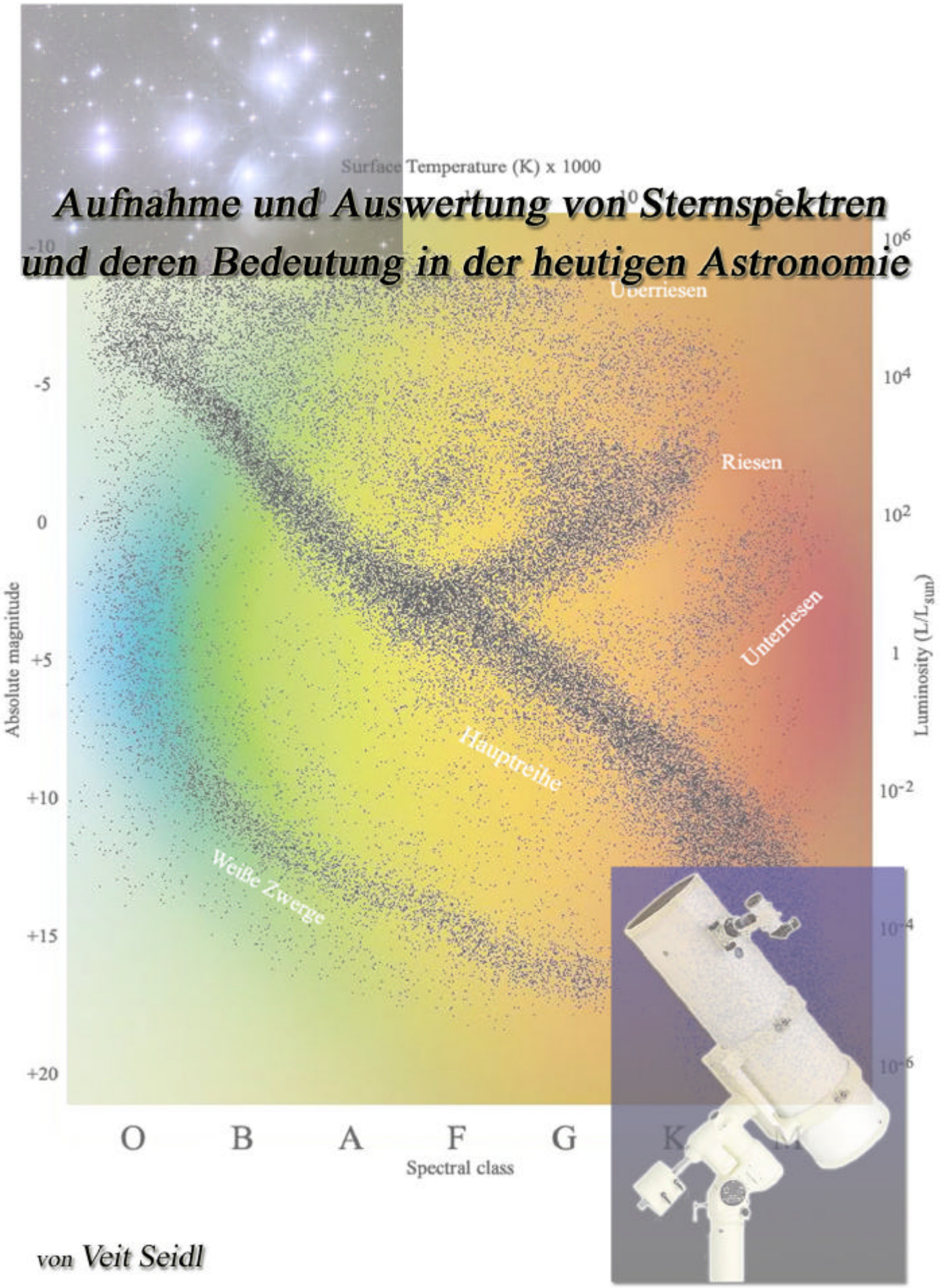
Aufnahme und Auswertung von Sternspektren und deren Bedeutung in der heutigen Astronomie



von Veit Seidl

Franz - Ludwig - Gymnasium Kollegstufenjahrgang 2003/2005

FACHARBEIT

aus dem Fach

Physik

Thema: **Aufnahme und Auswertung von Sternspektren und deren Bedeutung in der heutigen Astronomie**

Verfasser: Veit Seidl

Leistungskurs: Physik

Kursleiter: Stefan Bößl

Abgabetermin: 28.01.2005

Erzielte Note: ..... in Worten: .....

Erzielte Punkte: ..... in Worten: .....

(einfache Wertung)

Beim Kollegstufenbetreuer abgegeben am: .....

Inhaltsverzeichnis

1. Einleitung …… 4

2. Geschichtliche Entwicklung …… 4

3. Entstehung des Spektrums und der Spektrallinien …… 5

4. Physik der Spektrographen …… 8

5. Spektralklassifikation …… 11

6. Versuchsdurchführung …… 15

   6.1. Aufbau des verwendeten Spektrographen …… 15

   6.2. Versuchsaufbau / Probleme …… 17

   6.3. Auswertung und Interpretation der Spektren …… 19

7. Bedeutung in der heutigen Astronomie …… 28

8. Schlussbemerkung …… 29

9. Quellennachweis …… 30

10. Anhang …… 32

1. Einleitung

In dieser Facharbeit soll ein Überblick über die Spektroskopie des sichtbaren Wellenlängenbereichs von Sternen und des dazu notwendigen Hintergrundwissens vermittelt werden.
Ein Bericht in einer astronomischen Fachzeitschrift lies mich zum ersten Mal auf dieses Thema aufmerksam werden; er verdeutlichte die Spektroskopie mit einfachen Mitteln, wie z.B. einer CD. Basierend auf diesem Artikel folgten schon bald erste, wenn auch bescheidene Ergebnisse, welche mich so beeindruckt haben, dass ich beschloss, die Spektroskopie astronomischer Objekte zum Thema meiner Facharbeit zu machen.
Den Anfang bildet ein theoretischer Teil, um die Hintergründe der Entstehung von Spektren darzustellen und die Funktionsweise von Spektralapparaten zu erklären. Anschließend folgt eine Beschreibung der Versuchsdurchführung und eine Darstellung der gewonnen Daten bzw. Ergebnisse. Am Ende möchte ich den heutigen Aufgabenbereich der astronomischen Spektroskopie erläutern und deren Möglichkeiten aufzeigen. Da ich auch die geschichtlichen Hintergründe zur Entstehung der Vorgehensweise und Klassifikation für wichtig erachte, möchte ich mit einem kurzen Abriss durch die Geschichte beginnen.

2. Geschichte

Die Astrophysik, welche ein Teilgebiet der Astronomie ist, behandelt die Entstehung, Entwicklung und Endzustände von Himmelskörpern und -systemen. Die optische Spektroskopie bildet darin einen historisch wichtigen Punkt. Durch visuelle Beobachtungen erkannte man schon früh einen Farbunterschied zwischen einzelnen Sternen, wissenschaftlich jedoch nahm die Spektroskopie erst etwa im 17. Jahrhundert mit der Entdeckung des Brechungsgesetzes durch Snellius (1591-1626) ihren Anfang. Aufgrund der Entdeckung der „Welleneigenschaft“ des Lichtes 1650

durch Christiaan Huygens (1629-1695) eröffnete sich Isaac Newton (1643-1727) die Möglichkeit, Licht mit Hilfe eines Prismas in seine Wellenlängen zu zerlegen.
Die Spektralanalyse wurde allerdings erst ca. 200 Jahre später durch Gustav Robert Kirchhoff (1824-1887) und Robert Wilhelm Bunsen (1811-1899) entwickelt. Diese fanden den Zusammenhang zwischen den Fraunhoferlinien, welche 1817 von Joseph von Fraunhofer wiederentdeckt worden sind, und der elementaren Zusammensetzung der Sonne heraus. Dies wiederum war die Grundlage für Anders Jonas Ångström (1814-1874), der die ersten genaueren Vermessungen der Fraunhoferlinien und der damit verbundenen Wellenlängen durchführte und somit über 800 Absorptionslinien eindeutig den Elementen zuordnen konnte. Im Folgenden möchte ich nun den aktuellen Entwicklungstand der Astrospektroskopie sowie der Spektralanalyse beschreiben.

3. Entstehung des Spektrums und der Spektrallinien

Um ein Sternspektrum interpretieren und auswerten zu können und um etwas über seine Aussagekraft zu erfahren, muss als erstes die Entstehung von Licht der verschiedenen Wellenlängen genauer erläutert werden. Wir begeben uns deshalb vom Mikrokosmos der Atome zum Makrokosmos der Sterne.

Elektromagnetische Strahlung wie beispielsweise Licht entsteht, wenn ein Außenelektron eines Atoms in einen niedrigeren Energiezustand übergeht, genauer, wenn es in einen dem Atomkern näher liegenden Bereich wechselt. Die dabei frei werdende Energie wird in Form eines Photons abgestrahlt. Am deutlichsten veranschaulicht dieses Prinzip das Bohr´sche Atommodell, welches die Bahnradien und die dementsprechenden Energien quantisiert und die Elektronen dadurch nur bestimmte Distanzen „springen“ lässt. (Abb. 3.1)
Entsprechend des Energiezustandes, von dem ein Elektron in ein anderes Energieniveau wechselt, wird ein Photon freigesetzt, welches genau diese Energiedifferenz der Zustände aufweist. Allgemein bekannt ist, dass die Energie

eines Photons direkt proportional zur Wellenlänge ist (E = hf = hc/?)[1]. Hierdurch weist das Photon nun eine für den Elektronensprung charakteristische Wellenlänge auf. Dies ermöglicht die eindeutige Identifizierung eines jeden Elementes anhand seiner charakteristischen Emissionslinie.

Ein Beispiel soll dies verdeutlichen: Wasserstoff, das erste und am einfachsten aufgebaute Element im Periodensystem, sendet Photonen mit einer für uns sichtbaren Wellenlänge aus, die von Elektronen emittiert werden; letztere wechseln von einem energiereicheren Zustand n = 3(4,5)[2] in den energieärmeren Zustand n = 2. Diese Zustandsänderung ist in allen Wasserstoffsternen zu finden, welche nach ihrem Entdecker Johann Jakob Balmer (1825-1898) ***Balmerserie*** genannt wird. Das so entstehende Spektrum wird als ***Emissionsspektrum*** bezeichnet und ist für jedes heiße Gas geringerer Dichte spezifisch aufgebaut, d.h. die Emissionslinien befinden sich an anderen Positionen des Spektrums (Abb. 3.2a). Bekannt sind auch andere Serien des Wasserstoffs, die jedoch außerhalb des sichtbaren Bereiches des elektromagnetischen Spektrums liegen und damit für uns ohne Bedeutung sind.

