

Spektroskopische Versuche mit dem Star Analyzer 100

Oskar Pircher

Dezember 2017

Den Großteil unseres heutigen Wissens über das Universum verdanken wir der spektroskopischen Untersuchung des Lichts, das uns von den verschiedenen Himmelsobjekten erreicht. Seit längerer Zeit bereits verspürte ich den Reiz, mich mit der Spektroskopie in praktischer Weise selbst zu befassen. Eine preiswerte Möglichkeit hierzu bietet der Star Analyzer der englischen Firma Paton Hawksley Edukation Ltd. ¹⁾ Meine ersten Erfahrungen möchte ich im Folgenden wiedergeben.

I. Das Instrumentarium



Abbildung 1: Der Star Analyzer Quelle: www.patonhawksley.co.uk

Der Star Analyzer ist im deutschen Fachhandel für Amateurastronomie zu beziehen. Es handelt sich dabei um ein Transmissionsgitter mit 100 Linien pro mm in einer Filterfassung mit dem üblichen Gewinde für 1 1/4 Zoll Filter und kann damit wie ein Filter in ein Okular eingeschraubt bzw. in entsprechender Weise vor einer Kamera angebracht werden. Es handelt sich um ein so genanntes Blaze-Gitter, welches das gestreute Licht vorzugsweise im Spektrum der 1. Ordnung vereint. Auf die Wirkungsweise der optischen Gitter soll hier nicht weiter eingegangen, Grundlegendes findet sich z. B. in Wikipedia ²⁾.

Als Teleskop verwende ich in der Regel ein Newton-Spiegelteleskop mit einer Öffnung von 250 mm und einer Brennweite von 1.625 mm. Für die Aufnahme der Spektren kommt eine Kamera vom Typ SkyRis 132 M der Firma Celestron zum Einsatz. In dieser Kamera befindet sich ein monochromer CMOS-Sensor mit 1280 x 960 Pixel und einer Pixelgröße von 3,75 μ . Diese speziell für Mond- und Planetenaufnahmen konzipierte Kamera erlaubt eine Belichtungszeit von maximal einer Sekunde. Mit dieser Ausrüstung habe ich bisher Spektren von Sternen mit einer Helligkeit bis zu 4,8 mag (P Cygni) aufnehmen können.

Bei der fraglichen Anordnung entsteht das Bild des Sterns bzw. das durch den Star Analyzer erzeugte Spektrum im Fokus des Teleskops. Damit handelt es sich nicht um einen Spektrographen, bei dem das vom Teleskop kommende Lichtbündel eines Sterns zunächst pa-rallel ausgerichtet und nach Durchgang durch das Transmissionsgitter (bzw. nach Reflexion mittels eines Beugungs-gitters) durch eine weitete Optik auf dem Bildsensor fokussiert wird. Die grundlegende Funktion eines Spektro-graphen ist auf der Internetseite von Spectra Magic beschrieben. ³⁾ Ausführ-liches findet sich in "Optische Spektro-skopie mit dispersiven Spektrometern Grundlagen - Bausteine - Systeme – Anwendungen" von Winfried Neumann ⁴⁾.



Abbildung 2: Der Star Analyzer an der Kamera

In der von mir verwendeten - und vom Hersteller so vorgeschlagenen - Konfiguration trifft das Licht für jede Gitterlinie mit einem anderen Einfallswinkel auf, was wiederum dazu führt, dass sich bei jeder Gitterlinie auch der Ausfallwinkel für die jeweilige Wellenlänge ändert. Während sich bei parallel einfallendem Licht für eine bestimmte Wellenlänge und Ordnung das Intensitätsmaximum an einem bestimmten Ort ausbildet, wird dieses Maximum bei konvergent einfallendem Licht zu Lasten des Auflösungsvermögens des Gitters gleichsam "verschmiert". Da das Gitter spaltlos betrieben wird, macht sich, vor allem bei längeren Brennweiten, auch die Luftunruhe (Seeing) negativ bemerkbar.

Der Hersteller gibt in seiner englischsprachigen Gebrauchsanleitung⁵⁾ ein praktisch erreichbares Auflösungsvermögen von 100 an. Damit wären bei einer Wellenlänge von $\lambda = 500 \text{ nm}$ Unterschiede ($\Delta\lambda$) von 5 nm bzw. 50 Å aufzulösen. Die Auswertung der von mir aufgenommenen Spektren mittels der Software Visual Spec ergibt eine Dispersion von ca. 7 Å pro Pixel. Damit ist zu erwarten, dass der Abstand der Peaks zweier zu trennender Spektrallinien (bei Absorptionslinien wären das die Tiefpunkte) ca. 7 Pixel beträgt. Lassen sich Linien mit geringerem Pixelabstand unterscheiden, würde dies auf ein besseres Auflösungsvermögen hindeuten. Die Dispersion pro Pixel ist abhängig vom Abstand des Gitters zum Bildsensor und der Größe der Pixel. Eine Berechnungsformel ist in der Bedienungsanleitung des Gitters (siehe a.a.O) angegeben.

Um die Eignung der Kamera SkyRis 132 M für die Aufnahmen von Spektren beurteilen zu können, habe ich den Sensor daraufhin geprüft, ob dessen Empfindlichkeit bei sich ändernder Intensität des einfallenden Lichtes ändert. Dazu habe ich bei konstanter Verstärkung (Gain) und Lichtquelle Aufnahmen angefertigt, bei denen die Öffnung der Kamera mit einem Stofftuch abgedeckt war. Die Belichtungszeit wurde dabei um 5 Millisekunden pro Aufnahme erhöht, bis laut Histogrammanzeige der Aufnahmesoftware (Firecapture) die Sättigung der Pixel erreicht war. Die Bilder wurden mit Hilfe der Bildbearbeitungssoftware Fitswork auf jeweils 1 Pixel verkleinert, um die Sättigungswerte der Pixel zu mitteln. Der Wert des sich ergebenden Pixels wurde mit der Funktion "Bildstatistik" von Fitswork ausgelesen. Die Pixelwerte gegen die zunehmenden Belichtungsstufen aufgetragen ergaben eine vollkommene Linearität der Empfindlichkeit. Der Bildsensor könnte somit auch für die Messung von Sternhelligkeiten eingesetzt werden.

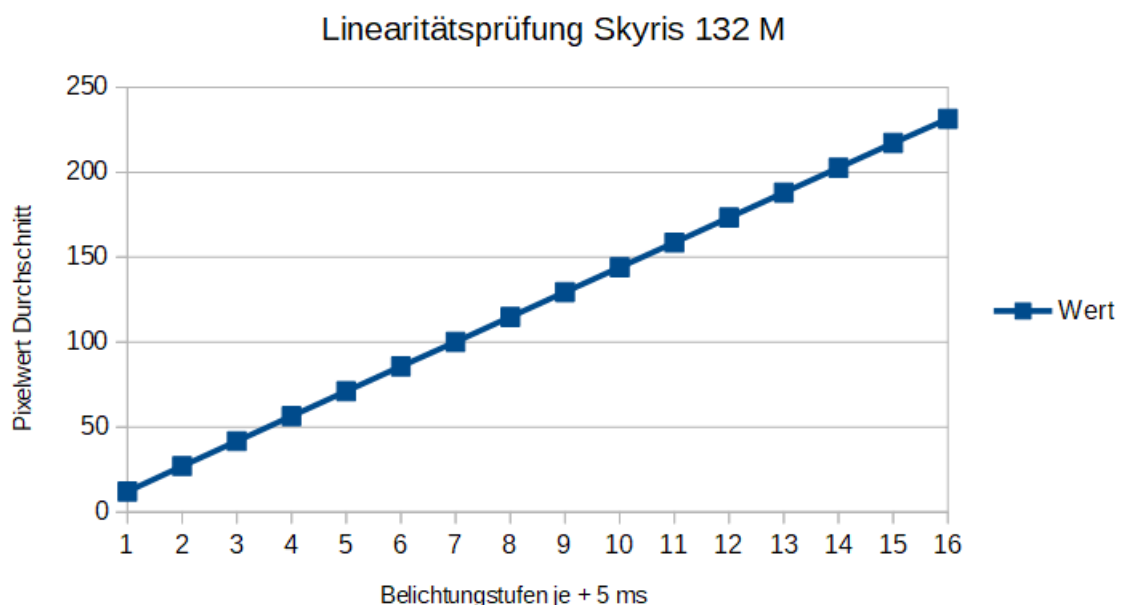


Abbildung 3: Die grafische Darstellung der Linearitätsprüfung

Die wellenlängenabhängige Quanteneffizienz des Sensors wird in in Abbildung 4 wiedergegeben (Quelle: Datenblatt des Bildsensors Aptina AR0132AT).

