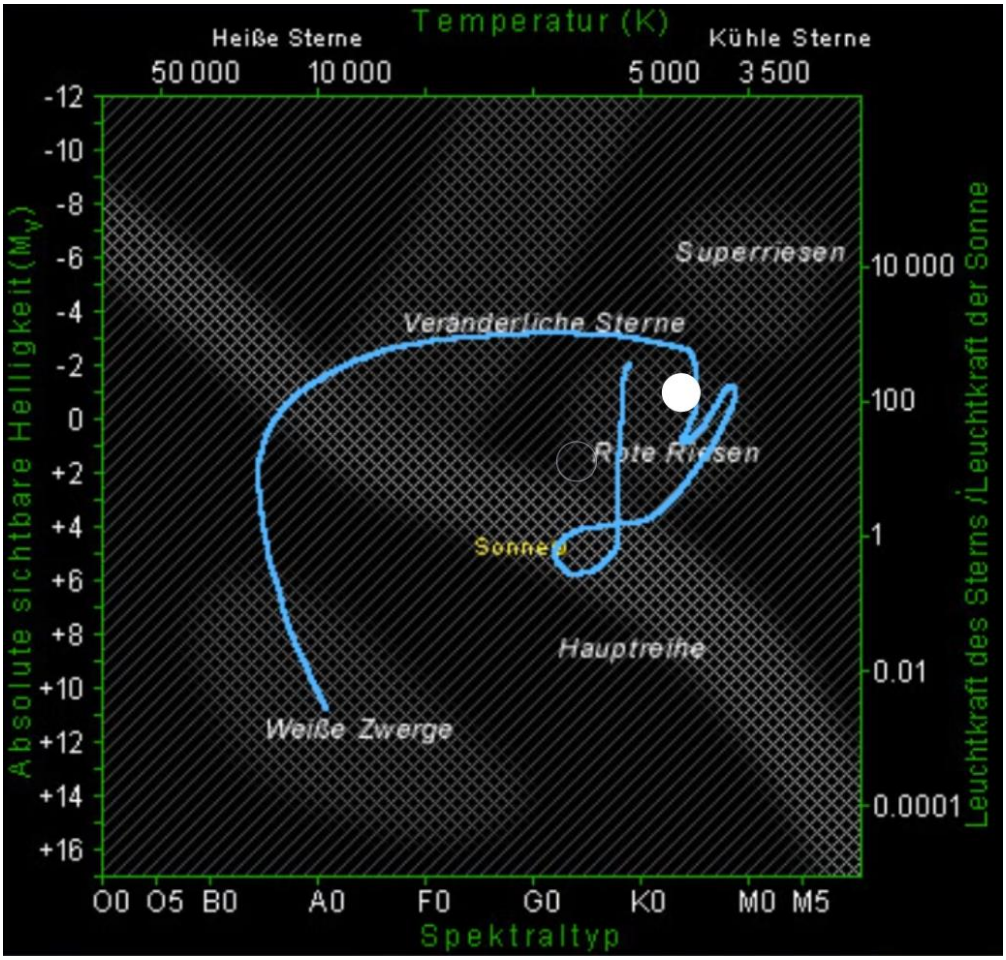
Weitere Eckdaten

Masse in M⊙	Radius in R⊙	Leuchtkraft in L⊙
2,2	42	390

(Quelle: english wikipedia)

Der Weg im HRD

Kochab hat die Phase auf der Hauptreihe bereits hinter sich und hat sich zum roten Riesen aufgebläht. Als nächstes wird er sich nochmal aufheizen und wie die Sonne zum weißen Zwerg schrumpfen.



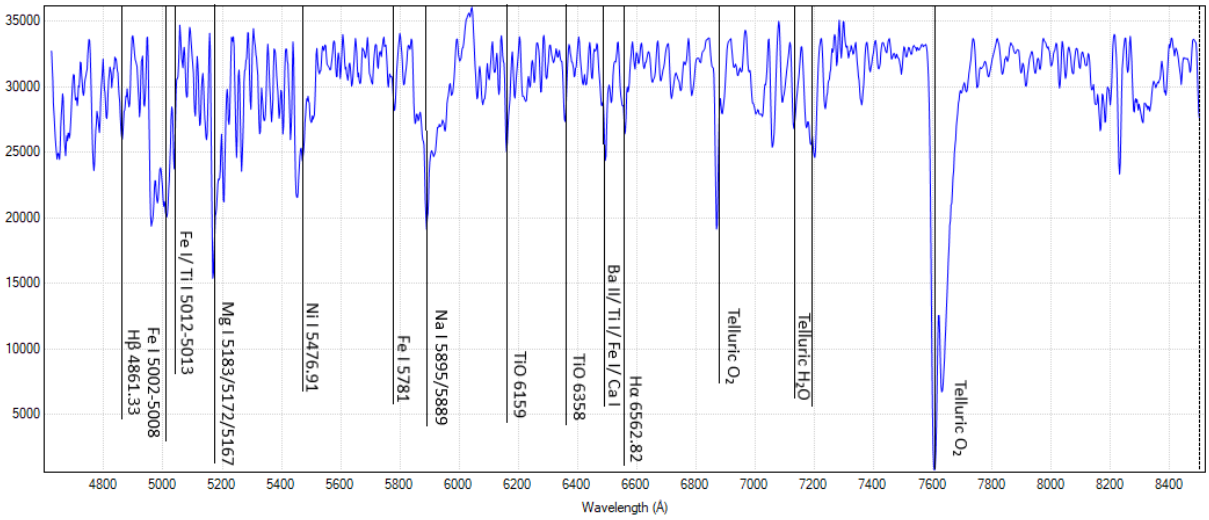
(Entwicklung des Sterns Kochab im HRD)

6) Beteigeuze (α Orionis)