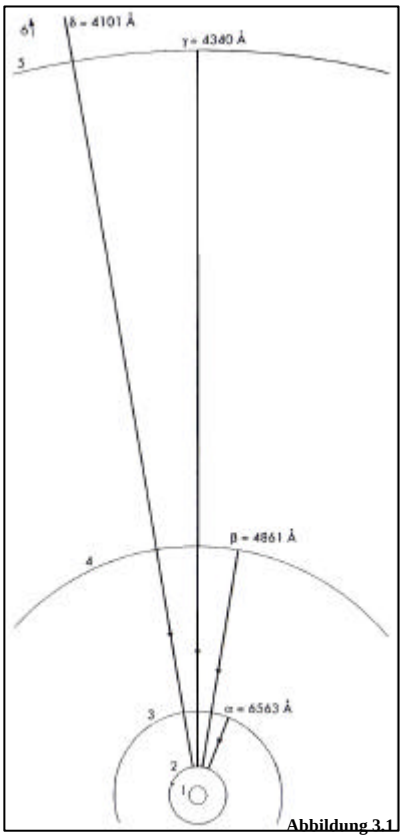


Abbildung 3.1

Im Kern eines Sterns herrschen sehr hohe Druck- und Temperaturverhältnisse, unter denen sich Gase, aber auch Stoffe unterschiedlich verhalten. Wenn ein fester Stoff Energie aufnimmt, so beginnt er sich bis zum Zustand des Glühens aufzuheizen und so schließlich Photonen aller Wellenlängen auszustrahlen. Es entsteht ein ***kontinuierliches Spektrum***. Körper, welche jegliche ankommende Strahlung und die damit verbundene Energie aufnehmen, bezeichnet man als „Schwarze Körper“. Mit steigender Energie, die dem Körper zugeführt wird, nimmt auch seine Temperatur zu. Da ein Stoff aber nur begrenzt Energie aufnehmen kann, wird bald ein Wert erreicht, bei dem ebenso viel Energie abgestrahlt wie aufgenommen wird. Solch ein Körper

[1] h = Planck´sches Wirkungsquantum; f = Frequenz; ? = Wellenlänge

[2] n = Elektronenbahnnummer, festgelegt nach dem Energieniveau (n = 1 ist als Grundzustand definiert)

wird auch „Thermischer Strahler“ genannt. Wie schon beschrieben, entsprechen diese Gegebenheiten in etwa denen eines Sterns, weshalb man das Spektrum eines Sterns mit dem eines glühenden Körpers vergleichen kann (vergleiche Abb. 3.2 b).

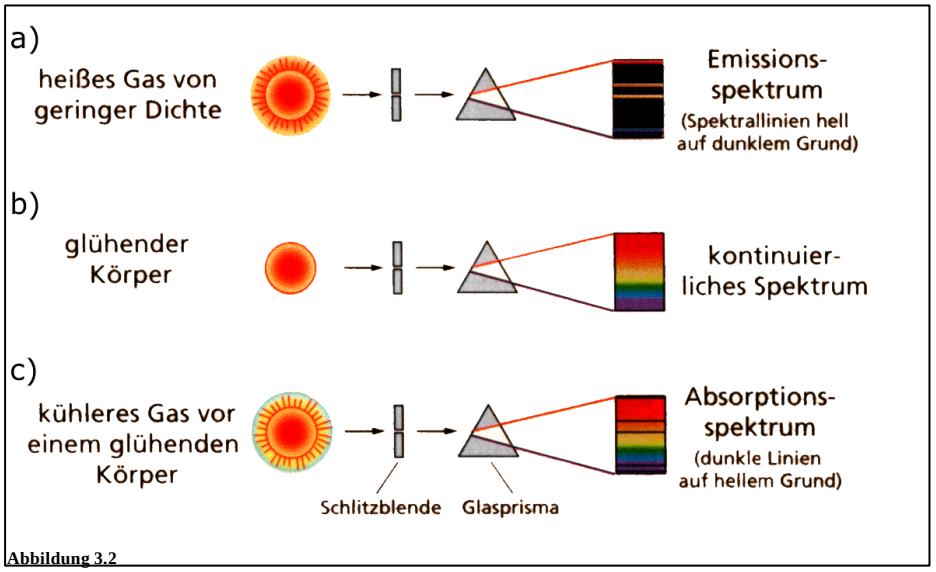


Abbildung 3.2

Bei der erläuterter Emission von Lichtquanten durch Elektronen, die ein gehobenes Energieniveau verlassen und in einen energieärmeren Zustand wechseln, waren Letztere, gemessen an ihrem Grundzustand, in einem erhöhten Energieniveau. Da Elektronen aber nach dem energieärmsten und somit stabilsten Zustand streben, gelangen sie nicht von selbst auf dieses erhöhte Niveau. Hierzu ist eine vorherige Aufnahme von Energie notwendig, welche auf verschiedene Arten geschehen kann.

Um die Entstehung eines Sternspektrums zu vervollständigen, gehen wir davon aus, dass ein Photon, welches aus dem kontinuierlichen Spektrum des Sternes abgestrahlt wurde und sich auf dem Weg zur Sternenoberfläche befindet, auf seinem Weg die kühlere, weniger dichte Hülle des Sternes, die sog. Photosphäre oder absolute Sternenoberfläche durchquert. Hierbei kann es passieren, dass jenes Photon auf ein Elektron prallt und seine Energie vollständig abgibt. Diese Absorption kann aber nur dann stattfinden, wenn die Energie des Photons mit jener für den Elektronensprung notwendigen übereinstimmt.

Nimmt nun das Elektron diese Energie auf, wechselt es in ein höheres Energieniveau; um jedoch in den stabilsten und damit energieärmsten Zustand zurückzukehren, emittiert es nun wiederum selbst ein Photon, welches nun nicht zwangsläufig in

dieselbe Richtung fliegt. Hierdurch sinkt die Intensität dieser bestimmten Wellenlänge in Richtung des Betrachters so stark ab, dass an dieser Stelle des Spektrums eine schwarze Linie entsteht. Diese Linien werden Absorptionslinien genannt. Hiervon abgeleitet bezeichnet man das Spektrum eines Sternes als ***Absorptionsspektrum***. (Abb. 3.2 c)

4. Physik der Spektrographen

Um nun Informationen aus dem Licht eines Sternes, welches auf der Erde ankommt, zu erhalten, muss das Licht in seine Bestandteile zerlegt werden. Da das Licht auf der Erde in einem „Bündel“ von Photonen unterschiedlicher Wellenlängen auf der Erde auftrifft, müssen diese nun der Wellenlänge nach angeordnet werden. Hierfür gibt es verschiedene Möglichkeiten, die ich im Folgenden kurz beschreiben und ihre Vor- und Nachteile darstellen möchte.
Eine Methode ist die Zerlegung des Lichtes mit Hilfe eines Prismas durch Dispersion. Mit dieser relativ leicht umsetzbaren Vorgehensweise gelang es bereits Newton, Licht in seine Bestandteile zu trennen. Das Prisma wird entweder vor oder hinter der verwendeten Optik, in unserem Fall einem Teleskop eingesetzt und bricht das Licht nonlinear, d.h. unterschiedlich stark, abhängig von seiner Wellenlänge.

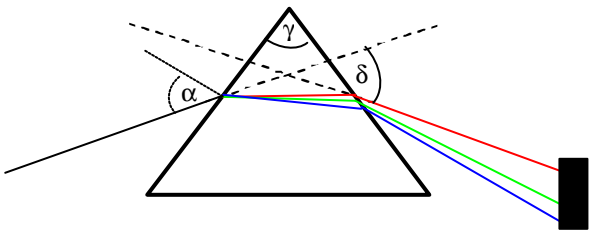


Abbildung 3.3

Bei einem symmetrischen Durchgang des Lichtes durch ein Prisma ist der Austrittswinkel d gleich dem Eintrittswinkel a. Die Brechung ist daher abhängig vom

Brechungsindex $n_?$ der Glassorte bei der Wellenlänge ? und dem brechenden Winkel ? des Glasprismas.

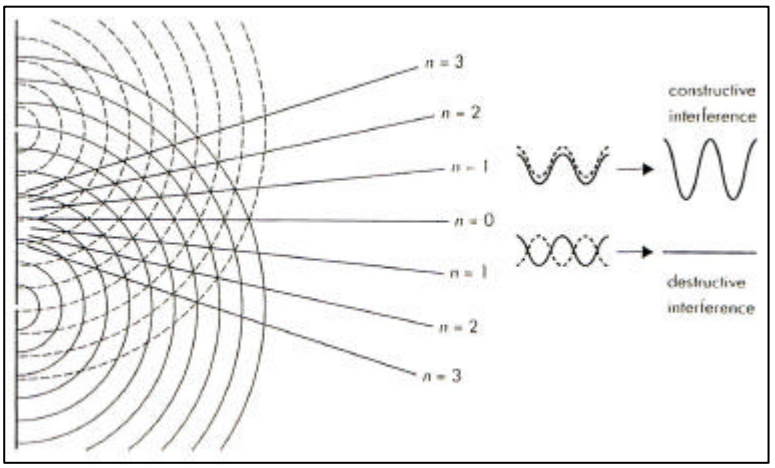
Daher gilt:

$$\sin d_? = n_? \cdot \sin (?/2) \qquad \text{(I)}$$

und für d:

$$d = \sin^{-1} (n_? \cdot \sin (?/2)) \qquad \text{(II)}$$

Ein Nachteil des Prismas ist die schon angesprochene Nonlinearität bei der Brechung. Hierbei stimmen Wellenlängenintervallen nicht mit den gleichen Distanzen im aufgenommenen Spektrum überein. In der astronomischen Anwendung aber kommt der Ausnutzung der gesamten vom Teleskop aufgefangenen Strahlung besondere Bedeutung zu: Ein wichtiger Vorteil des Prismas ist hierin zu erkennen, dass bei ihm kein Licht verloren geht, da dies nur gebrochen und nicht, wie bei einem Gitter gebeugt wird. An den meisten modernen Spektroskopen wird heute jedoch ein sog. optisches Gitter eingesetzt, da die heutigen Teleskope, im Vergleich zu früher, extrem leistungsstark sind. Bei einem optischen Gitter gibt es zwei grundlegende Konstruktionen, nämlich das Transmissionsgitter und das Reflektionsgitter. Ein Transmissionsgitter besteht aus vielen, nah nebeneinander angebrachten Spalten, deren Abstand im Wellenlängenbereich des Lichtes liegt. Bei einem Reflektionsgitter sind diese Spalten auf einem spiegelnden Material eingeritzt. Durch beide Methoden wird das Licht wellenlängenabhängig, und im Gegensatz zum Prisma, linear gebeugt.