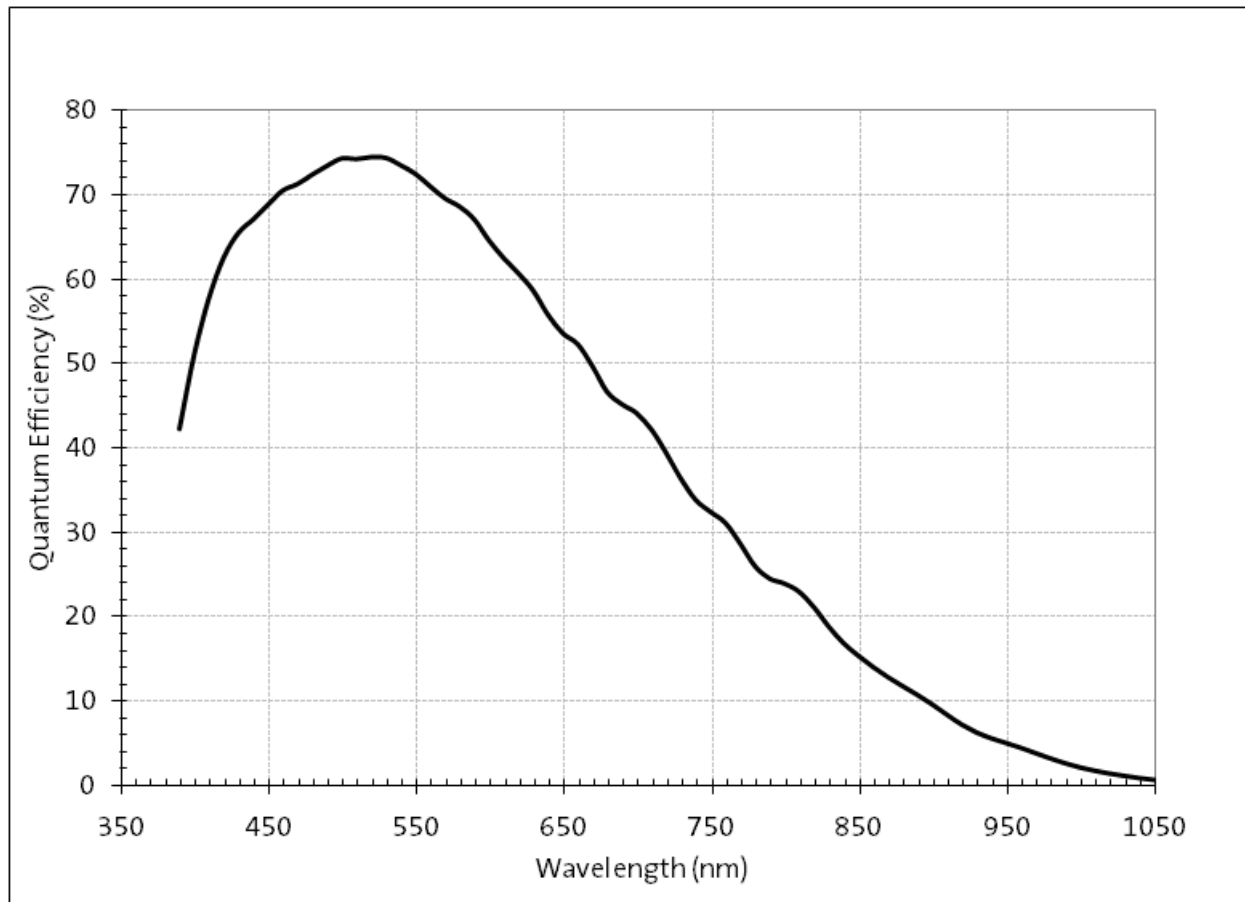


Abbildung 4: Verlauf der Quanteneffizienz des Bildsensors

Sie erreicht bei ca. 500 nm den höchsten Wert. Zusammen mit wellenlängen abhängigen Effizienz des Transmissionsgitters (Angaben hierzu sind mir nicht bekannt) beeinflusst die Änderung der Quanteneffizienz die Intensitätswerte der aufgenommenen Spektren und beeinflusst (bzw. verfälscht) damit die Darstellung des Strahlungskontinuums der aufgenommenen Spektren.

2. Aufnahmetechnik

Der Einsatz einer für Mond- und Planetenaufnahmen konzipierten Kamera legt sowohl bei der Spektroskopie hinsichtlich Aufnahme als auch bei der Bildverarbeitung die Herangehensweise wie bei Planetenaufnahmen nahe. Das bedeutet hinsichtlich der Aufnahme, dass bei jeder Belichtung eine Aufnahmeserie gestartet wird. Für die Einstellung optimaler Belichtungswerte verschiebe ich das Bild des Sterns außerhalb des Bildfeld des Sensors. Bei den Aufnahmen befindet sich sowohl das Spektrum der 0ten Ordnung (also das Abbild des Sterns) als auch das Spektrum der 1. Ordnung wieder auf dem Sensor. Der Abstand zwischen dem Gitter und dem Sensor betrug knapp 50 mm.

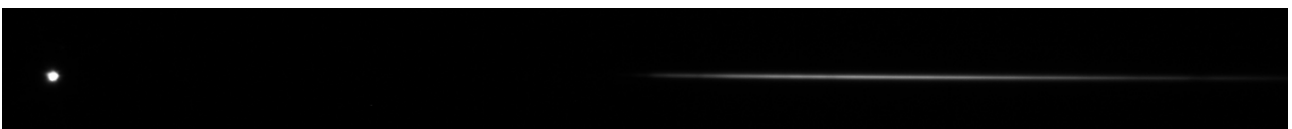


Abbildung 5: Links: Spektrum der 0ten Ordnung, Rechts: Spektrum der 1. Ordnung

Der Treiber der Kamera erlaubt eine Veränderung der Verstärkung zwischen den Werten 32 und 2000. Ich bin bestrebt, zur Begrenzung des Rauschens bei den Aufnahmen den Wert von 300 nicht zu überschreiten.

Im Unterschied zu Planetenaufnahmen, speichere ich die Serien nicht als Video im AVI-Format ab, sondern als Bilder im FITS-Format. Die Zahl der Bilder pro Serie begrenze ich auf 30. Pro Stern nehme ich mindestens 4 Serien mit einem jeweils leichten Versatz (Dithering) zur Mittelung von Fehlern des Bildsensors auf.

3. Bildbearbeitung

Bei der Auswertung nur einer einzelnen Aufnahme macht sich das Rauschen des nicht gekühlten CMOS-Sensors deutlich bemerkbar. Um ein besseres Signal - zu Rausch-Verhältnis (SNR) zu erreichen, werden die Bilder überlagert (gestackt). Dies geschieht mit der Bildbearbeitungssoftware Fitswork⁶⁾ von Hand, da ich mit den sonst so bewährten Stackingprogrammen Autostakkert und Fitswork bei den Spektren keine zuverlässigen Ergebnisse erzielen konnte. 8 Bilder pro Aufnahmeserie mal 4 Serien ergeben 32 verwendete Bilder und ein befriedigendes im Summenbild SNR. Verwendet werden nur Bilder, die keine oder nur geringe Störungen durch das Seeing aufweisen, womit der Minderung des Auflösungsvermögens aufgrund des Seeings entgegengewirkt werden kann. Anders als bei Planetenaufnahmen werden die Summenbilder nicht geschärft.

Auch nach der Überlagerung von 32 Bildern zeigen sich auf dem Sensor noch über das restliche Rauschen hervortretende linienförmige Fehler des Sensors (Abb. 6, verstärkt dargestellt). Dies wirkt sich im Profil der Spektren nicht erkennbar störend aus. Auf den Abzug von Dunkelbildern und des "Himmels" von den Einzelbildern bzw. die Division von Flatfeldaufnahmen habe ich bisher verzichtet.

Die Auswertung unterschiedlicher Bereich der Summenbilder mittels der Bildstatistik in Fitswork lassen keine signifikanten Unterschiede zwischen den einzelnen Bereichen erkennen.



Abbildung 6: Dunkelbild des Summenbildes

Zur Auswertung eines aufgenommenen Spektrums muss das Bild so gedreht werden, dass das Spektrum waagerecht (also in der x-Achse des Bildes) verläuft. Auch dies erfolgt mittels Fitswork. Für die Auswertung mit Visual Spec ist es erforderlich, dass das Spektrum der 1. Ordnung rechts des Spektrums der 0ten Ordnung liegt. Um ein Spektrum anhand eines Vergleichsspektrums mit markanten Linien (i. d. R. die Linien der Balmer-Serie des Wasserstoffes) kalibrieren zu können, verwende ich bei beiden Spektren folgende Vorgehensweise:

Als ersten Schritt schneide ich beispielsweise einen 1100 Pixel breiten Streifen mit dem Spektrum aus dem gestackten Bild, wobei der linke Bildrand durch die Mitte des Sternabbildes verläuft.

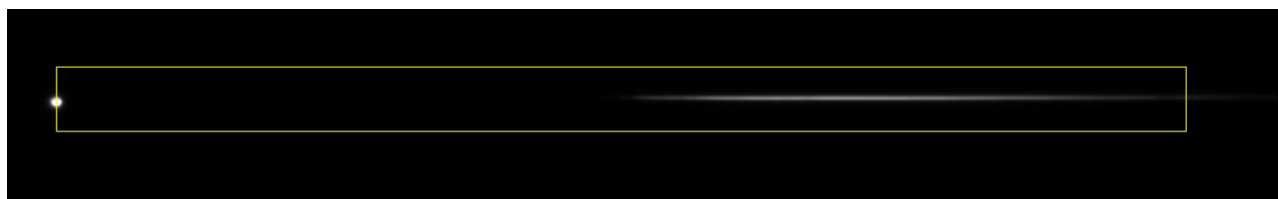


Abbildung 7: Auswahlrechteck durch die Mitte des Sternabbildes

Anschließend schneide ich einen z. B. 600 Pixel breiten Streifen aus dem so gewonnenen Ausschnitt, wobei der rechte Rand des Ausschnittes mit dem rechten Rand des ursprünglichen Ausschnittes zusammenfällt.

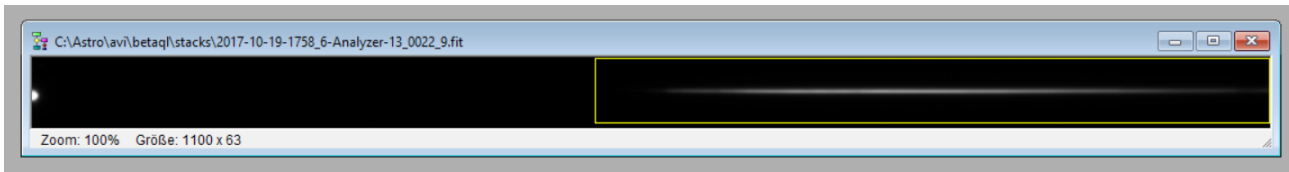


Abbildung 8: Auswahlrechteck zum Ausschneiden des Spektrums der 1. Ordnung

Ich erhalte somit für beide Spektren gleiche Wellenlängen auf Pixeln mit gleichen x-Koordinaten, wodurch die Kalibrierung ermöglicht wird, wenn beide Spektren ohne zwischenzeitliche Veränderung der Konfiguration von Kamera und Gitter aufgenommen werden. Die Fehlerquelle beträgt ± 1 Pixel in der x-Koordinate. Spektren von Sternen der Spektralklasse A lassen sich aufgrund der in darin stark auftretenden Absorptionslinien der Balmerseire des Wasserstoffes ohne ein Referenzspektrum kalibrieren und eignen sich daher gut als Referenzspektren zur Kalibrierung von Spektren anderer Sterne. Es empfiehlt sich daher, bei der Aufnahme von Spektren mit dem Staranalyzer immer einen Stern der Spektralklasse A mit aufzunehmen.

Mit Fitswork lässt sich auch eine Verbreiterung der Spektren darstellen. Die Vorgehensweise ist in der Bedienungsanleitung des Herstellers des Gitters beschrieben (siehe a.a.O.).