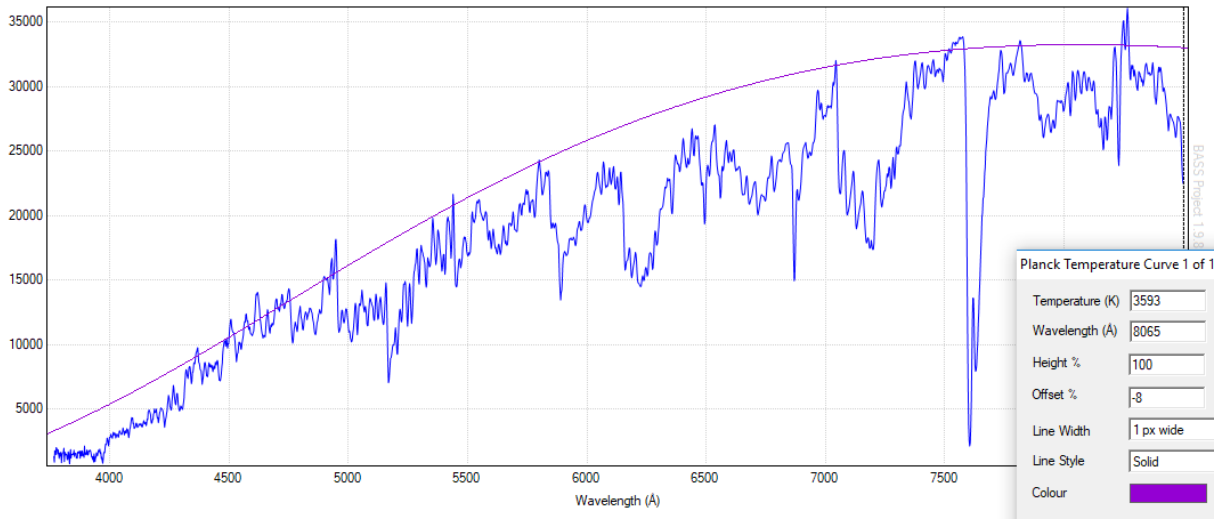
Spektralklassifikation/Leuchtkraftklasse: M1-2 Ia-Iab

Welche Elemente sind den Absorptionslinien zuzuordnen?

Bei Beteigeuze sind die Wasserstofflinien fast nicht mehr zu finden. Stattdessen findet man viele verschiedene Elemente. Sogar die ersten schwereren Elemente als Eisen (z. B. Barium) sind im Spektrum zu erkennen. Das zeugt von einer enormen Temperatur und einem ebenso enorm großen Druck im Kern des Sterns.



Flusskalibrierung / Intensitätsverteilung / Oberflächentemperatur



Mein Wert liegt bei 3593K, der wissenschaftliche Wert bei 3500K. Das Strahlungsmaximum liegt bei 8065Å, an der Grenze zum infraroten Bereich.

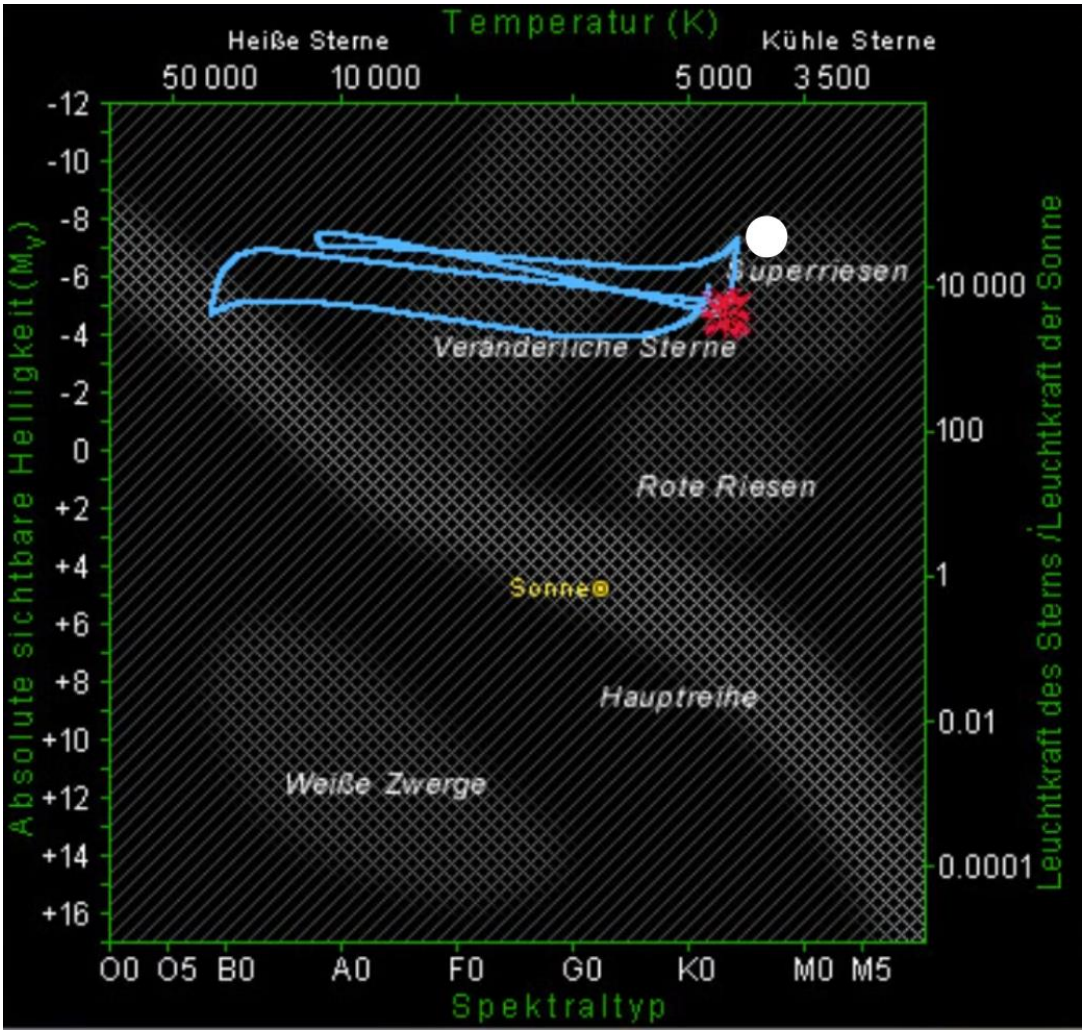
Weitere Eckdaten

Masse in M⊙	Radius in R⊙	Leuchtkraft in L⊙
11,6	Ca. 900	90.000 - 150.000

(Quelle: english wikipedia)