Durch die an den Spalten stattfindende Beugung des Lichtes, entstehen Elementarwellen, welche hinter dem Gitter interferieren und sich entweder konstruktiv oder

destruktiv überlagern, wobei für ein Maximum die Wegdifferenz des Lichtes hinter dem Gitter, ein ganzzahliges Vielfaches der Wellenlänge betragen muss. (siehe Abbildung 4.1).

Es gilt also:

$$?s = n \cdot ? \qquad \text{(III)}$$

mit n = 1,2,3,-. Der Gangunterschied ?s ergibt sich durch eine Näherung, in der festgelegt wird, dass die die Spalten verlassenden Lichtstrahlen parallel verlaufen. Dies wird durch Abbildung 4.2 verdeutlich. Hieraus folgt:

$$?s = a \cdot \sin d_n \qquad \text{(IV)}$$

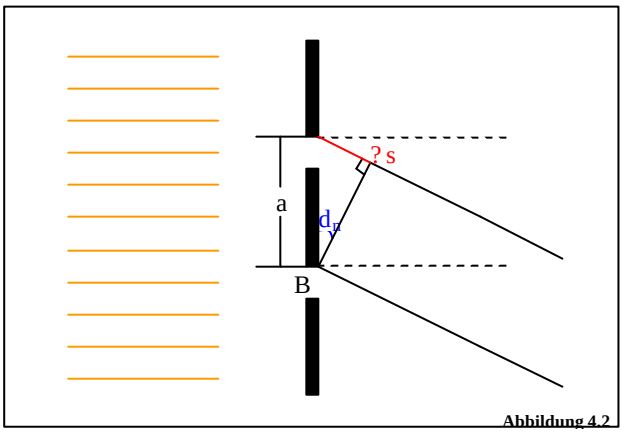


Abbildung 4.2

Durch Einsetzten von III in IV erhält man folgende Beziehung:

$$n \cdot ? = a \cdot \sin d_n. \qquad \text{(V)}$$

Diese ermöglicht es, nach kurzer Umformung, den Ablenkwinkel für jede beliebige Wellenlänge und für jedes beliebiges Maximum zu berechnen:

$$d_n = \sin^{-1} (n \cdot ? / a) \qquad \text{(VI)}$$

Der entscheidende Vorteil eines optischen Gitters liegt vor allem in seiner Linearität, d.h. darin, dass die Wellenlängenintervalle mit den Strecken im Spektrum übereinstimmen. Des Weiteren kann durch eine ausreichend hohe Anzahl von Spalten eine höhere Auflösung als bei einem Prisma erreicht werden. Ein Nachteil des Gitters ist jedoch die Aufteilung des Lichtes auf mehrere Maxima, von denen wiederum nur eines Verwendung findet. Dies lässt sich aber mit dem sog. „Blazing“ zum Teil kompensieren. Beim „Blazing“ werden die Oberflächen der Spalten im optischen Gitter mit einem bestimmten Winkel versehen, so dass das intensivste Maximum vom Spektrum der Ordnung n = 0 in das einer höheren Ordnung n = 1,2,3.- fällt und somit mehr Licht zur Auswertung zu Verfügung steht (vgl. Abb. 4.1).
Eine weitere, wenn auch etwas unkonservative Möglichkeit ist die Zerlegung des Lichtes mittels einer CD. Diese wirkt wie ein Reflektionsgitter, welches wie das schon beschriebene Transmissionsgitter funktioniert. Hierbei dienen die Vertiefungen in der CD, die sog. Pits, als Spalten, an denen das Licht gebeugt wird.

5. *Spektralklassifikation*

Nach der Aufnahme eines Spektrums, können aus diesem verschiedenen Informationen gewonnen werden. Zum einen kann man Aussagen über die Temperatur der Oberfläche, die Dichte und die einzelnen Entwicklungen im Stern selbst machen. Zum anderen ist es ebenfalls möglich, Informationen über die Zusammensetzung und das Alter des Sterns zu ermitteln. Zum dritten kann die Geschwindigkeit, mit der sich ein Objekt bzw. ein Stern dem Beobachter nähert, messen. Nach diesen Kriterien werden die Spektren in Spektralklassen eingeteilt, die sich anhand der Ergebnisse aus der Versuchsdurchführung noch genauer beschreiben lassen.
Die erste Zuordnung wurde durch William Huggins (1824-1910) und Pietro Angelo Secchi (1818-1878) vorgenommen. Sie erfanden eine einfache und für die damalige Zeit sehr aussagekräftige Klassifikation. Hierbei wurden die Spektren nach Anzahl und Intensität der Absorptionslinien in fünf Typen unterteilt. Mit der Entwicklung

neuerer Spektroskope und der damit verbundenen Zunahme von Details, wurde deutlich, dass diese fünf Typen einer genaueren Differenzierung bedurften. Jene wurden 1890 von Edward Pickering (1846-1919), dem damaligen Direktor des Havard College Observatory, um die Buchstaben A bis Q erweitert. 1901 jedoch erfuhr diese Spektralklassifikation von Annie Cannon eine grundlegende Vereinfachung: Sie führte die noch heute gebräuchliche Unterscheidung **O-B-A-F-G-K-M** ein und erweiterte diese um die Zahlen (von) 0 – 9; diese Ziffern markieren den Abstand zweier Buchstaben. Cannons Einteilung wurde bis in unsere Zeit weitestgehend übernommen.

Heute wird die Einteilung der einzelnen Spektralklassen durch Absorptionslinien im Bereich 350 bis 500 nm vorgenommen; als neue Spektralklasse für die extrem heißen Wolf-Rayet Sterne ist allerdings das W eingeführt worden. Die Erweiterung durch Zahlen wurde übernommen, jedoch traten kleingeschriebene Buchstaben als genauere Beschreibung der Spektrallinien hinzu. Zusätzlich ist eine Einteilung in sechs verschiedene Helligkeitsklassen auszumachen, welche mit römischen Zahlen beziffert werden.

Ein Beispiel: Der Stern HD 34029, alpha Capella im Sternbild Auriga, wird nach der heutigen Klassifikation als G5e III beschrieben. Hierbei steht das G für die Einordnung als gelber Stern mit einem hohen Metallanteil, die Ziffer 5 gibt die Position zwischen G und K an, e steht für ausgeprägte Emissionslinien, und III kennzeichnet diesen Stern als gewöhnlichen Riesenstern.

Des Weitern stellte man fest, dass die vorgenommene Einteilung in direkter Relation zur Temperatur eines Sterns steht, da nach dem Wien'schen Gesetz für Schwarzkörperstrahlung gilt, dass die Wellenlänge der höchsten Intensität umgekehrt proportional zur Temperatur ist. Es gilt: $?_{max} = 2.9 \cdot 10^7$ Å/T. Dies wird durch die Tatsache ermöglicht, dass eine Emission von Photonen nur dann stattfinden kann, wenn ein Stern genug Energie aufbringen kann um verschiedene Elemente in einem erhöhten Energieniveau zu halten. So kann es sein, dass Sterne, die zu 90% aus Wasserstoff bestehen, im Spektrum keine Balmerserie aufweisen, da sie nicht genug Energie aufbringen können, um das Außenelektron anzuregen.

Man kann nun auch die Spektrallinien selbst untersuchen. Aus deren Breite, der sog. Äquivalentbreite, kann man Rückschlüsse auf die Dichte des Sterns ziehen. Breite

Linien entstehen durch hohen Druck, weil Atome hierbei häufig zusammenstoßen und sich somit bei der Energieaufnahme und -abgabe behindern. Da die Wahrscheinlichkeit von Zusammenstößen proportional zur Dichte steigt, sind breite Linien ein Merkmal von Sternen mit hoher Dichte, wie z.B. von Weißen Zwergen[1]; schmale Linien hingegen, sind Kennzeichen von Sternen mit geringer Dichte, wie z.B. von Roten Überriesen[2] (s. Abb. 5.1).

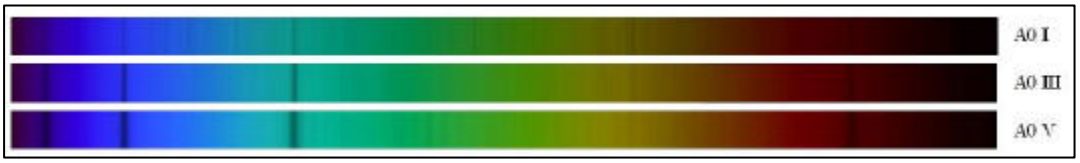


Abbildung 5.1: Verbreiterung der Absorptionslinien bei Sternen des Spektraltyps A0 von der absoluten Helligkeit I bis zur absoluten Helligkeit V

Wie schon gezeigt, ist die Breite der Absorptionslinien ein Merkmal für die Dichte, die wiederum proportional zur absoluten Helligkeit eines Sterns ist. Sterne geringerer Dichte sind oft bis zu 100mal heller als Sterne mit höherer Dichte. Mit der absoluten Helligkeit (M) und den Werten der relativen Helligkeit, d.h. der auf der Erde gemessenen Helligkeit, lässt sich die Entfernung (D) bestimmen.
Dies ist mit folgender Gleichung möglich:

$$m - M = 5 \cdot \log (D) - 5 \qquad \text{(VII)}$$

Ein weiterer Punkt, den man anhand des Spektrums untersuchen kann, ist die Rot- bzw. Blauverschiebung. Diese Verschiebung wird durch den Dopplereffekt hervorgerufen. Wenn ein Objekt sich auf den Beobachter zu bewegt, steigt die Wellenlänge an, da die Wellen „gestaucht“ werden. Bei Entfernung der Quelle vom Beobachter, wird die Wellenlänge geringer, da die Wellen „gedehnt“ werden. Hierdurch verschieben sich auch die Spektrallinien. Aus dieser Verschiebung lässt sich die Geschwindigkeit ermitteln, mit der sich ein Objekt relativ dem Beobachter nähert (vgl. Abb. 5.2). Der amerikanische Astronom Henry Norris Russell (1877-1957) und auch der dänische Astrophysiker Einar Hertzsprung (1873-1967)