Abbildung 9: Spektrum von Alpha Herculis (Ras Algheti) mit der Kamera ASI 224 MC von ZWO

4. Auswertung der Spektren

Die bereits mehrfach erwähnte Software Visual Spec zur Auswertung der Spektren wurde von der französischen Amateurastronomin Valerie Desnoux entwickelt und kann von der Internetseite <http://www.astrosurf.com/vdesnoux/> als Freeware heruntergeladen werden. Visual Spec erfordert, dass Microsoft Visual Basic 6.0 auf dem Rechner installiert ist. Visual Spec wurde für Windows XP entwickelt. Unter Windows 10 sollte es ebenso wie Visual Basic im Kompatibilitätsmodus für Windows XP und mit der Einstellung "als Administrator ausführen" betrieben werden. Auf der vorgenannten Internetseite werden auch ein Benutzerhandbuch sowie Tutorials angeboten. Eine deutschsprachige Anleitung hat Urs Flükiger als PDF-Datei veröffentlicht⁷⁾. Die von mir mit Fitswork bewerkstelligte Bildbearbeitung erfolgt in dieser Anleitung mit der Software IRIS von Christian Buil.⁸⁾

Visual Spec ist in seinen grundlegenden Funktionen leicht zu erlernen, reagiert aber bei Fehlern mit einem Programmabsturz. Dieser tritt bei mir regelmäßig auf, wenn ich ein Profil mit einem Tiefpassfilter glätten möchte.

Christian Buil stellt eine eigene Software zur Datenreduktion von Spektren zur Verfügung.⁹⁾ In dieses Programm sind Verfahrensschritte zur vorbereitenden Bildbearbeitung integriert (Abzug von Offset, Dark, Flat, Ausrichten des Spektrums) und es bietet Modi für verschiedene Spektrographen,

darunter auch für den Star Analyzer. Es kann mehrere Bilder in Stapelverarbeitung behandeln, was bei spaltlosen Spektrografen voraussetzt, dass die Spektren ohne Versatz aufgenommen wurden.

Käuflich erworben werden muss das Programm rspec.¹⁰⁾

Im Internet stehen darüber hinaus die Software MIDAS der Europäischen Südsternwarte (ESO) sowie die Software IRAF des National Optical Astronomy Observatory (NOAO) zur Verfügung. Beide für den professionellen Einsatz konzipierten Programme sind für LINUX- Betriebssysteme entwickelt. Die Fachgruppe Spektroskopie der Vereinigung der Sternfreunde stellt auf ihrer Internetseite ein Paket mit MIDAS und der LINUX-Variante FEDORA sowie eine Einführung unter dem Menüpunkt Werkzeuge zum Download¹¹⁾ bereit. Dieses Paket läuft mittels einer Virtuellen Maschine wie z. B. VMware Player auch auf Windows-Rechnern. MIDAS ist kommandozeilenbasiert und erfordert eine entsprechende Einarbeitung. Es ist sicher keine Empfehlung für Anfänger und Gelegenheits-Spektroskopiker.

Für das IRAF-Projekt besteht eine eigene Internetseite¹²⁾

Bei der Auswertung beschränke ich mich auf das Kalibrieren der Spektren bezüglich der Wellenlänge. Auf das Extrahieren eines Geräteprofils anhand eines synthetischen Musterspektrums, um damit die Intensitätskurve der Spektren berichtigen zu können, verzichte ich. Das hat schlicht und einfach den Grund, dass ich damit bisher keine konsistenten Ergebnisse erzielen konnte. Meiner Vorstellung zu Folge sollten Geräteprofile, die mittels Spektren von Sternen unterschiedlicher Spektralklasse gewonnen werden, weitgehend identisch sein - was bisher nicht der Fall war.

5. Ergebnisse

Die bisher von mir aufgenommenen und ausgewerteten Spektren, respektive der mit Visual Spec gewonnenen Profile, stelle ich im Folgenden geordnet nach den Spektralklassen der Sterne dar.

5.1 Spektralklasse O

Noch kein Spektrum vorhanden.

5.2 Spektralklasse B

	γ Cassiopeiae	P Cygni	γ Pegasi (Algenib)
Spektralklasse:	B0.5eIV	B1Ia	B2IV
scheinbare Helligkeit:	1,6 – 3 mag	4,82 mag	2,84 mag
absolute Helligkeit:	-3,98 mag	-7,9 mag	-2,64 mag
Masse:	17 $M_{\odot}$	30 $M_{\odot}$	8,9 $M_{\odot}$
Radius:	10 $R_{\odot}$	76 $R_{\odot}$	4,8 $R_{\odot}$
Oberflächentemperatur:	25.000 K	18.700 K	21.000 K
Leuchtkraft:	34.000 $L_{\odot}$	610.000 $L_{\odot}$	5.840 $L_{\odot}$
Entfernung:	550 LJ	5.000 LJ	390 LJ

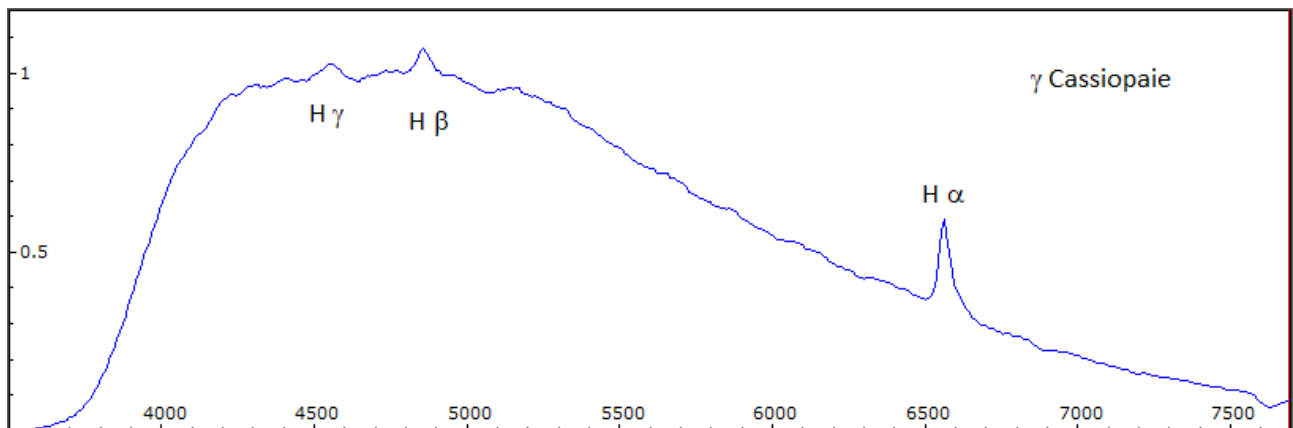


Abbildung 10: Spektralprofil von γ Cassiopeiae

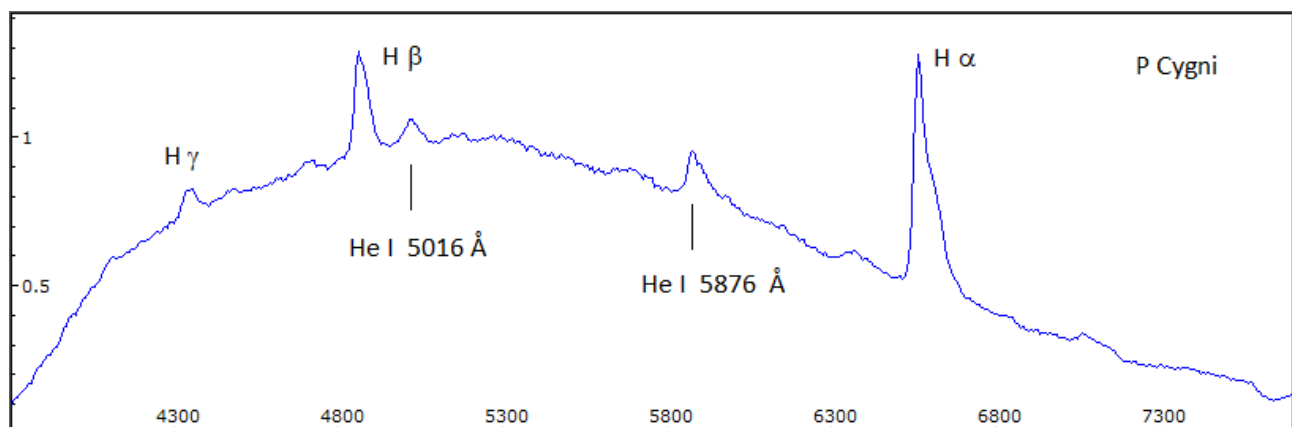
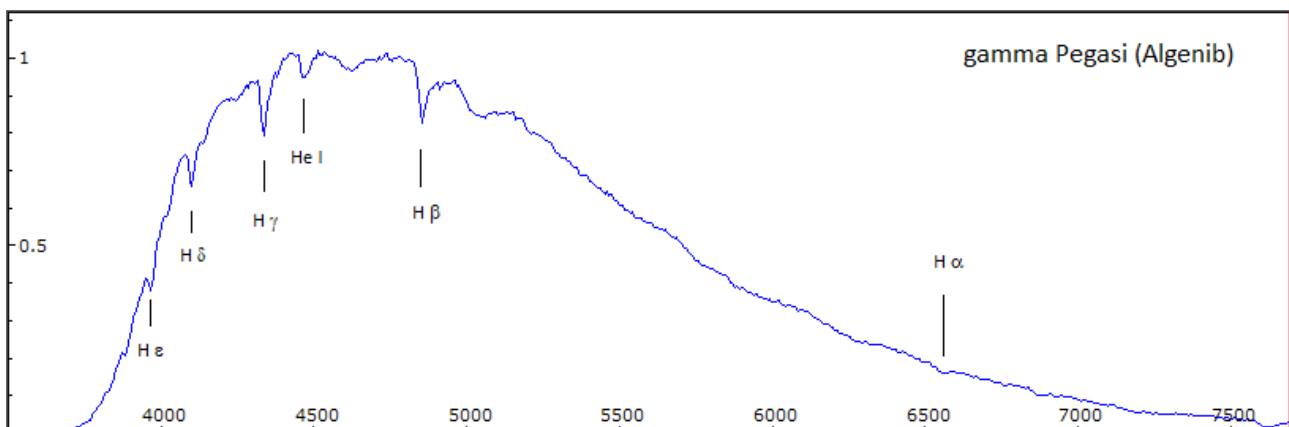


Abbildung 11: Spektralprofil von P Cygni

Die Spektren von γ Cassiopeiae und P Cygni weisen Emissionslinien auf, die über das Kontinuum hinausragen. Während γ Cassiopeiae von einer mitrotierenden Scheibe aus Gas umgeben ist, geht von P Cygni ein starker Sternwind aus. Das starke UV-Licht beider Sterne ionisiert das Gas der Scheibe bzw. des Sternwindes, die bei der Rekombination abgestrahlten Photonen machen sich als Emissionslinien bemerkbar. Bei P Cygni sind Emissionslinien nicht nur in den Wellenlängen der Balmerreihe zu erkennen, sondern auch für zwei Wellenlängen des neutralen Heliums (He I). Die Geschwindigkeit des Sternwindes von P Cygni führt wegen des Dopplereffektes zudem zu einer Blauverschiebung der normalen Absorptionslinien, die so stark ist, dass sich diese Linien als "Trog" im Kontinuum vor (d. h. zu kürzeren Wellenlängen hin verschoben) der jeweiligen Emissionslinie bemerkbar machen. Dieser Effekt ist jedoch mit dem Star Analyzer 100 nicht nachweisbar. Die ebenfalls durch die Blauverschiebung der Absorptionslinie bedingte steilere Flanke auf der "blauen" Flanke der Emissionslinien ist jedoch erkennbar. P Cygni ist der Namensgeber für diese Art von Profilen, die bei Sternen mit schnellen Sternwinden vorkommen. P Cygni ist überdies als heisser Überriese einer der absolut hellsten Sterne der Milchstraße, man beachte die angegebene Leuchtkraft im Verhältnis zur Sonnenleuchtkraft von über 600.000!