Der Weg im HRD

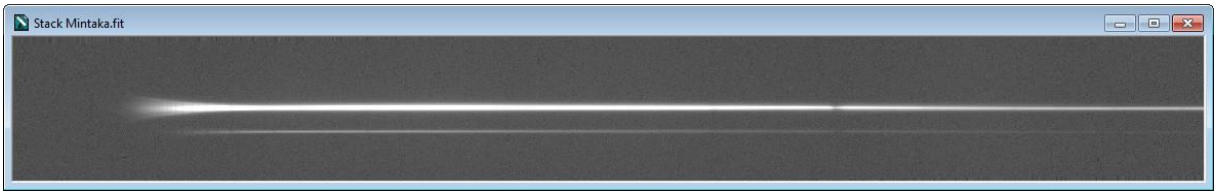
Beteigeuze hat bereits sein Leben als Stern zum größten Teil hinter sich. Er hat sich auch schon mehrmals aufgebläht und erhitzt. Er ist im Moment ein Superriese und wird bald in einer Supernova explodieren. Dabei wird ein schwarzes Loch entstehen.



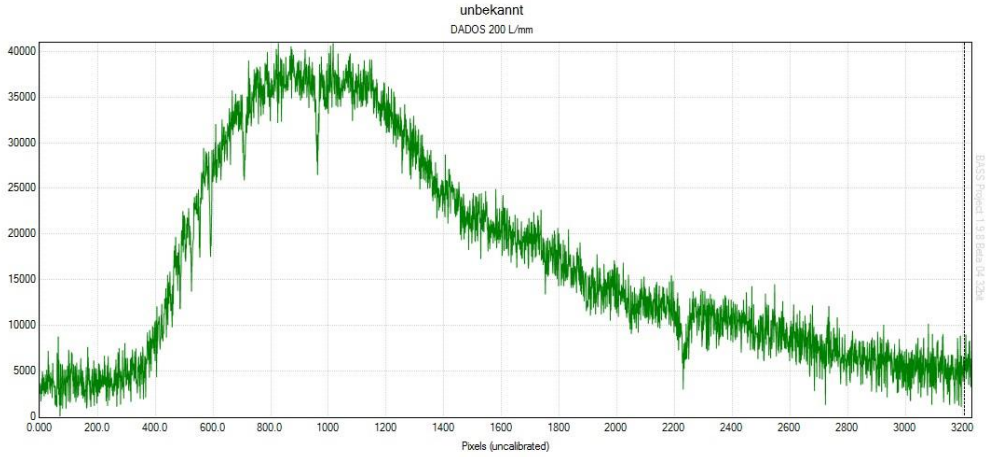
(Entwicklung des Sterns Beteigeuze im HRD)

4. Die Entdeckung

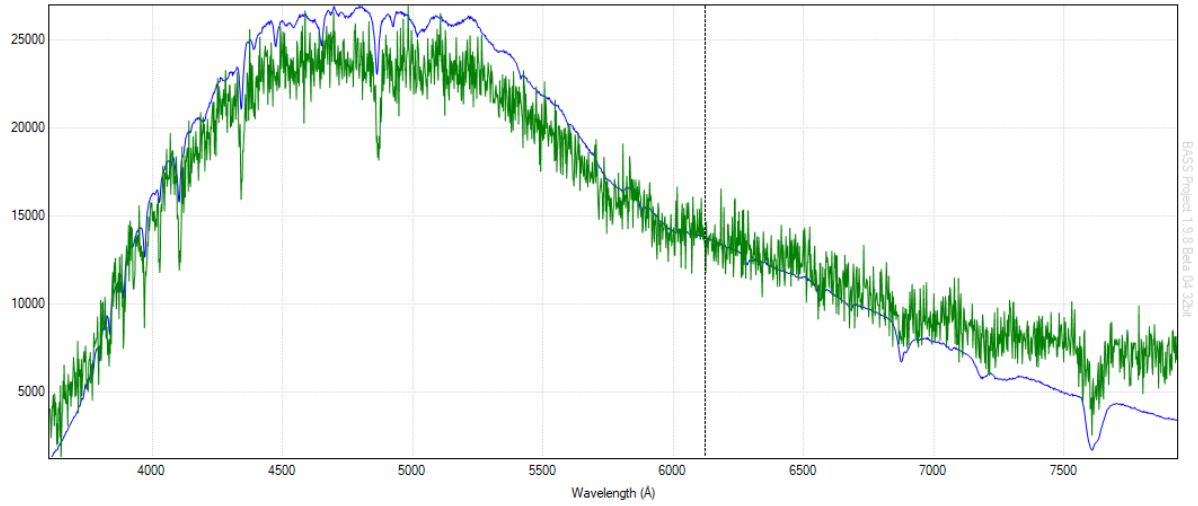
Beim Bearbeiten der Aufnahmen habe ich folgende Überraschung erfahren:



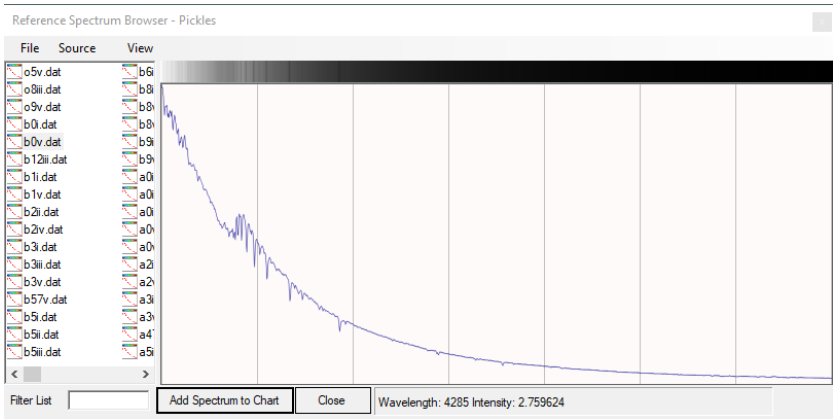
Zu sehen ist einmal das Rohspektrum von Mintaka (das helle Spektrum) und ein weiteres Spektrum (das weniger helle, unter dem Mintakaspektrum liegende Spektrum). Dieses zweite Spektrum ist rein zufällig zusammen mit dem von Mintaka aufgenommen worden. Nun sehe ich es als meine Aufgabe herauszufinden, welchen Stern es auf mein Spektrum verschlagen hat. Dafür werde ich das Spektrum komplett analysieren.



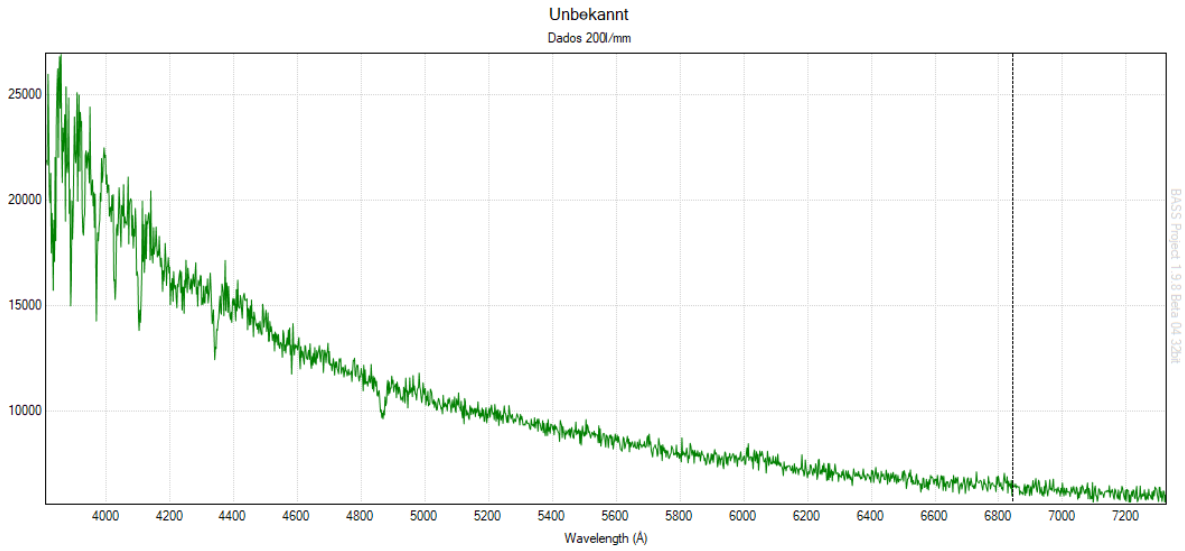
Da das Spektrum so dunkel ist, ist es stark verrauscht, was mir die Forschung erschwert (s. Abb. oben). Trotzdem lassen sich vereinzelnd Linien erkennen, wie zum Beispiel die Hα-Linie bei 2250pixeln oder Hβ bei 970pixeln. Diese Linien reichen allerdings nicht aus, um das Spektrum vollständig und genau zu kalibrieren, daher nutze ich aus, dass dieses Spektrum auf dem Mintakaspektrum aufgetaucht ist. Da ich Mintaka bereits kalibriert hatte, kann ich es sofort als Referenzspektrum verwenden und die Details der Kalibrierung auf den unbekannten Stern übertragen. Das Ergebnis sieht wie folgt aus:



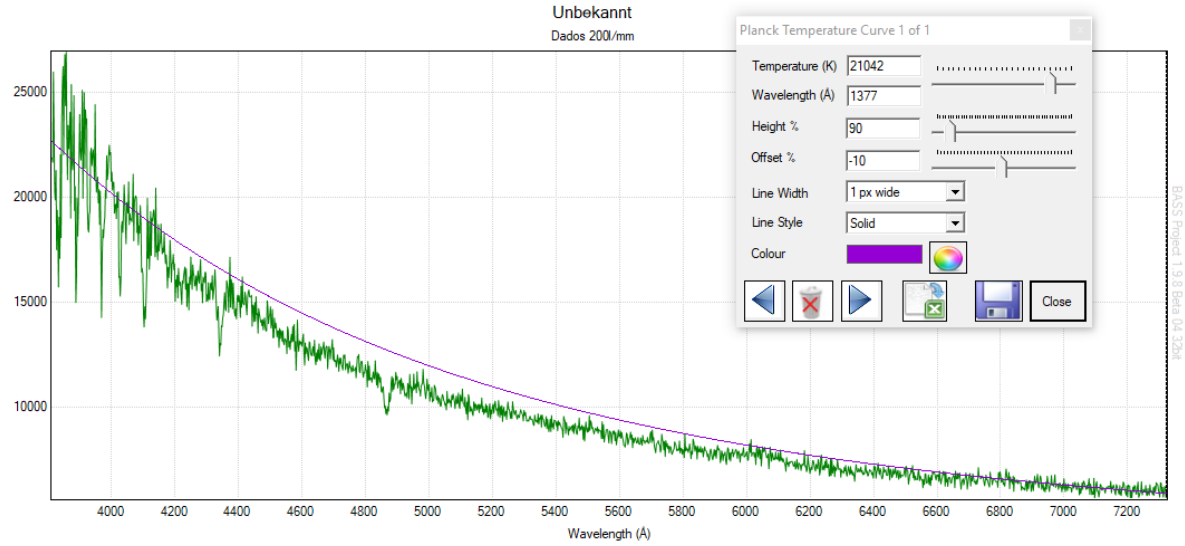
Der grüne Graph stellt das Spektrum meines unbekannten Sterns dar, der blaue Graph das Spektrum von Mintaka. Die Ähnlichkeit der Spektren sticht einem dabei sofort ins Auge. Daraus schließe ich, dass die Spektralklasse meines Sterns und die von Mintaka identisch, oder zumindest sehr ähnlich sein müssen. Mintaka ist ein Stern der Klasse B0II, wobei B0 die Spektralklasse und II die Leuchtkraftklasse ist. Die Spektralklasse B0 übernehme ich für den Stern. Die Leuchtkraftklasse kann ich mit den gegebenen Informationen nicht eindeutig bestimmen, da man diese aus der Linienbreite der Spektren abliest. Dafür wäre ein Auflösungsvermögen notwendig, welches der Dados Spektrograph nicht vorweisen kann. Allerdings kann ich vermuten, dass der unbekannte Stern ähnlich weit weg von der Erde entfernt ist, wie Mintaka, da Spektren von so einer Ähnlichkeit auf dasselbe Sternentstehungsgebiet hindeuten. Daraus folgere ich das der Stern aufgrund seiner kleineren Helligkeit einer schwächeren Leuchtkraftklasse angehört, ich ordne dem Stern die Leuchtkraftklasse IV zu. Diese Klassifizierung ist allerdings nur als grobe Schätzung zu verstehen. Mit Hilfe der Spektralklasse kann ich das Spektrum flusskalibrieren. Als Referenzspektrum verwende ich dieses Spektrum eines flusskalibrierten B0V Sterns, da diese Klassifikation meiner am nächsten kommt.



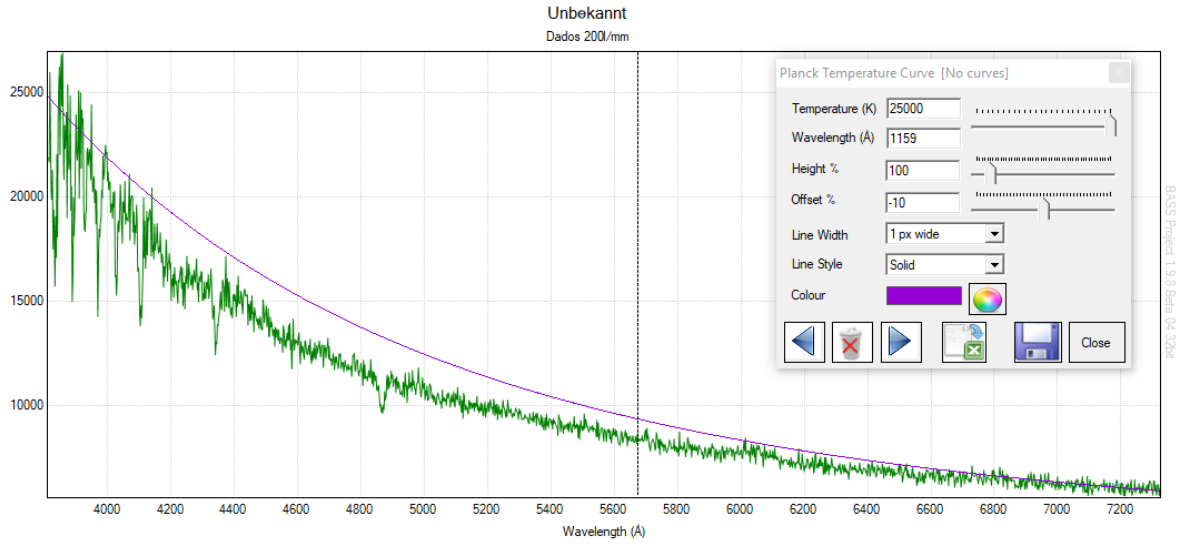
Das Ergebnis sieht wie folgt aus:



Im nächsten Schritt will ich die Oberflächentemperatur ermitteln, dafür nutze ich das Feature der Planck-Kurve in der Bass-Software.