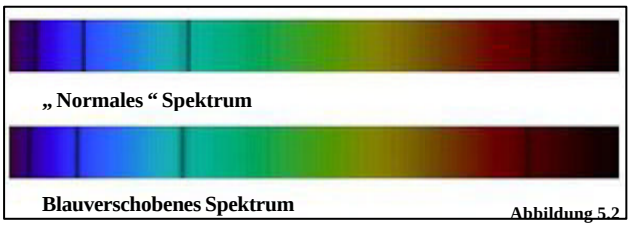


Abbildung 5.2

[1] Weiße Zwerge sind extrem kleine und dichte Sterne, mit einem Durchmesser von nur wenigen 1000 Kilometern
[2] Sterne mit geringer Dichte aber extrem großer Radien; oft bis zu 1000mal des Sonnenradius.

zeichneten diese gewonnen Informationen 1913 unabhängig voneinander in ein Diagramm ein. Sie trugen die Oberflächentemperatur wie auch die Spektralklasse gegen die absolute Helligkeit sowie die Leuchtkraft auf (siehe Abb. 5.3). Das hierdurch entstandene Diagramm wird nach ihren Entdeckern Hertzsprung-Russel Diagramm (HRD) genannt.

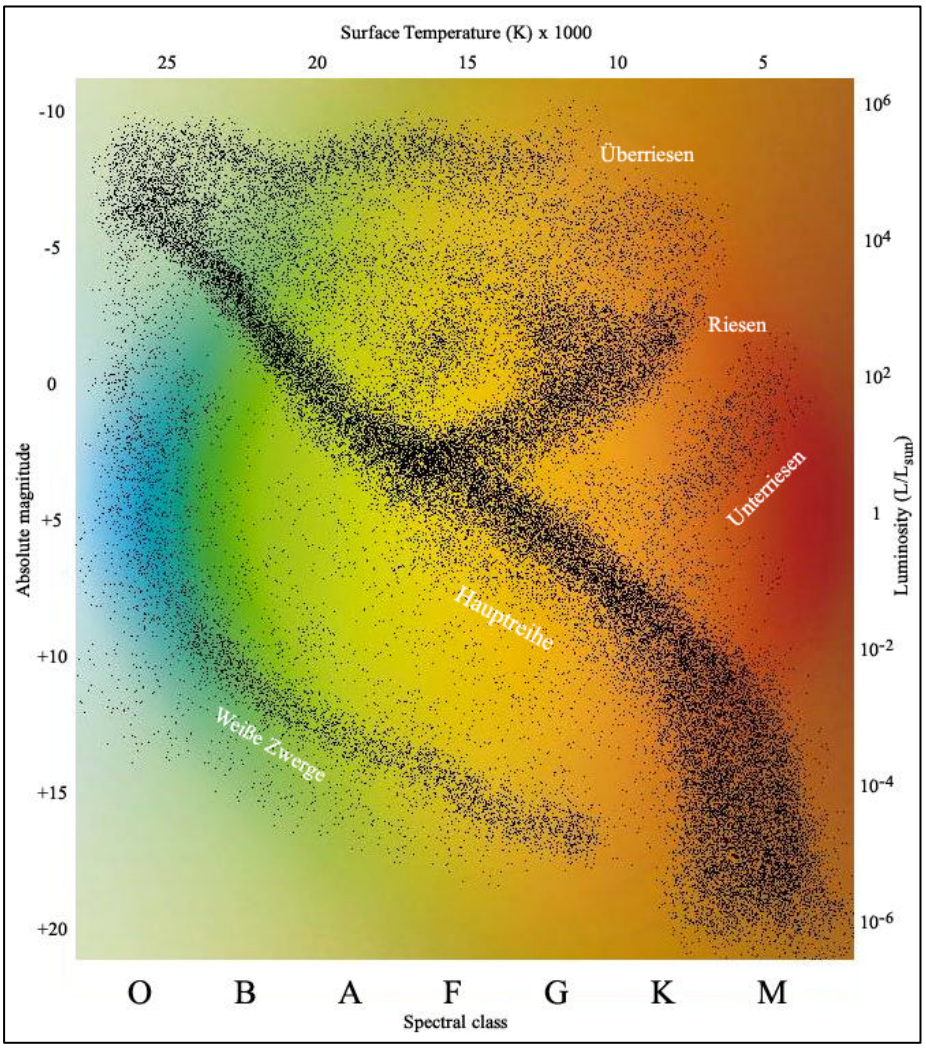


Abbildung 5.3

Es stellt außerdem den Verlauf eines Sternes in seinem „Leben“ dar, da jeder Stern nahezu denselben Weg in der Hauptreihe durchläuft und schließlich - abhängig von seiner Masse - als Weißer Zwerg oder als Roter Riese endet. Mit Hilfe dieses Diagramms ist es auch möglich, auf Grund der Position im Diagramm selbst, auf das Alter des Sternes zu schließen.

6. Versuchsdurchführung

Im praktischen Teil meiner Facharbeit möchte ich im Folgenden der Frage nachgehen, ob es möglich ist, mit einfachen Mitteln die theoretische Überlegung nachzuweisen.
Zu diesem Zweck muss zuerst eine sinnvolle Kombination aus den vorhandenen Komponenten, wie der Kamera, dem Prisma bzw. Gitter und dem Teleskop erstellt werden. Es wurde der Bau eines Spektrographen nötig, der eine ausreichend hohe spektrale Auflösung besitzt, um verwertbare Messungen durchzuführen, der aber gleichzeitig keine unnötigen Fehlerquellen verursacht, die das Ergebnis verfälschen könnten.

Doch zuvor bedarf es einiger Vorüberlegungen. Es stellt sich die Frage nach der Art der Aufnahmetechnik, ob CCD, d.h. digital, oder auf Film. Weiter muss man abwägen, ob zur Lichtbeugung bzw. -brechung ein Gitter oder ein Prisma eingesetzt werden soll. Da meiner Meinung nach ein Gitter einem Prisma vorzuziehen ist, entschied ich mich für den Einsatz eines Rowlandgitters. Bei der Wahl der Aufnahmetechnik fällt die Entscheidung recht schnell auf den Einsatz einer Digitalkamera, da sie dem Film in vielen Punkten, wie beispielsweise der Lichtempfindlichkeit überlegen ist. Nach diesen Überlegungen konnte ich nun mit dem Bau eines geeigneten Spektrographen beginnen.

6.1 Aufbau des Spektrographen

Die mir zur Verfügung stehenden Komponenten sind also ein Rowlandgitter mit 570 Linien pro mm, dies entspricht einem Linienabstand von $1{,}754 \cdot 10^{-6}$ m, eine Minolta Dimage Xt Digitalkamera, ein Okular mit 25mm Brennweite, ein Spiegelteleskop mit 1200mm Brennweite und eine parallaktische TAL 2 Teleskopmontierung. Da ich mich entschloss, einen sehr kompakten und leichten Spektrographen zum Einsatz direkt am Fokus des Teleskops, zu bauen, wählte ich eine Anordnung ähnlich der des

Youngschen Doppelspaltversuchs, um damit auf eine weitere Objektiv- und Kollimatorlinse verzichten zu können.

Abhängig von der Brennweite des Okulars musste die Anordnung des Spektrographen an eben diese angepasst werden. Der optimale Aufbau ist daher abhängig vom Abstand des Gitters zum Okular, da das Rowlandgitter möglichst ausgeleuchtet werden soll, und vom Abstand des Gitters zur Kamera. Letzterer darf nicht zu groß werden, da sonst die Breite des Spektrums die Breite der Kameralinse übersteigt und somit keine vollständigen Spektren mehr aufgenommen werden können. Im ausgewählten Längenbereich des sichtbaren Lichtes, also etwa von 430nm bis 690nm, entspricht die Ablenkung durch das Gitter etwa 14° bis 23°, was eine Spektrenbreite von 8.5mm bei einem Abstand der Kamera von 35mm ergibt und somit innerhalb der Linsenbreite liegt.

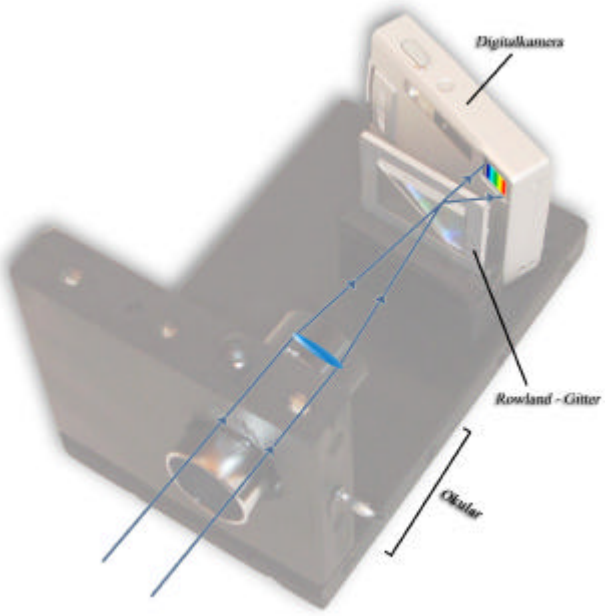


Abbildung 6.1.1 : Aufbau des Spektrographen (schematisch)

[$d = \tan a \cdot d_{G-K}$, mit $a = \sin^{-1} (n \cdot ?/ a)$ (IV)]

Da der Spektrograph direkt am Fokus des Teleskops angeschlossen werden sollte, bestand die Zielsetzung in einer möglichst leichten Konstruktion. Zum Einsatz kamen hierbei Holz und Glasfasermatten. Die Grundkonstruktion, welche eine L-Form beschreibt, basiert auf zwei Holzplatten, welche schwarz matt lackiert und verschraubt wurden. Durch die Frontplatte wurde ein 1.25 Zoll großes Loch gebohrt, um das Okular aufzunehmen und um den Spektrographen am Teleskop zu befestigen. Das Gitter wurde durch eine Klemmhalterung auf der Bodenplatte fixiert und die Kamera über eine Stativschraube ebenfalls auf der Bodenplatte drehbar befestigt. Zum Schutz gegen Streulicht fertigte ich noch eine Verkleidung aus Glasfasermatten und Epoxidharz an, die an den Seiten der Bodenplatte verschraubt wurde. Da wissenschaftliche Geräte üblicherweise einen Namen tragen, welcher auf ihre

Funktionsweise anspielt, beschloss ich, auch für meinen Spektrographen einen passenden Namen zu suchen oder zu kreieren. Heraus kam dabei **COSOMIR**, welcher die ersten Buchstaben der Beschreibung beinhaltet: **Co**mpact **S**pectrograph **o**f **Mi**ddle **R**esolution.