Bei γ Pegasi haben wir es ebenso wie bei γ Cassiopeiae mit Leuchtkraftklasse IV und somit um einen Unterriesen zu tun, dessen Wasserstoffvorrat im Kern erschöpft ist und der sich bereits von der Hauptreihe weg entwickelt. Im Profil des Spektrums von γ Pegasi sind die Absorptionslinien der Balmerreihe des Wasserstoffes eindeutig zu erkennen, die Linie bei H α ist jedoch nur schwach ausgeprägt. Zudem zeigt sich zwischen den Linien von H γ und H β eine deutliche Linie, die im mit Hilfe eines Vergleichsspektrums¹³⁾ dem neutralen Helium zugeordnet werden kann (Linien bei 4471.479 Å und 4471.68 Å). Zudem werden im Bereich zwischen 4200 Å und 5200 Å weitere breite Vertiefungen erkennbar. Nach dem Handbuch der Sternfreunde¹⁴⁾ kommen in der Spektralklasse B noch das einfach ionisierte Magnesium (Mg II), der einfach ionisierte Sauerstoff (O II) sowie das einfach und zweifach ionisierte Silizium (Si II

bzw. Si III) vor. Weder mit Spektren aus dem Bonner Spektralatlas, Band I + II¹⁵⁾, noch aus Kahler, Sterne und Ihre Spektren¹⁶⁾, konnte ich jedoch die weiteren erkennbaren Linien mit den genannten Elementen bzw. deren Ionen in eine befriedigende Übereinstimmung bringen.

In der Tabelle zu Anfang dieses Unterabschnittes fällt auf, dass die für P Cygni angegebene Temperatur geringer ist als die von Algenib, obwohl Algenib eine spätere Unterklasse aufweist. Doch die Klassifizierung erfolgt nicht nach der Temperatur, sondern nach der Stärke bestimmter Absorptionslinien bzw. deren Verhältnis zueinander. Die verschiedenen Druckverhältnisse zwischen den Leuchtkraftklassen lassen z. B. Verhältnisse zwischen Ionen und neutralen Elementen bei höheren Leuchtkraftklassen bereits bei geringeren Temperaturen auftreten. Bei geringeren Temperaturen werden zwar weniger Atome ionisiert, die geringeren Druckverhältnisse bei Riesensternen erschweren aber die Rekombination, so dass die Atome wesentlich länger im ionisierten Zustand verbleiben.

5.3 Spektralklasse A

	α Lyrae (Wega)	α Coronae borealis (Gemma)	α Aquilae (Atair)	α Pegasi (Markab)
Spektralklasse:	A0V	A0V/G0V	A7V	A0IV (B9.5 III)
scheinbare Helligkeit:	+0,026 mag	+2,32 mag	+0,76 mag	+2,48 mag
absolute Helligkeit:	+0,582 mag	+0,16/+5,05mag	+2,22 mag	-0,6 mag*
Masse:	2,135 $M_{\odot}$	2,58/0,92 $M_{\odot}$	1,79 $M_{\odot}$	? $M_{\odot}$
Radius:	2,362 $R_{\odot}$	2,89/0,90 $R_{\odot}$	1.63/2,03 $R_{\odot}$	4,72 $R_{\odot}$
Oberflächentemperatur:	9600 K	9700/5800 K	6900/8500 K	9760 K
Leuchtkraft:	40,12 $L_{\odot}$	74,0/0,81 $L_{\odot}$	10,6 $L_{\odot}$	? $L_{\odot}$
Entfernung:	25 LJ	75 LJ	16,73 LJ	133 LJ

* Schätzung, Quelle: Deutsches Wikipedia

Unter den bisher von mir aufgenommenen Spektren befindet sich auch ein Spektrum von der als "Einsteigerstern" empfohlenen Wega. Bei Wega, Gemma und Atair handelt es sich um Hauptreihensterne (Zwerge). Gemma besitzt einen Begleiter der Spektralklasse G0V, einen der Sonne sehr ähnlichen Stern. Aufgrund dessen im Vergleich zur Hauptkomponente sehr geringen Leuchtkraft werden sich Signaturen des Begleiters nicht im aufgenommenen Spektrum bemerkbar machen können. Atair zeigt eine Besonderheit darin, dass er aufgrund seiner schnellen Rotation stark abgeplattet ist, was sich in der unterschiedlichen Angabe der Radien (polar/äquatorial) widerspiegelt. Die Abplattung führt zudem zu einer unterschiedlichen Oberflächentemperatur (kühler am Äquator/heisser an den Polen). Spärlicher und auch unterschiedlich sind die Angaben zu Markab, der entweder als A0 Unterriese oder als B9.5 Riese ausgewiesen wird, und für den zudem keine Angaben zur Masse und zur Leuchtkraft verfügbar sind, weshalb ich verzichte, ihn in das nebenstehendem Hertzsprung-Russel-Diagramm einzutragen (die absolute Helligkeit ist nur eine Schätzung).

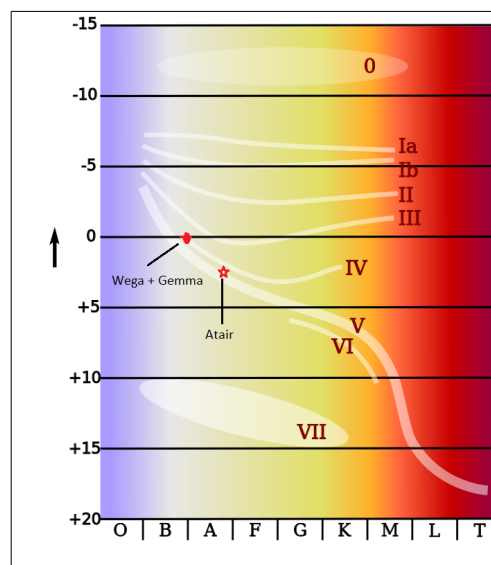


Abbildung 14: Quelle: Wiki Commons, Public Domain

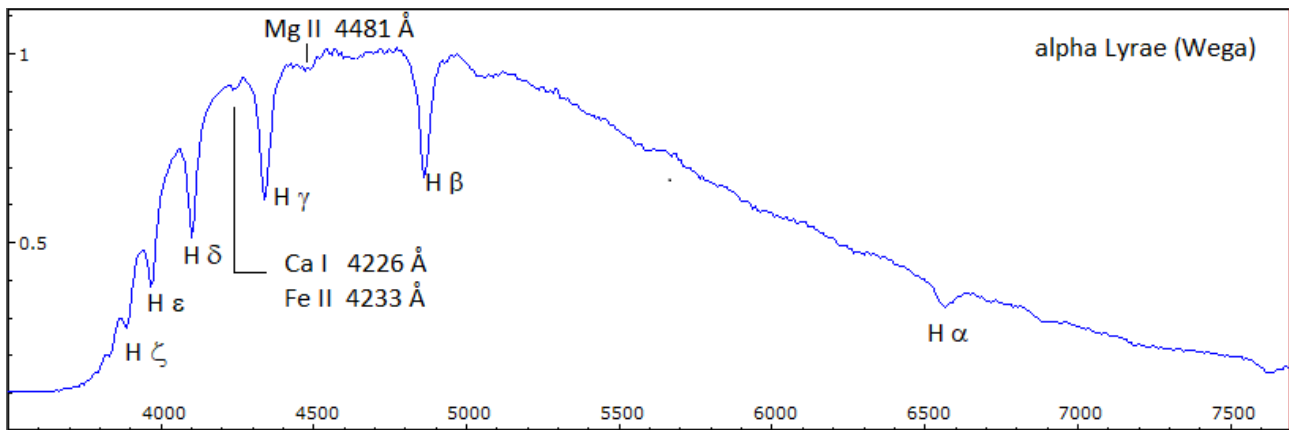


Abbildung 15: Spektralprofil Wega

Beim Vergleich des Profils von Wega mit dem Profil des B II - Sterns Algenib fallen zwei Dinge ins Auge: Die Linien der Balmer-Serie des Wasserstoffes sind ausgeprägter und die ausgeprägte Linie des neutralen Heliums fehlt. Unter Zuhilfenahme von Spektren aus dem Bonner Spektralatlas, Band I, sowie Kahler, Sterne und Ihre Spektren, konnte noch die in Abbildung 15 eingetragenen Zuordnungen treffen.