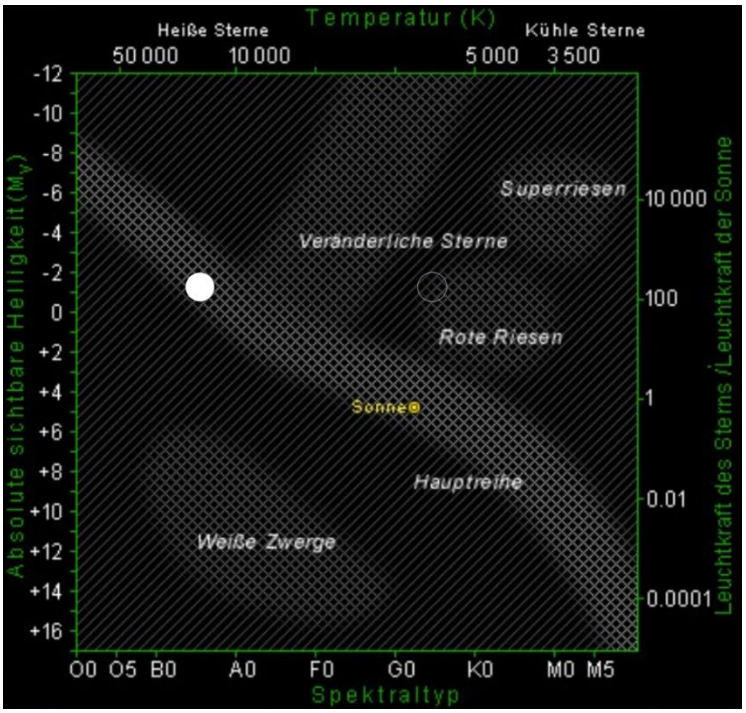


Mit Hilfe der Planck-Kurve ermittle ich 21042K Oberflächentemperatur. Bei diesen hohen Temperaturen gibt es das Problem, das sich der Hochpunkt der Strahlungsintensität im UV-Bereich befindet. Dadurch sehen Planck-Kurven im sichtbaren Bereich von 19000K aufwärts sehr identisch aus. Als Vergleich zeige ich einmal die Planck-Kurve für 25000K:



Daher muss ich festhalten, die Temperatur meines Sterns liegt zwischen 19000K und 25000K.

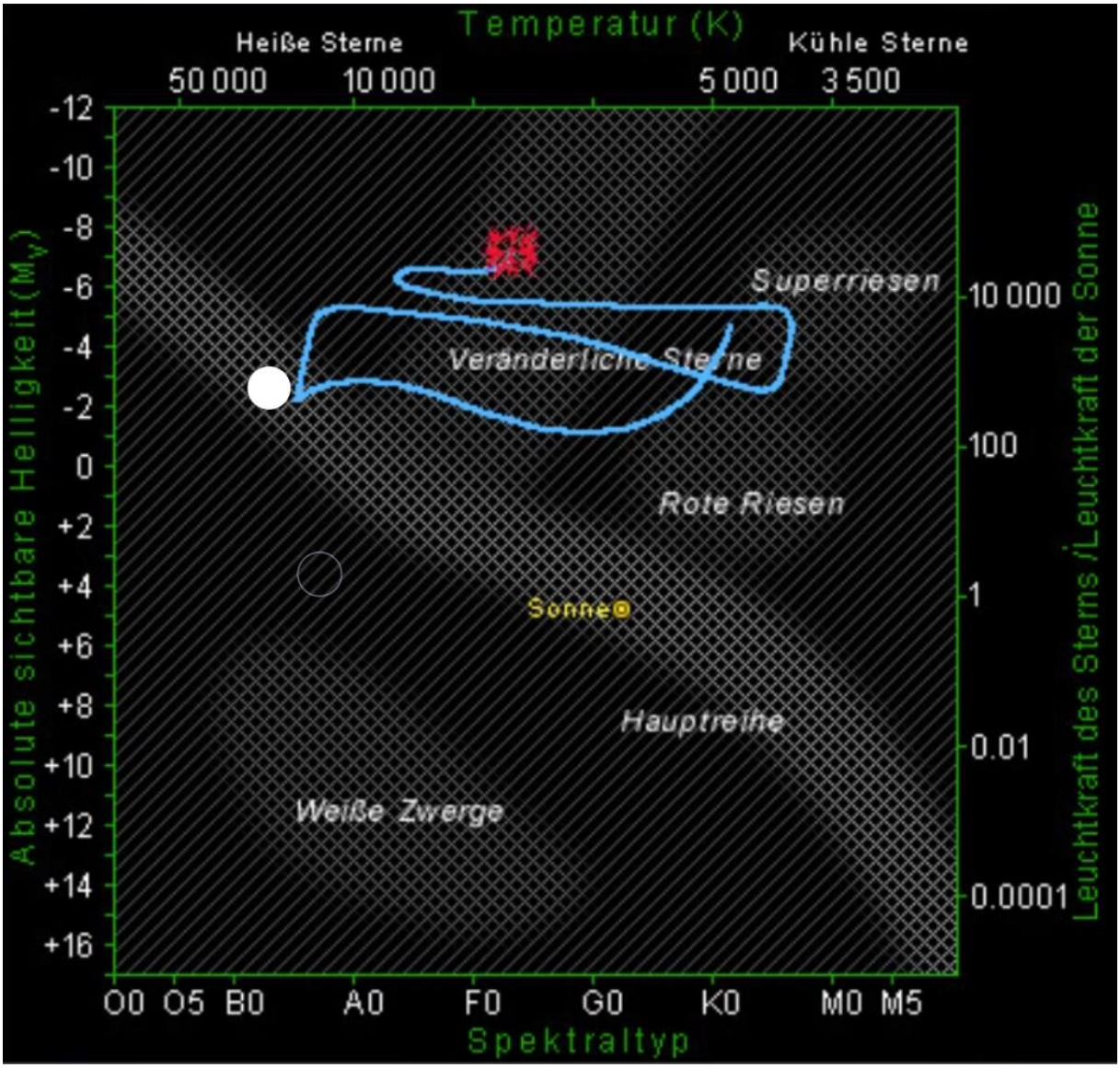
Mit Hilfe der Temperatur und der Spektral und Leuchtkraftklasse kann ich nun den letzten Schritt angehen. Die Einordnung ins HRD sowie das Erläutern der Geschichte des Sterns und das Aufstellen einer Prognose seiner Entwicklung. Die Einordnung erfolgt durch das Eintragen bei x = B0. Die Wege der Sterne, die diese Spektralklasse erreichen sind Folgende. Entweder der Stern befindet sich gerade auf der Hauptreihe oder er ist aufgrund seines Sterbevorgangs etwas darunter oder darüber. Den y-Wert lege ich so, dass der Stern auf der Hauptreihe liegt, da es sich nicht um einen sterbenden Stern handelt. Das liegt daran, dass vom Wasserstoff offensichtlich noch sehr viel Material vorhanden ist und die Elemente, die beim Tod eines Sterns anfallen, nicht zu erkennen sind.