6.2. Versuchsaufbau / Probleme

Um ein Sternspektrum aufnehmen zu können, müssen zuerst einige Einstellungen am Teleskop selbst vorgenommen werden. Zu Beginn muss die Montierung auf den Himmelsnordpol ausgerichtet werden, was später noch von Bedeutung sein wird. Danach muss sich das Teleskop selbst an die Umgebungstemperatur anpassen, da sonst das Bild zusätzlich zum natürlichen Seeing, d.h. der Luftunruhe durch das sog. Tubusseeing verschlechtert würde. Im weiteren Verlauf ist der gewünschte Stern mit dem Teleskop aufzusuchen und zu fokussieren. Hierauf kann der Spektrograph am Teleskop angeschlossen werden. Schließlich bedarf es der Einstellung der Kamera, wobei die Lichtempfindlichkeit des CCD-Chips angepasst und der automatische Blitz abgeschaltet wird. Die Wahl der Belichtungszeit und Einstellung der Blende wird von der Kamera selbsttätig vorgenommen. Nachdem das Spektrum, welches auf dem Kameradisplay zu sehen ist, fokussiert worden war, könnte prinzipiell mit der Aufnahme begonnen werden, jedoch gibt es noch einige „praktische“ Probleme:
Da ein Stern auch in einem Teleskop wie ein Punkt erscheint, ist es durch das relativ kleine Gesichtsfeld der Kamera schwierig, das Licht des Sterns und vor allem das des Spektrums auf dem Display der Kamera ausfindig zu machen aufgrund des äußerst lichtschwachen Bildes. Dieses Problem konnte durch die Montierung eines Leitteleskops auf dem eigentlichen Teleskop gelöst werden, durch welches nun der Stern mit hoher Vergrößerung eingestellt wurde.
Ein weiteres Problem war die leichte Vibration des Teleskops bei Wind wodurch die Spektren „verschwommen“ waren. Diesem Problem konnte nur durch die Wahl eines windgeschützten Ortes und des richtigen Wetters entgegengetreten werden. Eine

weitere Schwierigkeit lag in der maximal möglichen Belichtungszeit der Kamera, die lediglich 4 Sekunden beträgt.

Aufgrund dessen war es nur noch möglich, Sterne bis zu einer Helligkeit von etwa 4.1 mag aufzunehmen. Die Kamera selbst erzeugte ebenfalls weitere Probleme. So war es nicht möglich, den CCD-Chip zu kühlen, um dadurch den Dunkelstrom[1] zu verringern. Dies macht sich in der Qualität der Spektren bemerkbar, welche je nach Außentemperatur unterschiedlich ist. So wurden die Ergebnisse mit abnehmender Außentemperatur, die oft unter Null Grad Celsius lag, immer besser.

Die Temperatur der Kamera führte zu einem weiteren Phänomen: Nach einiger Zeit entstand ein Microseing im Spektrographen selbst, da sich die Kamera und vor allem der Akku durch die langen Aufnahmezeiten erwärmten. Diese Wärme konnte durch den aus Glasfaser bestehenden Streulichtschutz nicht entweichen und führte so zu Luftunruhen im Spektrograph, die das Bild deutlich verschlechterten. Dieses Problem war nur durch das Entfernen des Schutzes zu lösen.

Das letzte Problem bestand darin, dass ein Stern auch im Teleskop ein kleiner Punkt ist und somit ein sehr schmales Spektrum entsteht, welches verbreitert werden muss, da andernfalls die Absorptionslinien nur zu erahnen sind. Hierbei spielen die parallaktische Montierung und die Ausrichtung nach Norden entscheidende Rollen. Nachdem die Montierung auf den Himmelsnordpol ausgerichtet und an der Polhöhenwiege auf den Breitengrad eingestellt worden war, entsprach schließlich die eine Achse der Rektaszension[2], und die andere der Deklination[3] (siehe Abb. 6.2.2).

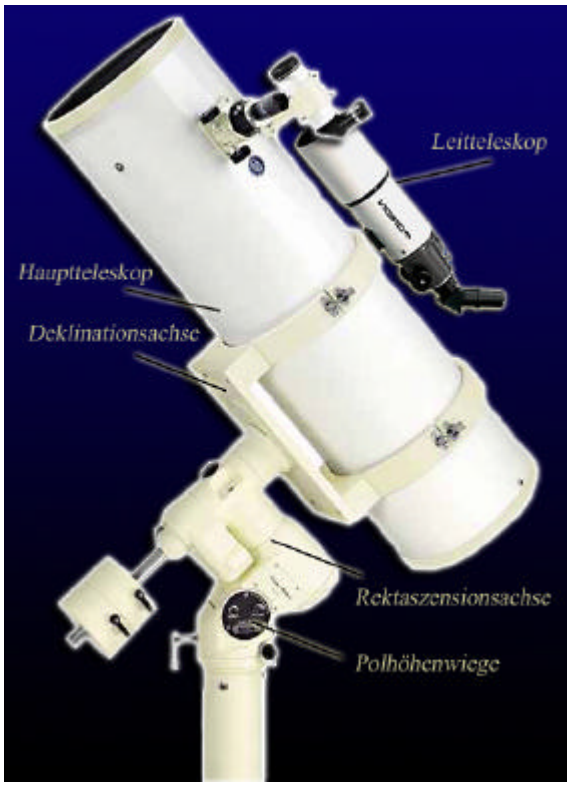


Abbildung 6.2.2: Versuchsaufbau

[1] Störsignal im CCD-Chip welches die Messung der einfallenden Lichtmenge vom Beobachtungsobjekt verfälscht, da durch thermische Schwingungen im Silizumkristall des CCD-Chips freie Elektrone entstehen
[2] Abstand eines Sternes vom Meridian
[3] Abstand eines Sternes von der Ekliptik

Über die Rektaszensionsachse wird normalerweise die Erddrehung durch einen Schrittmotor ausgeglichen, um die scheinbare Bewegung eines Sternes zu stoppen. Schaltet man nun während der Belichtung diesen Motor ab, so wird ein Spektrum durch die Erddrehung, wodurch besser auswertbare Spektrallinien entstehen.

6.3. Auswertung und Interpretation der Spektren

Die nach der Aufnahme im Computer gespeicherten und noch unbearbeiteten Rohspektren müssen vor der Auswertung überarbeitet werden. Durch Optimierung des Spektrums in entsprechenden Bildbearbeitungsprogrammen wie z.B. Photoshop, wird das Rohspektrum durch Tonwertkorrekturen und Verstärken des Kontrastes und Unschärfemaskierungen aufgearbeitet. Danach findet die Auswertung des Spektrums mittels des Programms VisualSpec[1] statt. Diese Software ermittelt die durchschnittliche Pixelintensität des digitalen Spektrums und trägt diese Werte mit der entsprechenden Pixelposition in ein Diagramm ein. In diesem werden die Pixelwerte auf der Abszisse und die Intensitäten auf der Ordinate angetragen (siehe Abb. 6.2.3).

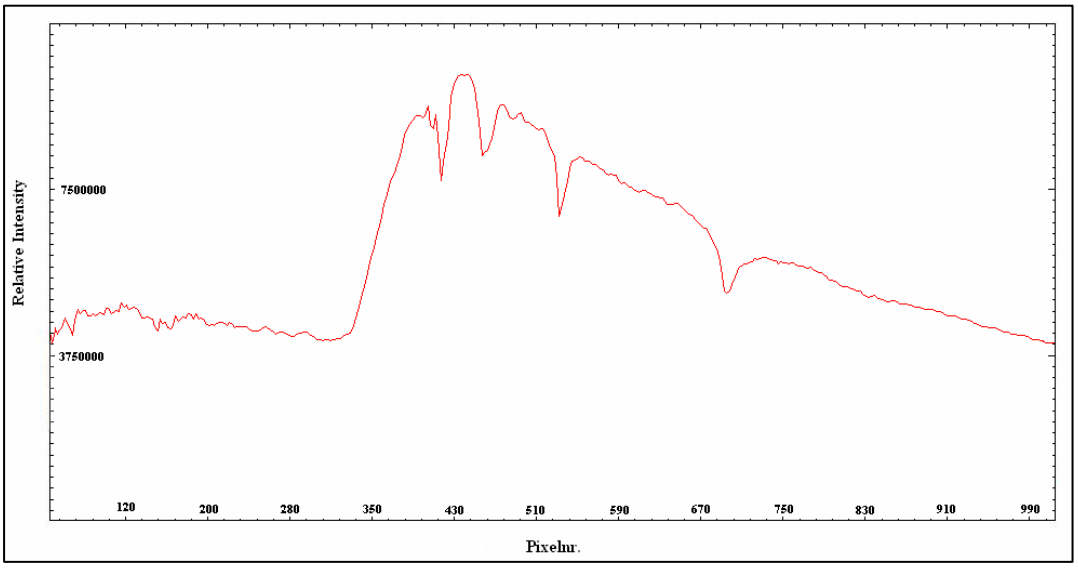


Abb. 6.2.3: Rohspektrum, mit Pixelnummer auf der Abszisse und Intensitäten auf der Ordinate

1 VisualSpec Vers. 3.0.3, Valérie Desnoux, Astronomical spectral analysis and processing software

Um nun das Spektrum kalibrieren zu können, müssen im Rohspektrum mindestens zwei bekannte Linien gefunden werden, welche als Referenzpunkte dienen und markiert werden. Durch die Linearität des optischen Gitters ist dadurch nun jedem Pixelwert ein definierter Wellenlängenwert zugeordnet. Dies ermöglicht schon jetzt