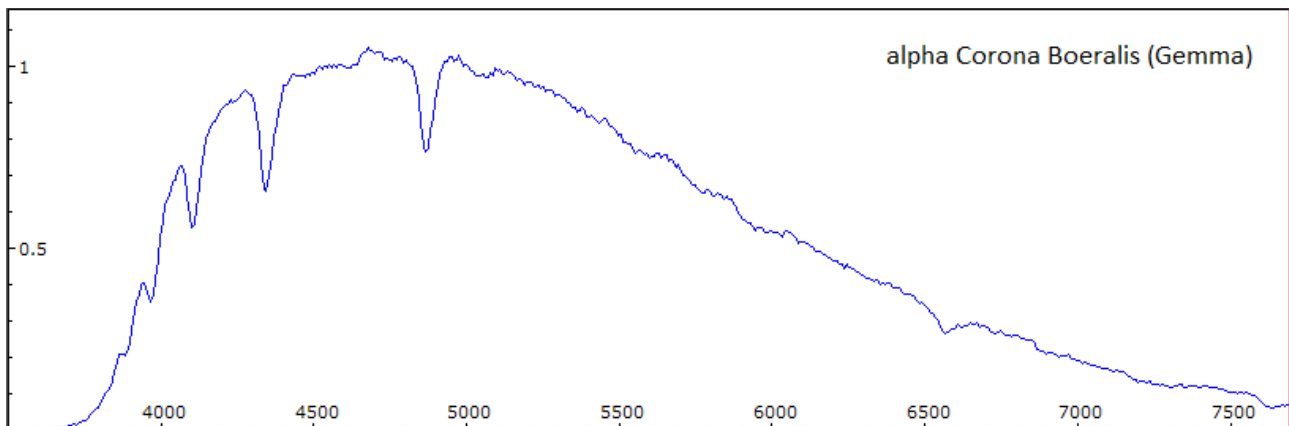


Abbildung 16: Spektralprofil Gemma

Das Profil von Gemma zeigt große Ähnlichkeit mit dem Profil von Wega, was aufgrund der gleichen Spektralklasse auch zu erwarten ist. Gegenüber dem Profil von Algenib zeigen die Profile der beiden A 0 Sterne eine leichte Verschiebung des Intensitätsmaximums in den Bereich zwischen 4500 Å und 5000 Å. Im nachfolgenden Profil von Atair wird das Intensitätsmaximum bei 4900 Å besonders deutlich. Dabei sei darauf hingewiesen, dass diese Intensitätsmaxima aufgrund der nicht korrigierten Instrumentenempfindlichkeit (Instrumental Response) nicht die tatsächlichen Intensitätsmaxima sind.

Eine Besonderheit im Profil von Atair (Abbildung 17) zeigt bei der H α - Linie, die anstelle des Minimums bei 6563 Å einen leichten Zacken aufweist. Es wäre in weiteren Beobachtungen, vor allem mit Instrumenten höherer Auflösungen, zu klären, ob es sich hier um eine reale Erscheinung handelt.

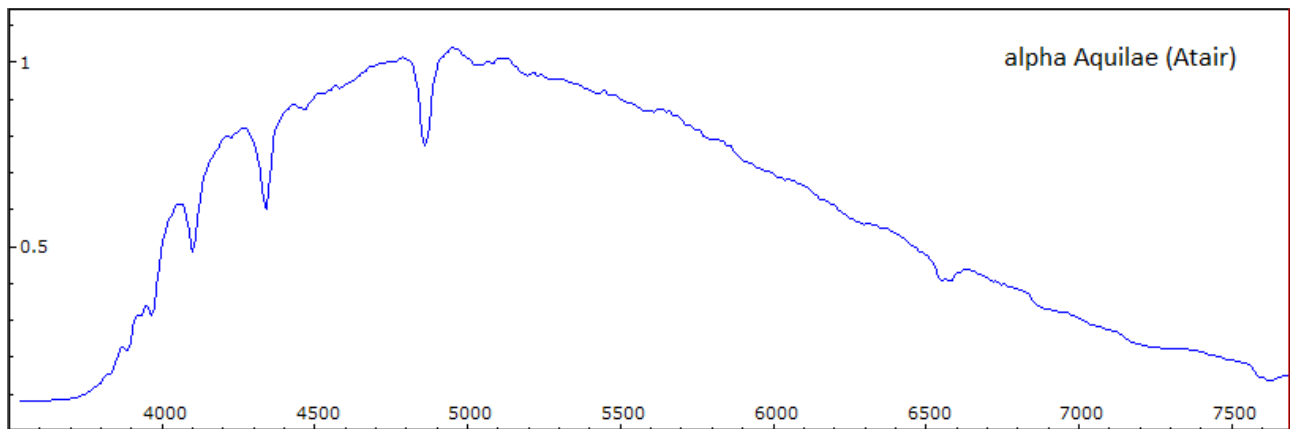


Abbildung 17: Spektralprofil Atair

Eigenartigerweise zeigt das Profil von Markab vergleichsweise hohe Intensität im Bereich bei 4000 Å, mehr als der B 2 Stern Algenib. Weitere Beobachtungen wären notwendig, um einen instrumentellen Fehler auszuschließen bzw. festzustellen.

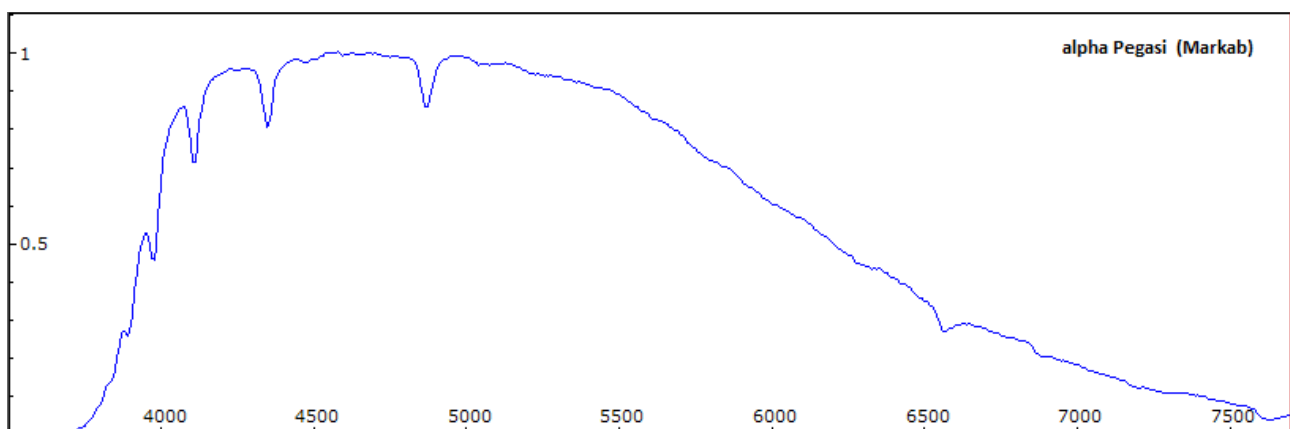


Abbildung 18: Spektralprofil Markab

5.4 Spektralklasse F

	γ Cygni (Sadr)	δ Aquilae
Spektralklasse:	F8Iab	F0IV + K
scheinbare Helligkeit:	+2,23 mag	+3,365 mag
absolute Helligkeit:	-4,54 mag	+2,46 mag
Masse:	12 $M_{\odot}$	1,65/0,67 $M_{\odot}$
Radius:	150 $\pm$ 80 $R_{\odot}$	2,4/0,61 $R_{\odot}$
Oberflächentemperatur:	5800 K	7000/? K
Leuchtkraft:	33.000 $L_{\odot}$	6,8 – 7,9var/? $L_{\odot}$
Entfernung:	1800 LJ	50 LJ

Der Stern δ Aquilae ist ein F 0 Unterriese mit veränderlicher Leuchtkraft, bei dem ein K-Stern als Begleiter vermutet wird. Absolute Helligkeit und Oberflächentemperatur sind ähnlich den Werten seines Nachbarsternes Atair (A7V); eine Überlagerung der Profile der beiden Sterne zeigt eine sehr große Ähnlichkeit. Lediglich die Absorptionslinien der Balmer Serie nehmen in ihrer Intensität zu den kürzeren Wellenlängen hin deutlich ab.

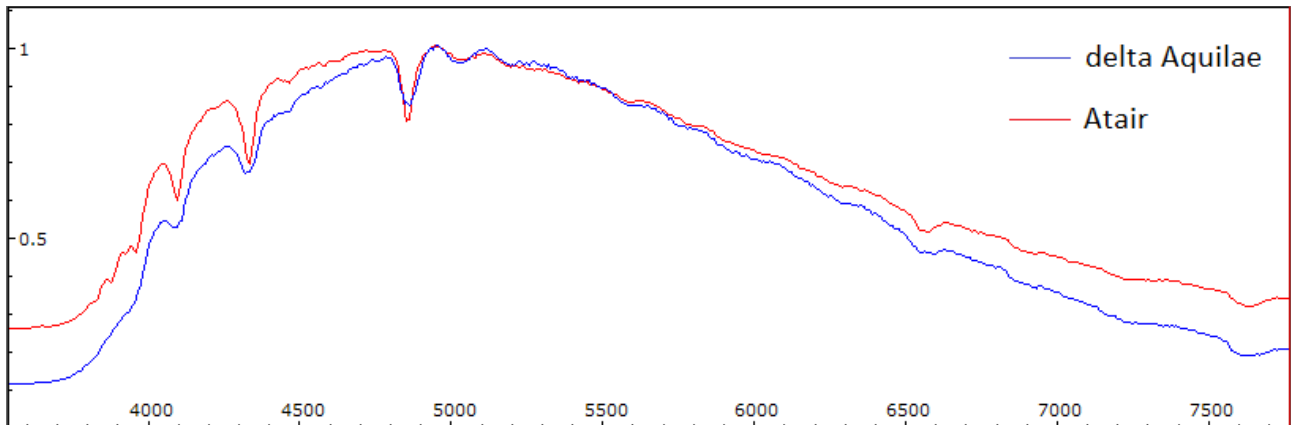


Abbildung 19: Die Spektralprofile von δ Aquilae (blau) und Atair (rot)