Nun lese ich eine absolute Helligkeit von -1 bis -5 mag aus dem HRD ab.

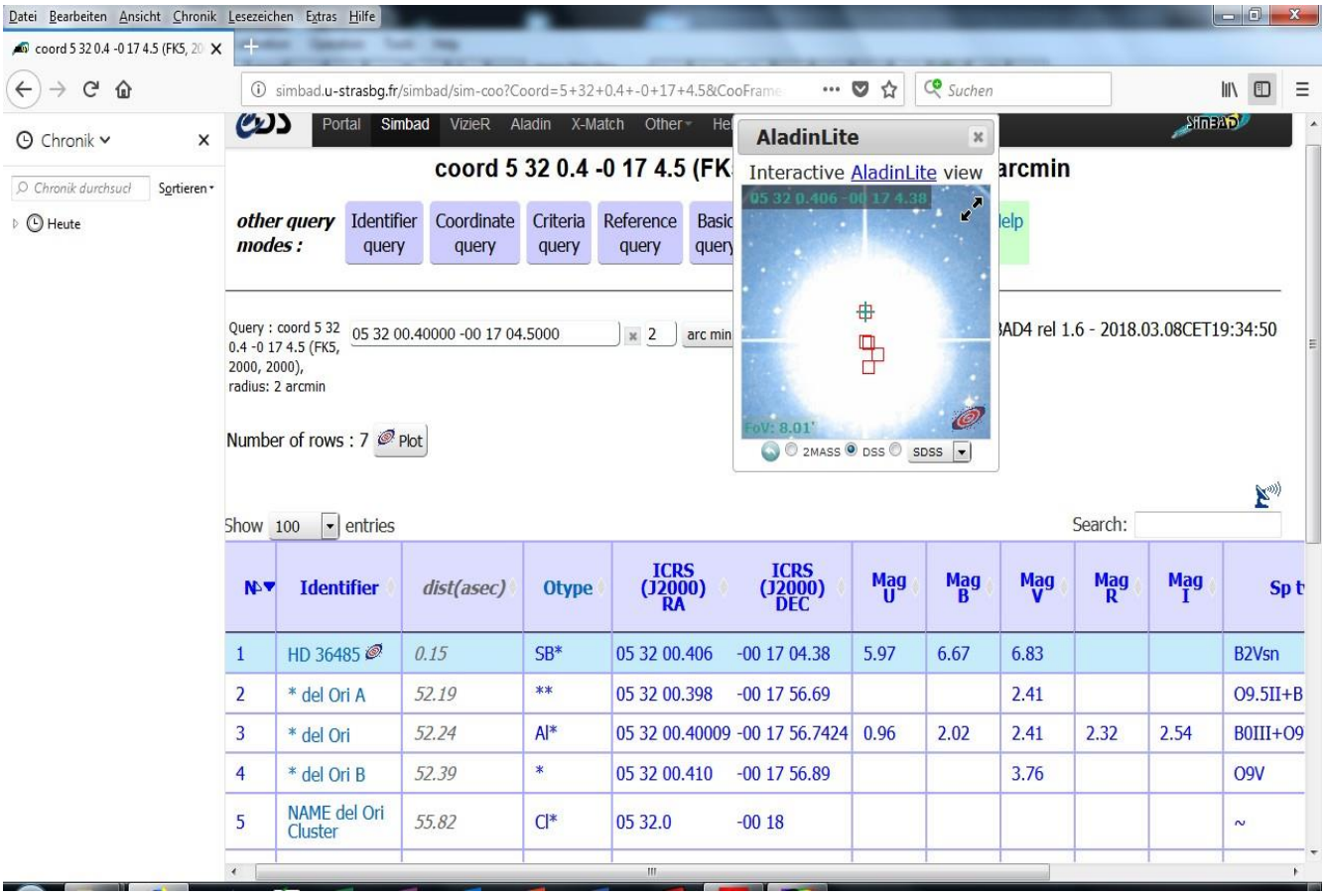
Als nächstes suche ich einen passenden Weg aus meinen Modellen (s. Weg im HRD). Aufgrund seiner geringen Leuchtkraft schätze ich den Stern als nicht sehr

massereich ein. Daher suche ich ein Modell für möglichst massearme Sterne, welche auf der Hauptreihe die Spektralklasse B0 erreichen können. Das Modell für Sterne mit 9 M⊙ passt am besten daher lege ich den Pfad auf das HRD. Dabei erkennt man, dass der Stern nicht ganz auf der Linie liegt. Da der Stern leicht links von der Linie liegt, schließe ich, dass der Stern etwas mehr als 9 M⊙ besitzen sollte, da höhere Massen auf der Hauptreihe eine höhere Oberflächentemperatur erreichen.



Anhand einer Referenzquelle (dabei YouTube-Video verlinkt) kann ich bestimmen wann der Stern diesen Punkt des Weges erreicht und damit sein Alter. Sein Alter beträgt zwischen 10^6 Jahren und 2×10^7 Jahren. Außerdem wird der Stern nach ca. 5×10^9 Jahren nach seiner Geburt in einer Supernova explodieren.

Im Folgenden werde ich meine Ergebnisse mit denen der Wissenschaftler in Form einer Tabelle vergleichen. Um herauszufinden mit welchem Stern ich mich beschäftigt habe, gebe ich die genauen Koordinaten des Teleskops, die Ausrichtung des Teleskops, sowie die genaue Zeit der Aufnahme in den Sternenkatalog Simbad ein. Als Resultat schlägt Simbad die nächst gelegenen Sterne zu der genannten Position vor. Der gesuchte Stern hat den Identifier HD 36485. HD steht für Henry Draper Catalogue, ein Sternkatalog, benannt nach einem US-amerikanischen Astronomen. Die Zahl gibt die Nummer des Sterns innerhalb des Kataloges an. Mit dieser Kennung kann ich mir die nötigen Informationen beschaffen.