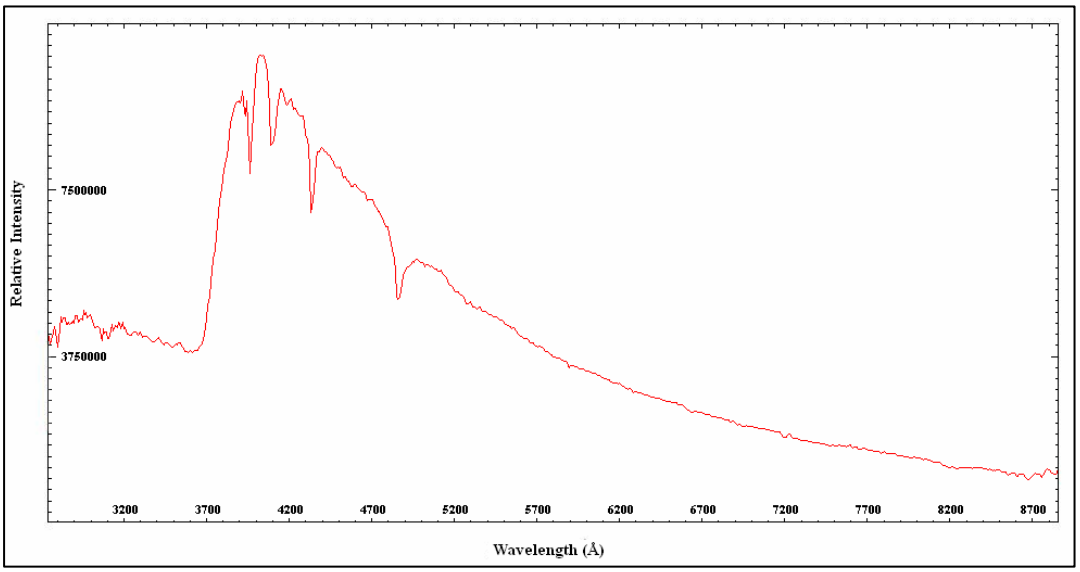


Abb. 6.2.4: Kalibriertes und genormtes Spektrum mit Wellenlängen auf der Abszisse und relativen Intensitäten auf der Ordinate

die Zuordnung einzelner Absorptionslinien zu bestimmten Wellenlängen und Elementen. Um ein Spektrum jedoch vernünftig auswerten zu können, muss noch das sog. Pseudokontinuum, welches sich aus der Empfindlichkeit des CCD-Chips und anderen Störfaktoren wie der Teleskopoptik und Einflüssen durch die Erdatmosphäre zusammensetzt, weitestgehend behoben werden. Dies geschieht, indem man das kalibrierte Spektrum durch ein Referenzspektrum, das im Auswertungsprogramm VisualSpec vorhanden ist, des gleichen Sternes dividiert. Die so entstandene Funktion der Empfindlichkeit des CCD-Chips kann in der Folge auf alle mit dem Spektrograph aufgenommenen Spektren übertragen, was zur Nominierung der Spektren führt (s. Abb. 6.2.4).

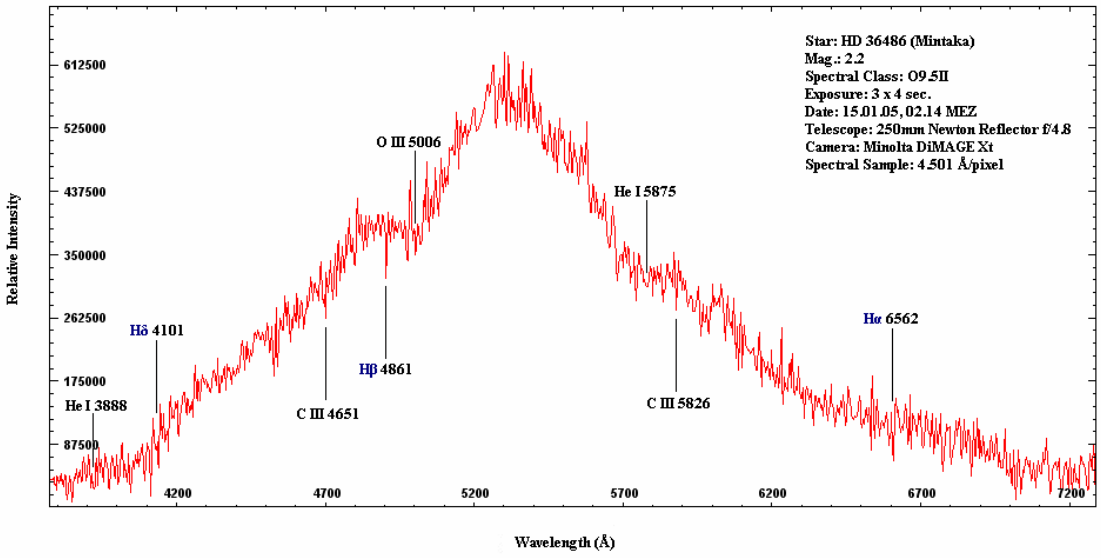
Nachdem alle diese Schritte durchgeführt worden waren, können wichtige Aussagen über das Spektrum getroffen und somit die absolute Helligkeit, Druckbedingungen, Alter, herrschende Temperaturen sowie vorhandene Elemente bestimmt werden.

Im Folgenden möchte ich nun die gewonnenen Spektren auf ihre vorhandenen Elemente und Besonderheiten hin untersuchen. Hierzu werde ich auch die

Eigenschaften der jeweiligen Spektralklasse aufzeigen und diese mit den Ergebnissen meiner Beobachtungen vergleichen. Um einen Eindruck der Unterschiede zwischen den unterschiedlichen Spektralklassen der Hauptreihe zu vermitteln, habe ich je einen Stern aus dem jeweiligen Spektraltyp[1] ausgewertet. Die hier gezeigten Spektren dienen nur der Veranschaulichung und dem Verständnis, weshalb ihre Größe reduziert wurde. Die Spektren in Originalgröße mit Auswertung sind im Anhang beigefügt.

O - Klasse Sterne:

Sterne der O-Klasse sind auch als Heliumsterne bekannt. Wie an der Lage im HRD zu sehen ist, weisen O-Sterne eine bläuliche Färbung auf und sind mit einer Oberflächentemperatur von 28000 - 50000 Grad Kelvin besonders heiß. Durch diese Temperatur bedingt, liegt das Maximum des Kontinuums im ultravioletten Spektralbereich. Die Größe dieser Sterne liegt im Bereich von 20 Sonnenradien[2]. In ihnen finden sich viele Absorptionslinien mehrfach ionisierter Atome, jedoch treten auch Emissionslinien in Erscheinung. Die vorherrschenden Linien sind die des Heliums, von O III, Si II und C III. Die Linien des Wasserstoffes sind kaum bzw. nur schwach vorhanden, was die Balmerserie lediglich schwach sichtbar werden lässt.



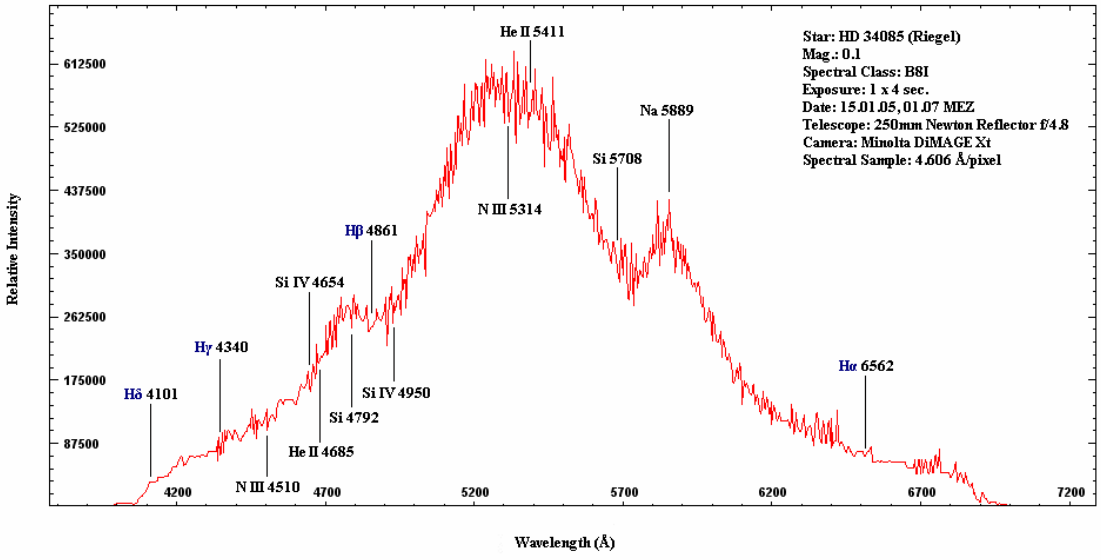
[1] Auf Die Klassen C, N, R, S, W musste aus Helligkeits- und Zeitgründen verzichtet werden. Diese zählen auch nicht zur eigentlichen Hauptgruppe

[2] Sonnenradius = $6.96 \cdot 10^8$ m

In meinem Spektrum sind nur die deutlich erkennbaren Linien gekennzeichnet, da der restliche Graph viele der schon genannten mehrfach ionisierten Atome aufweist und somit ein sehr „fransiges“ Bild entsteht. Außerdem ist durch die Helligkeit und die Kombination dreier Bilder ein gewisses „Rauschen“ gegeben, was zu keinerlei Verbesserung der Ergebnisse beiträgt. Erkennbar ist aber eine schwach ausgeprägte Balmerserie. Deutlicher dagegen treten die Linien des Heliums bei 5875Å und 3888Å hervor. Auch sind die Linen von C III und O III deutlich zu sichtbar. Die Auswertung der Temperatur durch das Wien´sche Gesetz[1] ergab einen Wert von etwa 30000 K, was mit der tatsächlich gemessenen Temperatur gut übereinstimmt.

B - Klasse Sterne:

Die Sterne der B - Klasse weisen eine bläulich weiße Farbe auf und besitzen eine Oberflächentemperatur von 11000 - 28000 Grad K. Im Spektrum dieser Sterne werden die He - Linien im Gegensatz zu den H - Linien immer schwächer. Die Balmerserie ist bei ihnen bereits deutlicher auszumachen. Es sind auch hier noch viele Absorptionslinien ionisierter Atome zu finden, jedoch deutlich weniger als bei O - Sternen. Vorherrschende Linien sind die des Si IV und des O II.