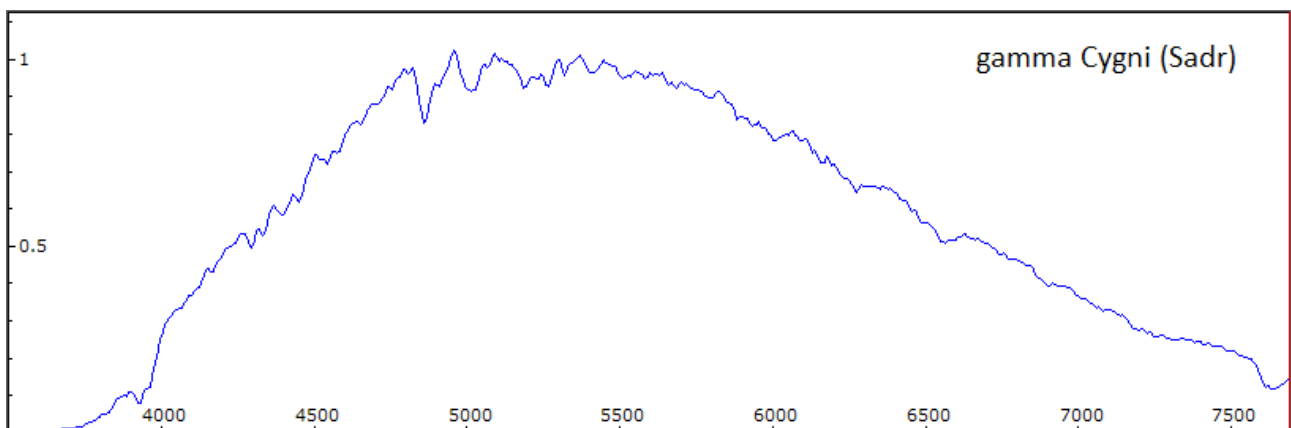


Abbildung 20: Spektralprofil von Sadr

Bei Sadr handelt es sich um einen Überriesen am späten Ende der Spektralklasse F. Von den Absorptionslinien der Balmer Serie sind nur noch die $H\alpha$ - und die $H\beta$ -Linie zu erkennen. Des Weiteren zeigen sich zahlreiche mehr oder weniger ausgeprägte Absorptionslinien anderer Elemente. Der Versuch einer Zuordnung gerät mehr und mehr zu einem "heiteren Elementaraten" mit ungewissem Ausgang, wenn mir die Anspielung auf ein beliebtes Fernsehquiz aus meiner Jugendzeit erlaubt ist. Sichtbar gegenüber Atair und δ Aquilae ist die Verschiebung des Intensitätsmaximums von Sadr zu längeren Wellenlängen hin.

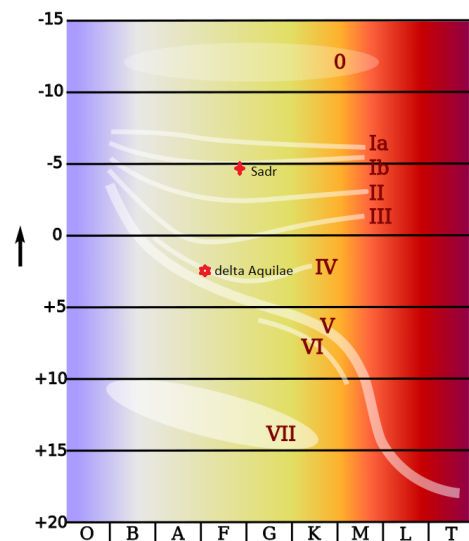


Abbildung 21: Quelle: Wiki Commons, Public Domain

5.5 Spektralklasse G

	η Boötis (Mufrid)	η Pegasi (Matar)	α 1 Capricorni (Prima Giedi)	α 2 Capricorni (Algedi)	β Aquilae (Alshain)
Spektralklasse:	G0IV	G2II+F0V	G3Ib	G8.5III-IV	G9.5IV
scheinbare Helligkeit:	2,68 mag	2,95 mag	4,27 mag	3,57 mag	3,87 mag
absolute Helligkeit:	2,41 mag	-1,18 mag	-1,9 mag	0,98 mag	3,03 mag
Masse:	1,71 $M_{\odot}$	3,82 $M_{\odot}$	5,3 $M_{\odot}$	2,05 $M_{\odot}$	1,26 $M_{\odot}$
Radius:	2,67 $R_{\odot}$	18 $R_{\odot}$	130 $R_{\odot}$	8,4 $R_{\odot}$	3,28 $R_{\odot}$
Oberflächentemperatur:	6.100 K	5.450 K	5.300 K	5.030 K	5.100 K
Leuchtkraft:	8,89 $L_{\odot}$	247 $L_{\odot}$	1.047 $L_{\odot}$	40 $L_{\odot}$	6 $L_{\odot}$
Entfernung:	37 LJ	167 LJ	570 Lj	105 LJ	45 LJ

Unter den fünf Vertretern der Spektralklasse G befinden sich zwei Unterriesen (Mufrid und Alshain), der Riese Algedi, der helle Riese Matar sowie der Überriese Prima Giedi. Algedi und Prima Giedi bilden den optischen Doppelstern α Capricorni. Matar hat einen Hauptreihenstern der Spektralklasse F0 als Begleiter. Über dessen Leuchtkraft habe ich keine Angaben gefunden, sie dürfte jedoch noch deutlich unter der Leuchtkraft des Unterriesen δ Aquilae und damit in der Größenordnung um einen Faktor 10^2 unter der Leuchtkraft der Hauptkomponente liegen. Signaturen des Begleiters dürften im Spektrum nicht zu erkennen sein. Es fällt auf, dass sowohl der leuchtkräftige Riese Matar als auch der Überriese im nebenstehenden Hertzsprung-Russel-Diagramm die Linie der jeweiligen Zustandskasse verfehlen.

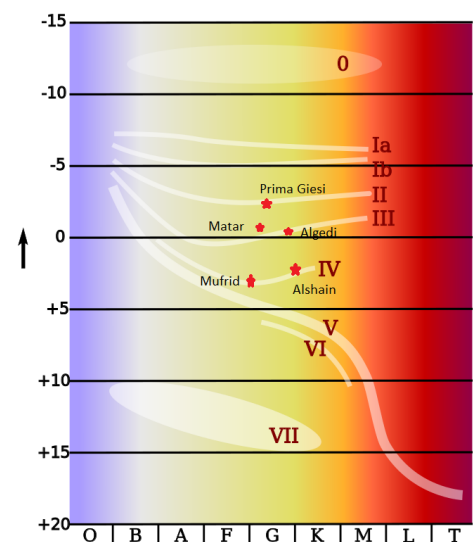


Abbildung 22: Quelle: Wiki Commons, Public Domain

Für die Darstellung der Spektren der G-Sterne habe mittels der Funktion "Stack and Shift" von Visual Spec die Profile mehrerer Spektren überlagert.

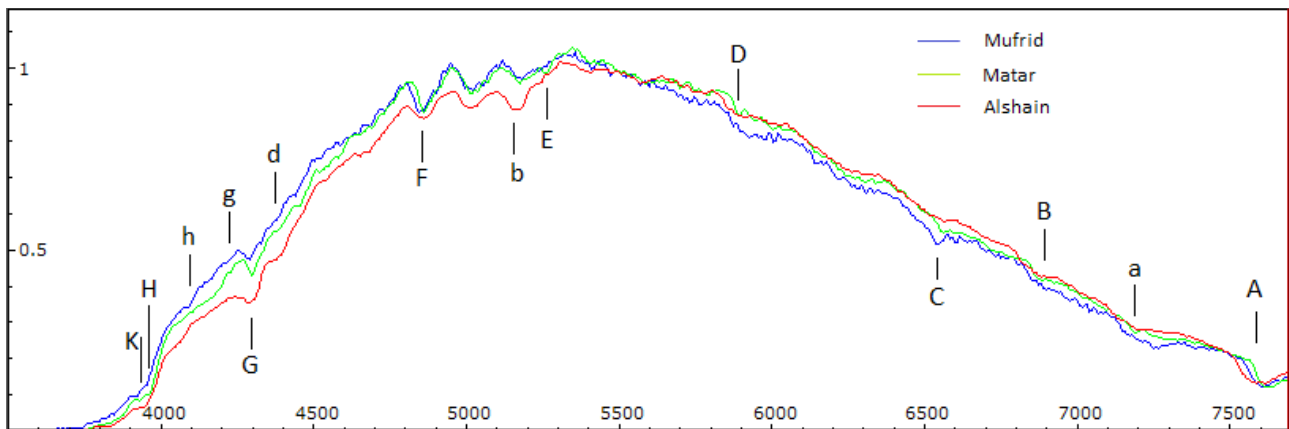


Abbildung 23: Spektralprofile der Sterne Mufrid, Matar und Alshain

Obwohl im Falle von Mufrid und Alshain die Spektralprofile von Sternen überlagert sind, die sich am kurzwelligeren (Mufrid) bzw. am längerwelligeren (Alshain) Ende der Spektralklasse G befinden, zeigt sich hinsichtlich der Intensitätsverteilung im Kontinuum kaum eine Änderung. Da die Sonne ebenfalls ein Stern der Spektralklasse G ist, habe ich in dieser Graphik die Lage der Fraunhoferlinien des Sonnenspektrums angegeben.

Name	λ in Å	Herkunft
A	7594	irdischer Sauerstoff
a	7165	irdischer Wasserdampf
B	6867	irdischer Sauerstoff
C	6563	H α
D	5890, 5896	neutrales Natrium (Na I)
E	5270	neutrales Eisen (Fe I)
b	5167, 5173, 5184	neutrales Magnesium (Mg I)
F	4861	H β
d	4384	neutrales Eisen (Fe I)
G	4300	CH-Molekül
g	4227	neutrales Kalzium (Ca I)
h	4102	H δ
H	3968	ionisiertes Kalzium (Ca II)
K	3934	ionisiertes Kalzium (Ca II)

Festzustellen ist, dass im Vergleich zu Mufrid bereits bei Matar die H α - Linie schwächer ausfällt. Bei Alshain ist diese nicht mehr nachzuweisen, und auch die H β - Linie fällt schwächer aus. Zudem zeigen eine Reihe von Absorptionslinien Übereinstimmungen mit den Fraunhoferlinien, wobei sich die Linien des einfach ionisierten Kalziums H und K nur noch als Plateau nach einem steilen Abfall des Kontinuum zeigen.

Reizvoll war die Aufnahme der beiden Komponenten des Doppelsternes α Capricorni, die beide der Spektralklasse G angehören. Deren Spektralprofile sind in nachfolgender Graphik dargestellt. Auch bei den Spektralprofilen von Prima Giedi und Algedi zeigt sich das Verschwinden der H α - Linie und die Abschwächung der H β - Linie beim kühleren Stern Algedi. Bei Algedi ist auch die Bande des CH-Moleküls bei 4300 Å schwächer.