HD 36485	Meine Ergebnisse	Wissenschaftlich belegte Ergebnisse (+ Quelle)
Spektral- und Leuchtkraft-klassifikation	B0 IV	B2Vsn (simbad) B3V (eng wiki) B0 (vizier) B2 (de wiki)
Oberflächentem-peratur in K	21042	18400 (eng wiki) 21750 (de wiki)
Absolute Helligkeit in mag	-2 bis -5	-4.2 (eng wiki) -1.11 (henry draper)
Masse in M⊙	ca. 9,2 M⊙	ca. 9 M⊙ (eng wiki)
Alter in Jahren	10^6 bis 2×10^7	-keine Angabe gefunden-

Quellen der Infos:

Henry draper: https://in-the-sky.org/data/object.php?id=TYC4766-2444-1

De wiki: https://de.wikipedia.org/wiki/Mintaka

Eng wiki : https://en.wikipedia.org/wiki/Mintaka

Simbad: http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-id?Ident=HD+36485

Vizier: http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-S?HD%2036485

Wie man in der Tabelle erkennen kann, lagen meine Werte sehr nah an den wissenschaftlichen Werten dran. Wie sich bei den Recherchen später herausgestellt hat der Stern auch eine bayer-Bezeichnung. Bei HD 36485 handelt es sich um δ Orionis C. Der gängige Name für δ Orionis ist Mintaka. Das bedeutet HD 36485 ist Teil des Mehrfachsternsystems von Mintaka. Die Bezeichnungen der einzelnen Teile sind δ Orionis Aa1, δ Orionis Aa2, δ Orionis Ab, δ Orionis B und schließlich δ Orionis C, auch HD 36485 genannt.

Schluss

Im Astronomie-Kurs der Q1 erlernte ich den Umgang mit Teleskopen, um schließlich Aufnahmen von Sternenspektren zu deren Spektralklassenbestimmung anfertigen zu können. Ich lernte die Rohspektren mit Hilfe einer geeigneten Software auszuwerten. Ich wäre also jetzt im Stande mittels des Dados Spektrographen und geeigneter Software das Spektrum eines unbekannten Sterns graphisch zu kalibrieren und ihm seine wichtigsten Eigenschaften zuzuordnen: Spektralklasse, Leuchtkraftklasse, Oberflächentemperatur, innere Struktur des Sterns, Ort im HRD, Weg im HRD und das ungefähre Alter. Dadurch habe ich viel über Sterne und deren Lebensstadien erfahren.

Danksagung

Ich möchte mich ausdrücklich bei Herrn Koch für die sogfältige Einführung in die Thematik und dem Carl-Fuhlrott-Gymnasium für die Bereitstellung eines außerordentlich umfangreichen astronomischen Equipments bedanken.

Abschlusserklärung

Hiermit versichere ich, dass ich diese Arbeit selbständig angefertigt habe und keine anderen als die von mir angegebenen Quellen und Hilfsmittel benutzt wurden. Die verwendeten Graphiken aus dem Internet sind in einem weiteren Ordner auf dem schulinternen Astroserver gespeichert und in dieser Projektarbeit verlinkt.

Ich bin damit einverstanden, dass diese Projektarbeit der Öffentlichkeit in der schulinternen Bibliothek zugänglich gemacht wird.

_____

Ort, Datum, Unterschrift (Moritz van Eimern)

QUELLEN

Grundlagen Das Licht

(1) https://de.wikipedia.org/wiki/Licht

(2) https://de.wikipedia.org/wiki/Photon

(3) https://de.wikipedia.org/wiki/Welle-Teilchen-Dualismus

(4) https://www.frustfrei-lernen.de/quantenphysik/photonen-energie.html

(5) http://www.seilnacht.com/Lexikon/Licht.htm

Grundlagen Teilchenphysik: Über die Entstehung des Lichts

(6) https://de.wikipedia.org/wiki/Bohrsches_Atommodell

Grundlagen Spektroskopie

(7) https://de.wikipedia.org/wiki/Balmer-Serie

(8) http://scienceblogs.de/primaklima/2009/07/16/zahlenmystik-quantenphysik-und-schmutzige-tucher/

(9) http://slideplayer.org/slide/2837683/

Was ist ein Stern?

(10) http://scienceblogs.de/astrodicticum-simplex/2016/09/22/das-hertzsprung-russell-diagramm/

(11) https://en.wikipedia.org/wiki/Hertzsprung%E2%80%93Russell_diagram

(12) https://de.wikipedia.org/wiki/Sternentstehung

Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

(13) https://www.youtube.com/watch?v=fIvjMAi6fwc

PRAKTISCHER TEIL

Pickles Datenbank

(14) http://www.stsci.edu/hst/observatory/crds/pickles_atlas.html

(15) http://archive.stsci.edu/

Hertzsprung-Russel-Diagramm

(16) http://anatomybody101.com/black-and-white-heart-diagram-images/black-and-white-heart-diagram-images-hr-diagram/

Sterndaten

(17) http://astropixels.com/stars/Mintaka-01.html

(18) https://in-the-sky.org/data/catalogue.php

Beschriftung der Linien

(19) Spektralatlas Version 5 – Richard Walker

Der Weg im HRD, Modelle

siehe (13)

DIE ENTDECKUNG

Henry draper	https://in-the-sky.org/data/object.php?id=TYC4766-2444-1
De wiki	https://de.wikipedia.org/wiki/Mintaka
Eng wiki	https://en.wikipedia.org/wiki/Mintaka
Simbad	http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-id?Ident=HD+36485
Vizier	http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-S?HD%2036485

BassSoftware https://uk.groups.yahoo.com/neo/groups/astrobodger/info