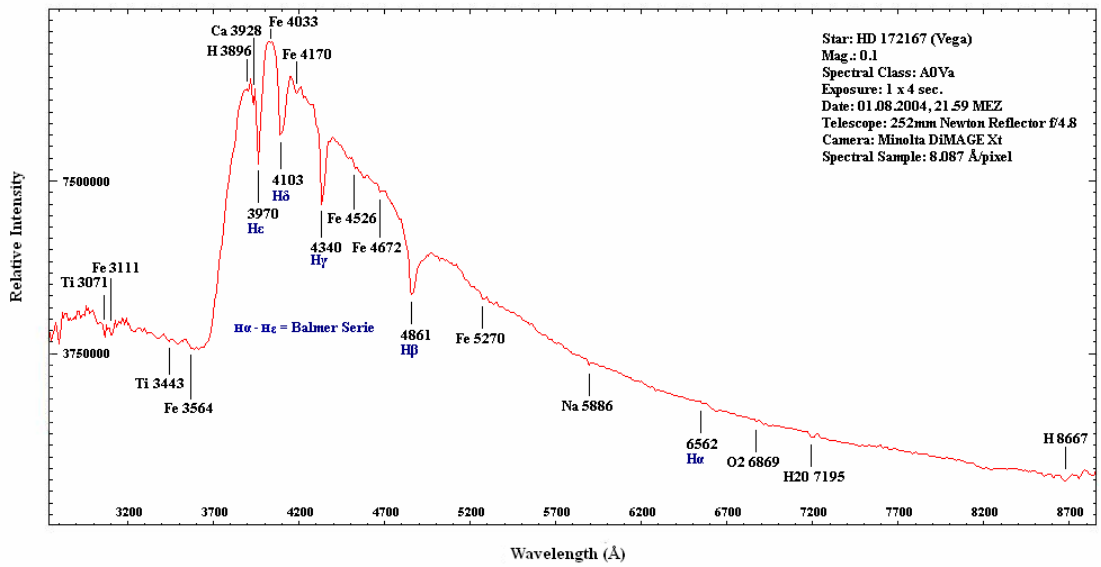
Eine Kennzeichnung erfuhren wiederum nur die deutlichsten Linien. Es zeigt sich, dass die Heliumlinien in ihrer Intensität abnehmen. Die Balmerserie ist nun deutlicher

[1] Visual Spec enthält hierzu eine eigene Funktion (Radiometry/ Planck)

ausgeprägt als im Spektrum des O - Sterns. Genau zu erkennen sind die Linien des Si bei 4792Å und 5708Å sowie die des Si IV bei 4654Å und 4950Å. Des Weiteren sind N III - Linien (ionisierter Stickstoff) und erste Absorptionslinien von Metallen auszumachen, wie z.B. Natrium bei 5889Å. Die Oberflächentemperatur von Riegel wurde mit 17000 K ermittelt.

A - Klasse Sterne:

A - Klasse Sterne kennzeichnen sich durch ihre weiße Färbung aus. Auf ihrer Oberfläche herrschen Temperaturen von 7600 bis 11000 Grad Kelvin. Die Größe dieser Sterne liegt im Bereich von 3 - 4 Sonnenradien. Es treten schwache Absorptionslinien ionisierter Metalle wie Kalzium (Ca II) und Eisen (Fe II), aber auch Titan (Ti II) auf. Die Linien des Heliums sind nicht mehr vorhanden, dafür allerdings sehr deutliche Wasserstoffabsorptionslinien. Die Balmerserie ist bei Sternen der A - Klasse äußerst prägnant und leicht zu erkennen.

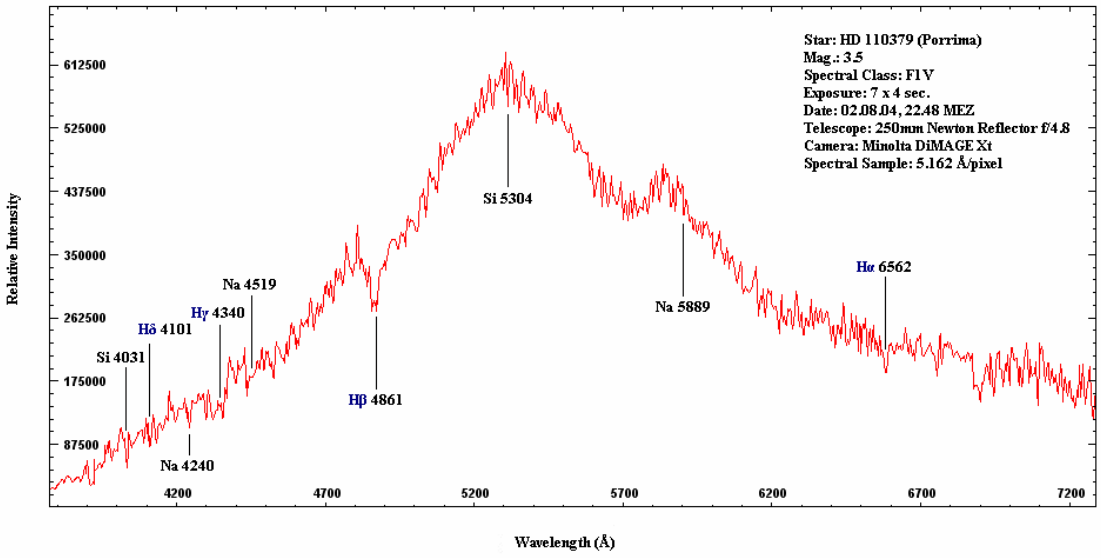


Das auffälligste im Spektrum von Vega (alpha Lyra) ist die sehr ausgeprägte Balmerserie. Die Wasserstofflinien He bis Hß sind gut, die Ha-Linie hingegen leider nur schwach sichtbar, was an der geringeren Rotempfindlichkeit des CCD-Chips liegen könnte. Auch tritt das Fehlen von Heliumlinien zu Tage, jedoch sind die

bereits erwähnten ionisierten Metalle wieder vorzufinden. So sind die Linien von Titan und Eisen bei 3071Å und 3111Å deutlich zu erkennen. Ebenfalls sind Kalziumlinien sowie eine Natriumlinie, aber auch Absorptionslinien von 0_2 und H_2O festzustellen, welche ihren Ursprung in der irdischen Atmosphäre haben. Diese Linien sind in allen anderen Spektren, bis auf das von Beteigeuze, nicht auszumachen. Die geringe spektrale Auflösung des Spektrums resultiert aus dem nur versuchsweise zusammengestellten Aufbau des Spektrographen in der Sommerzeit. Vega konnte mit der jetzigen Version des Spektrographen leider nicht mehr beobachtet werden. Die Auswertung der Oberflächentemperatur ergab 9500 Kelvin und stimmt mit der tatsächlich gemessenen Temperatur überein.

F - Klasse Sterne:

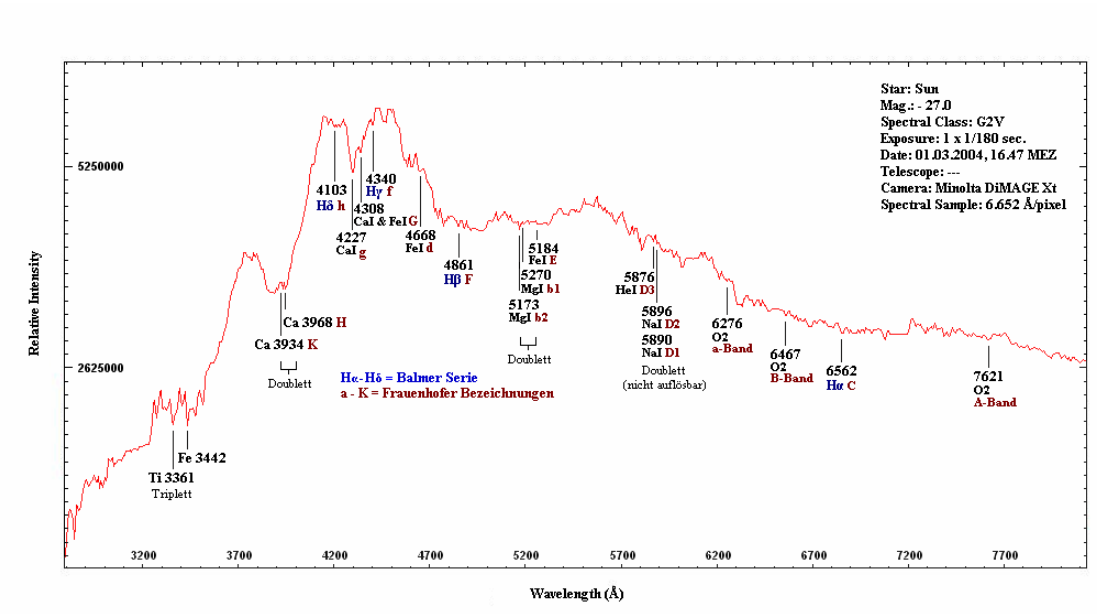
Die Sterne der F - Klasse leuchten am Nachthimmel in weiß-gelblicher Farbe und haben eine Oberflächentemperatur von 6000 - 7400 Grad Kelvin. Ihre Größe beträgt etwa das 4 - 7-fache die des Sonnenradius. Im Spektrum dieser Himmelskörper sind die Absorptionslinien ionisierter und neutraler Metalle etwa gleich stark vertreten. Ausgeprägt sind ebenfalls die H- und K-Linien des zweifach ionisierten Kalziums. Die Linien des Wasserstoffes treten in ihrer Intensität langsam zurück und die Balmerserie wird schwächer.



Leider wird auch dieses Spektrum, bedingt durch die Helligkeit des Sternes und die deswegen nötigen Aufnahmen durch „Rauschen“ beeinflusst. Dennoch lässt sich erkennen, dass die Balmerserie an Intensität verliert und langsam zurücktritt. Sie ist aber immer noch zu erkennen. Die zunächst beschriebenen sichtlichen H- und K-Linien des Kalziums sind jedoch nicht feststellbar, da sie möglicherweise in der geringeren Qualität des Spektrums „untergegangen“ sind. Nachweisbar sind dennoch Metalle wie Silizium bei 4031Å sowie Natrium bei 4240Å und 5889Å. Die Temperatur von Porrima (Gamma Virgo) beträgt etwa 7200 Grad Kelvin.