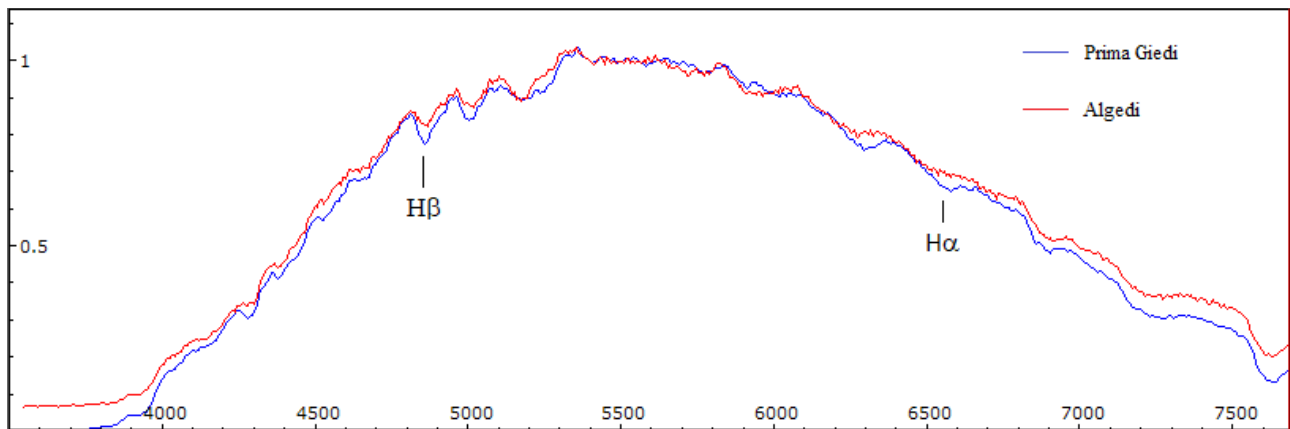


Abbildung 24: Spektralprofil der Sterne Prima Giedi und Algedi

5.6 Spektralklasse K

	α Boötis (Arktur)	β Cygni A (Albireo)	γ Aquilae (Tarazed)
Spektralklasse:	K0III	K2II+B8p	K3II
scheinbare Helligkeit:	-0,05 mag	3,18/5,82 mag	2,71 mag
absolute Helligkeit:	-0,30 mag	-2,45/-0,25 mag	-3,38 mag
Masse:	1,08 $M_{\odot}$	14,52/3,84 $M_{\odot}$	5,66 $M_{\odot}$
Radius:	25,4 $R_{\odot}$	69/? $R_{\odot}$	95 $R_{\odot}$
Oberflächentemperatur:	4.280 K	4.270/12.000 K	4.210 K
Leuchtkraft:	170 $L_{\odot}$	1.200/950 $L_{\odot}$	2.530 $L_{\odot}$
Entfernung:	36,7 LJ	430 LJ	395 Lj

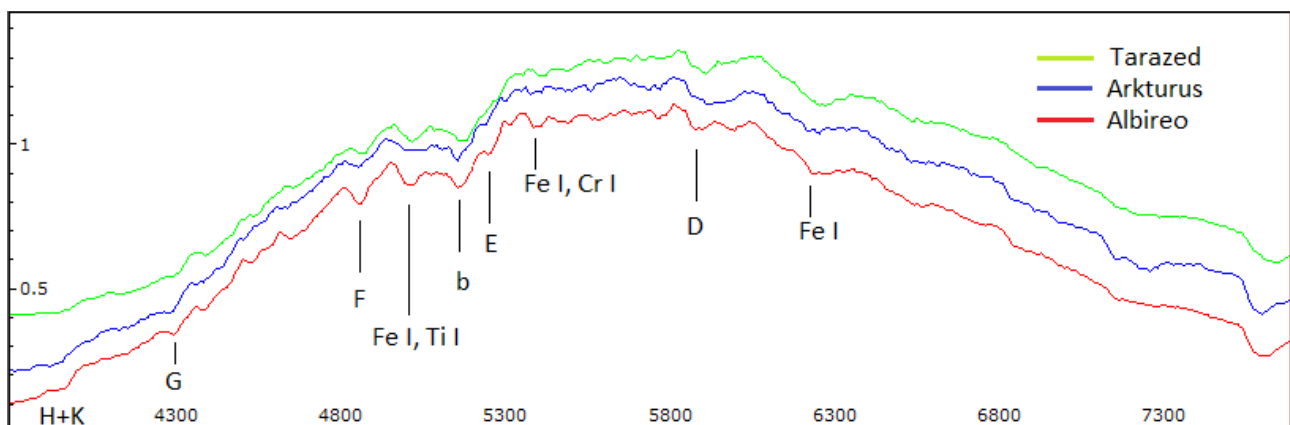


Abbildung 25: Die Spektralprofile von Arktur, Albireo und Tarazed. Bei der Überlagerung wurden die Profile um jeweils 0,1 in der Y-Achse versetzt.

Die Spektralprofile von Arktur, Albireo und Tarazed weisen einen sehr ähnlichen Verlauf auf. Die Skala der Darstellung beginnt, abweichend von den bisherigen Darstellungen, erst bei 3.800 Å, da den Profilen bei kürzeren Wellenlängen keine Information mehr zu entnehmen ist. Die Strahlungsleistung in diesem Spektralbereich ist für das eingesetzte Instrumentarium bereits zu schwach. Bei dem in der Tabelle angegebenen Begleiter von Albireo handelt es sich nicht um den im Teleskop sichtbaren blauen Begleiter, sondern um einen engen Begleiter der Komponente A, der aus dem Spektrum dieser Komponente abgeleitet wird.

In der Grafik eingetragen sind wieder Fraunhofer-Linien, soweit sich eine Linie erkennen lässt. Zwischen den Linien E und F zeigt sich ein Einbruch im Kontinuum, möglicherweise aufgrund zahlreicher, im einzelnen nicht auflösbarer Absorptionslinien. Zwischen den Linien b und F lässt sich ein Absorptionsbereich erkennen, in denen nach dem Bonner Spektralatlas, Band II, Linien von nicht ionisiertem Eisen und Titan vorkommen. Zwischen 5370 und 5410 Å sind nach gleicher Quelle Linien von Eisen und Chrom zu erwarten. Nach der Funktion "Elements" von Visual Spec finden sich im Bereich zwischen 6620 und 6270 Å zahlreiche Eisenlinien.

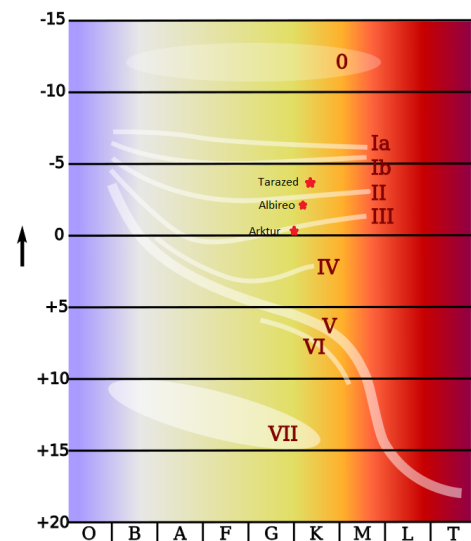


Abbildung 26: Quelle: Wiki Commons, Public Domain

5.7 Spektralklasse M

	γ Sagittae	β Pegasi (Scheat)	α Herculis Ras Alghedi A Ba/Bb	
Spektralklasse:	M0III	M2.5II-III	M5Ib-II	G8III/A9IV-V
scheinbare Helligkeit:	3,47 mag	2.42 mag	3,35 mag	5,32 mag
absolute Helligkeit:	-1,11 mag	-1.41 mag	-2,3 mag	1,8/2,8 mag
Masse:	1,37 $M_{\odot}$	2.1 $M_{\odot}$	2.2 – 3.2 $M_{\odot}$	2,5 / 2,0 $M_{\odot}$
Radius:	55,1 $R_{\odot}$	95 $R_{\odot}$	ca. 400 $R_{\odot}$	?
Oberflächentemperatur:	3.860 K	3.680 K	3.150-3.360 K	4.900/9.350 K
Leuchtkraft:	560 $L_{\odot}$	1.500 $L_{\odot}$	7.240-9.330 $L_{\odot}$	126/26 $L_{\odot}$
Entfernung:	258 LJ	196 LJ	196 LJ	360 LJ

Der spektakulärste der drei von mir bisher untersuchten M-Sterne ist sicherlich Ras Alghedi. Zum einen hat er einen Begleiter, der wiederum ein Doppelstern ist, der jedoch aufgrund der im Vergleich zu Ras Alghedi geringen Leuchtkraft wohl keine Signatur in den Spektren hinterlassen dürfte. Zum anderen beeindrucken seine physikalischen Daten. Es handelt sich um einen Stern auf dem Asymptotischen Riesenast. In seinem Kern findet bereits Heliumfusion statt, zugleich das Wasserstoffbrennen in der Schale. Sterne dieser Art weisen einen hohen Massenverlust aufgrund starker Sternwinde auf und eine geringe Dichte auf, welche die Bestimmung der physikalischen

Daten sehr unsicher machen. Der Radius von ungefähr 400 Sonnenradien reicht über die Marsbahn hinaus und führt zu einer enorm großen Oberfläche, die trotz der geringen Temperatur zu einer Leuchtkraft führt, welche die Leuchtkraft der Sonne um nahezu das Zehntausendfache übersteigt.

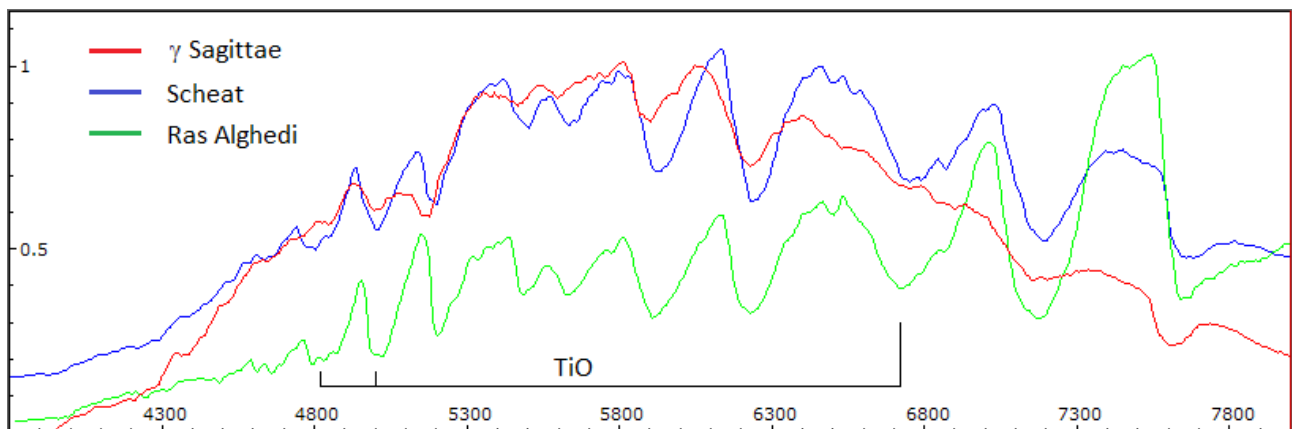


Abbildung 27: Spektralprofile von gamma Sagittae, Scheat und Ras Alghedi

Der Vergleich mit den Spektralprofilen von γ Sagittae und Scheat zeigt, wie rasch sich das Strahlungsmaximum bei späteren M-Sternen bei einer Temperaturänderung von nur wenigen 100 Grad ins Infrarote verschiebt. Kühlere Temperaturen begünstigen das Vorhandensein von Molekülen, die bei höheren Temperaturen zerstört werden. Dementsprechend nehmen die Absorptionsbanden der Moleküle zu niedrigeren Temperaturen hin zu. Der Literatur gemäß sind die Banden von Titanoxid (TiO) sehr stark. Banden, in denen die Minima mit TiO-Wellenlängen, die mit Visual Spec ermittelt wurden, übereinstimmen, sind in Abbildung 27 eingetragen. Bei anderen Banden liegen die angegebenen Wellenlängen von TiO knapp beiderseits der Minima.

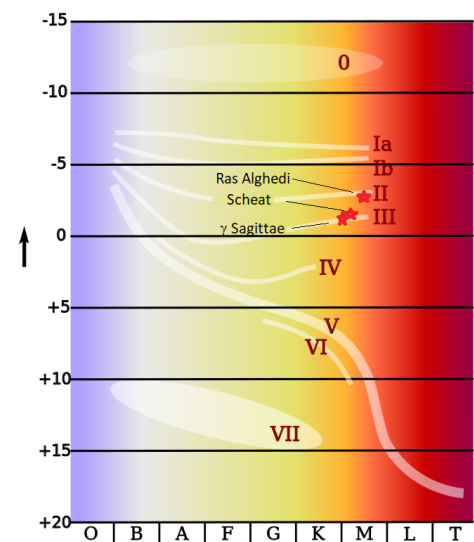
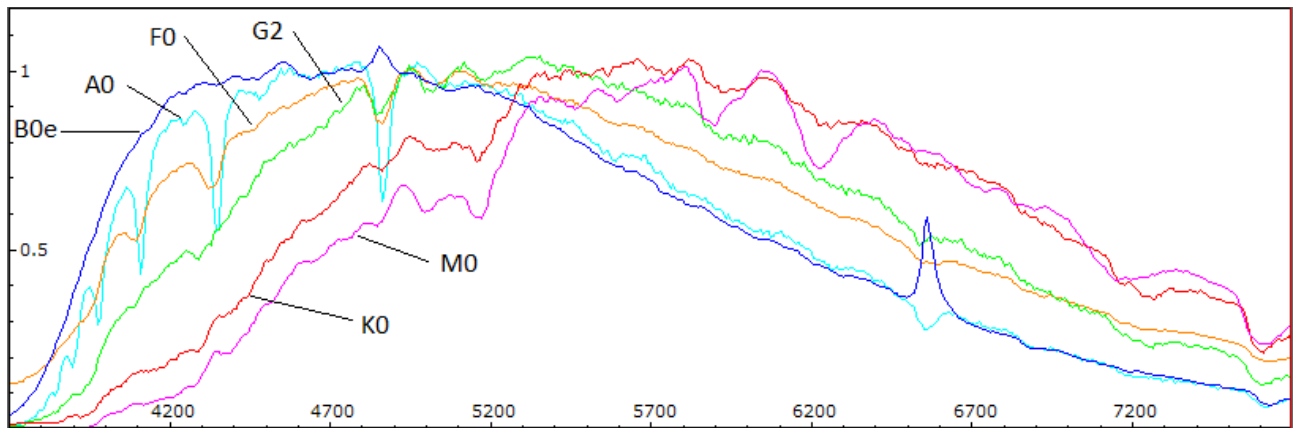


Abbildung 28: Quelle: Wiki Commons, Public Domain

5.8 Vergleich der Profile von Sternen unterschiedlicher Spektralklasse

Wie bereits am Ende von Kapitel 4 erwähnt, nehme ich keine Korrektur des Verlaufs der Kontinuumskurve bei den einzelnen Profilen vor. Trotzdem zeigte der Vergleich einzelner Profile bereits Unterschiede im Verlauf, die sich mit der Verschiebung des Strahlungsmaximums der Sterne zu niedrigeren Wellenlängen bei abnehmender Temperatur erklären lassen. Nachfolgende Abbildung zeigt die Profile jeweils eines frühen Vertreters jeder "klassischen" Spektralklasse mit Ausnahme der Spektralklasse O (das Spektrum eines O-Sternes konnte ich zum Zeitpunkt der Erstellung dieser Graphik noch nicht aufnehmen).



Die Verschiebung des Strahlungsmaximums der Sterne zu niedrigeren Wellenlängen bei abnehmender Temperatur lässt sich daraus eindeutig erkennen.

6. Resümee

Mit dem Star Analyzer 100 und einer gängigen Planetenkamera lassen sich mit meinem 250 mm Newton bei relativ kurzen Belichtungszeiten Spektren von Sternen bis zu 5 mag aufnehmen, aus denen im Falle von Sternen der Spektralklasse A und B die Balmerlinien des Wasserstoffes von H α bis H δ sowie bei B - Sternen auch Linien des neutralen Heliums deutlich zu erkennen sind. Wann eine sinnvolle Grenze hinsichtlich schwächerer Sterne erreicht ist, bliebe weiteren Versuchen vorbehalten. Bei G- und K-Sternen lassen sich eine Reihe von Linien den Fraunhoferschen Linien zuordnen.

Aufgrund des Maximums der Quanteneffizienz der Bildsensoren bei 500 nm und des vermutlich ebenfalls auf den visuellen Bereich geblazten Transmissionsgitters dominiert selbst bei den hauptsächlich im blauen und UV-Licht B- und A- Sternen der Wellenlängenbereich zwischen 4500 und 5000 Å. Aufgrund der zu kürzeren Wellenlängen stark abfallenden relativen Intensität lassen sich in diesem Bereich kaum Absorptionlinien ausmachen. Die Untersuchung dieses Bereiches setzt wesentlich längere Belichtungszeiten bzw. höheren Gain der Kamera voraus, bei mittleren Wellenlänge ergäbe sich eine Sättigung der Pixel.

Die Messung der Halbwertsbreite der H β - Linie bei Wega und Gemma (beide Spektralklasse A0V) ergab Werte zwischen 45 und 50 Å. Dies als Maß für das Auflösungsvermögen genommen, läge das Auflösungsvermögen im Rahmen der Angaben des Herstellers des Star Analyzers. Welchen Einfluss dabei die Druckverbreiterung ausübt, wäre in einem Vergleich mit einem A0-Stern der Spektralklasse II oder Ia/Ib zu überprüfen.

Eine Umformung der Dopplergleichung von $\Delta\lambda = \lambda * v/c$ nach $v = \Delta\lambda/\lambda * c$ ergibt für $\lambda = 5000$ Å und ein $\Delta\lambda$ in Höhe des Auflösungsvermögens 50 Å eine Geschwindigkeit von 3000 km/sec, bei der sich der Dopplereffekt in den Spektren bemerkbar machen sollte. Das entspricht der Fluchtgeschwindigkeit einer Galaxie in einer Entfernung von ca. 135 Mio Lichtjahren ($z = 0,01$).

Die Größe des Bildsensors bestimmt in erster Linie den Abstand des Gitters vom Sensor. Zusammen mit dem Öffnungsverhältnis ergibt sich die Zahl der Linien, die der konvergente Lichtstrahl durchläuft, im Falle meines Instrumentariums ca 750 (rd. 7,5 mm * 100 Linien pro mm). Die Zahl der Linien bestimmen das Auflösungsvermögen. Das Auflösungsvermögen lässt sich vergrößern durch einen größeren Abstand zwischen Gitter und Sensor. Dem sind allerdings durch die freie Öffnung des Gitters von 24 mm Grenzen gesetzt. Eine Verdoppelung der Distanz würde zwischen

dem Lichtbündel und dem Rand des Gitters nur noch einen Bereich von 4,5 mm lassen, um den der Stern aus der Bildmitte ausgelenkt werden kann, um das Spektrum noch auf dem Sensor abzubilden. Bei weiterer Auslenkung tritt eine Vignettierung und damit ein Verlust an Auflösung ein. Da die Verdoppelung des Abstandes zwischen Gitter und Sensor sich auch der Abstand zwischen dem Abbild des Stern und dem Spektrum der 1. Ordnung nach sich zieht, ist der Sensor der Skyris 132 vermutlich zu klein. Der Sensor müsste groß genug sein, um den Stern nahe der Bildmitte zu halten und das Spektrum noch ganz abzubilden (z. B. Sensor einer DSLR mit AP-C Format). Alternativ wäre die seitliche Verschiebung der Kamera möglich, mit Erschwernis beim Stacken von Aufnahmen und Kalibrieren anhand von Referenzspektren.

- 1) <http://www.patonhawksley.co.uk/>
- 2) https://de.wikipedia.org/wiki/Optisches_Gitter
- 3) http://www.spectra-magic.de/D-GL_Spektrum.htm
- 4) http://spektroskopie.fg-vds.de/pdf/neumann_d.pdf
- 5) http://www.patonhawksley.co.uk/resources/Star_Analyser_100_Instructions_v1-6.pdf
- 6) <http://www.fitswork.de/software/>
- 7) http://www.ursusmajor.ch/downloads/tutorial_iris_vspec_6.2.pdf
- 8) <http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>
- 9) http://www.astrosurf.com/buil/isis/isis_en.htm
- 10) <http://www.rspec-astro.com/>
- 11) <http://spektroskopie.vdsastro.de/software.html>
- 12) <http://iraf.noao.edu/>
- 13) https://de.wikipedia.org/wiki/Spektralklasse#/media/File:Early_spectral_seq.png
- 14) Ausgabe 1989, Band I, Seite 347
- 15) Waltraut Carola Seitter, Atlas für Objektivprimenspektren, Band I und II, Dümmlers Verlag 1970
<http://archive.org/search.php?query=bonner%20atlas>
- 16) James B. Kähler, Sterne und Ihre Spektren, Dt, Übersetzung, Spektrum Verlag 1994.