G - Klasse Sterne:

Die Vertreter der G - Klasse Sterne, zu denen auch unsere Sonne zählt, besitzen eine gelbe Färbung und haben eine Oberflächentemperatur von 5100 - 6000 Grad Kelvin. Ihre Größe ist ähnlich der unserer Sonne. In den Spektren dieser Sterne sind die Absorptionslinien des zweifach ionisierten Kalziums sehr stark ausgeprägt. Zusätzlich sind die Linien neutraler Metalle wie Eisen, Titan und sogar Magnesium zahlreich vorhanden. In Sternen der G - Klasse ist die Balmerserie erkennbar, jedoch nicht so klar wie in F - Klasse Sternen.



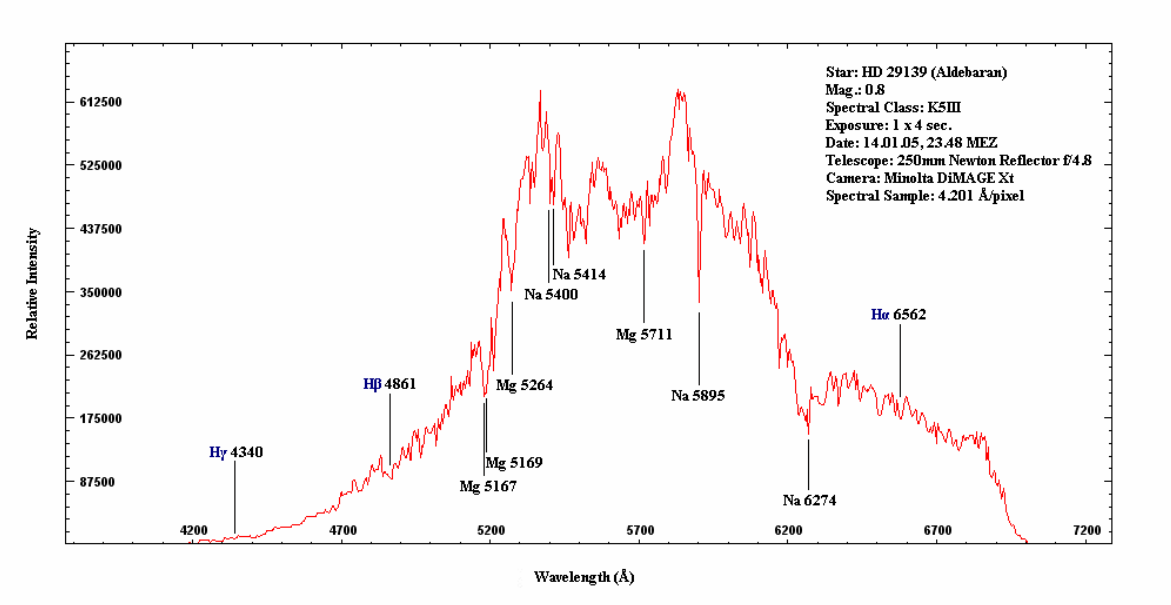
Da unsere Sonne sehr genau auf die vorhandenen Absorptionslinien untersucht worden ist, habe ich meine Auswertung auf die bekanntesten eingeschränkt. Außerdem ist dieses Spektrum ohne Hilfe eines Teleskops aufgenommen. Als optisches Gitter diente in diesem Fall eine selbst gebrannte CD, weshalb die Auflösung etwas geringer ist als bei jenen Spektren, die mit dem Spektrograph aufgenommen wurden. Trotzdem ist die Qualität dieses Spektrum erstaunlich. So sind alle Fraunhoferlinien sowie eine markante Balmerserie erkennbar. Die Linien des Kalziums bei 3934Å, 3968Å, 4227Å und 4308Å sind klar auszumachen, ebenso die Absorptionslinien von Metallen, weshalb die Linien von Titan (3361Å) und Eisen (3442Å) in sehr ausgeprägter Form vorzufinden sind. Einzelne Magnesiumlinien bei 5173Å und 5270Å können ebenfalls beobachtet werden. Zusätzlich sichtbar wird das Natriumdoublett D1, D2 in der Fraunhoferbezeichnung. In diesem Spektrum treten wiederum die Absorptionserscheinungen der Erdatmosphäre zu Tage: So sind die Linien des O_2, welche als a-, A- und B-Band definiert werden, feststellbar. Die Messung der Oberflächentemperatur ergab einen Wert von 5900 Grad Kelvin, was vom realen Wert, der bei 5800Grad Kelvin liegt, nur um etwa 2 Prozent abweicht. Die Sonne ist somit ein relativ heißer Vertreter der G - Sterne.

K - Klasse Sterne:

Die Sterne der K - Klasse haben eine gelb - rötliche Färbung und haben eine zugehörige Temperatur von 3600 - 5100 Grad Kelvin. Sie zählen mit einer Größe von etwa 45 Sonnenradien schon zu den größeren Sternen des Universums. Die Spektren enthalten sehr stark ausgeprägte Absorptionslinien von Metallen wie etwa Natrium und Magnesium. Die Linien des Wasserstoffs und vor allem die Balmerserie sind nur noch sehr schwach bzw. kaum auszumachen. In Sternen der K - Klasse treten zum ersten Mal deutliche Banden einfacher Moleküle auf.

Dieses Spektrum von Aldebaran zeigt deutlich das Nachlassen der Balmerserie, welche nur noch zu erahnen ist. Dafür treten jedoch die Absorptionslinien der Metalle wie Natrium und Magnesium deutlich hervor. So ist die Natriumlinie D1 bei 5895Å sehr klar ausgeprägt, aber auch die restlichen Natriumlinien bei 5400 Å, 5414 Å und

6274 Å lassen sich gut feststellen. Die Temperatur konnte nur sehr ungenau gemessen werden und wurde somit von mir auf 4000 Kelvin geschätzt. Der wirkliche Wert liegt etwa bei 3500 Kelvin.

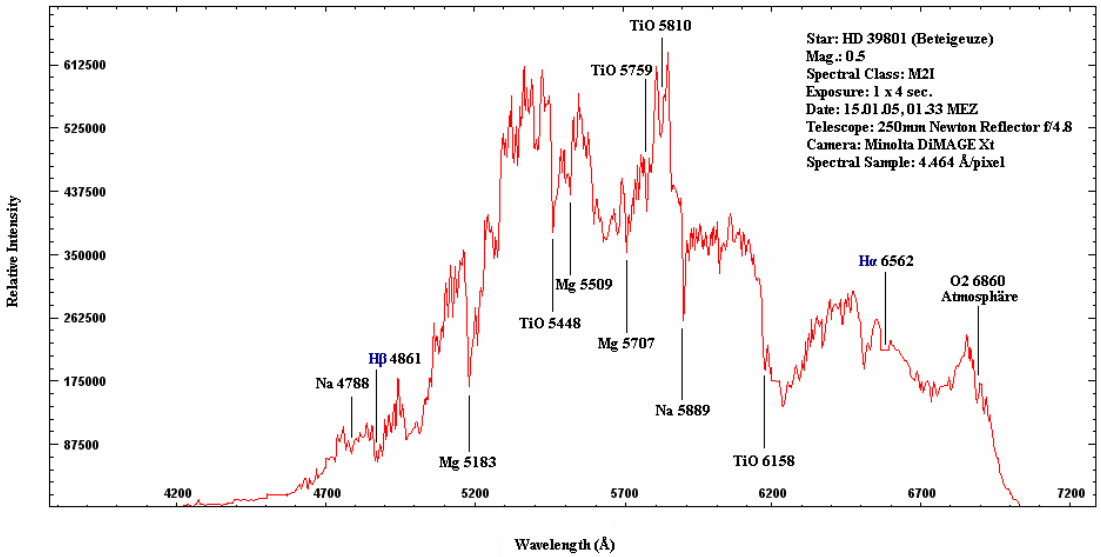


M - Klasse Sterne:

Die letzte Klasse in der Hauptreihe vertreten die M – Sterne, welche sich durch ihre kräftige rote Farbe auszeichnen. Ihre Temperatur kann allerdings variieren, so dass bei „normalen“ Vertretern dieser Sternklasse etwa 3000 - 3500 Grad Kelvin an der Sternoberfläche herrschen. Bei größeren Sternen, den sog. Überriesen, kommt es auch vor, dass diese „nur“ eine Oberflächentemperatur von 2000 Grad Kelvin aufweisen. Die Sterne der M - Klasse gehören zu den Giganten des Universums: Ihre Größe kann bis zum 1000-fachen des Sternradius heranreichen. Im Spektrum dieser Sterne sind kaum noch Wasserstofflinien nachweisbar. Die Balmerserie tritt fast vollständig zurück. Dennoch sind Absorptionslinien von neutralen Metallen wie z.B. Kalzium, Natrium oder Magnesium vorhanden. Es treten nun aber vermehrt komplexe Moleküle auf, die in Molekülbanden, wie Titaniumoxid (TiO), erscheinen. So sind die Linien von TiO äußerst stark ausgeprägt.

Das letzte meiner Spektren beinhaltet viele markante Absorptionslinien wie beispielsweise die von Magnesium bei 5183 Å und 5707Å. Auch sind die

Natriumlinien, wie z.B. bei 5889Å, es handelst sich hierbei um die D1-Linie, gut zu erkennen. Am auffälligsten jedoch stellen sich die Absorptionslinien bei 5448Å, 5810Å sowie 6158Å heraus. Hierbei handelt es sich um die weiter oben beschriebenen Titanoxid-Banden (TiO) eines recht komplexen Moleküls, die sich über das komplette Spektrum hinziehen. Die Temperatur von Beteigeuze beläuft sich auf 3200 Grad Kelvin.



7. Bedeutung in der heutigen Astronomie

Die Bedeutung der Spektroskopie in der Astronomie und Astrophysik ist auch heute noch enorm hoch. Dies liegt allein schon in der Tatsache begründet, dass in unserer Zeit Großteleskope mit einem enormen Kosten- und Arbeitsaufwand gebaut werden und hierfür immer bessere und empfindlichere Spektroskope entwickelt werden.

Die Spektroskopie diente anfangs nur der chemischen Analyse der Bestandteile von Sternen. Doch die Wissenschaft erkannte bald den wahren Wert spektroskopischer Untersuchungen. Es ließen sich wertvolle theoretische Erkenntnisse gewinnen, da Sterne mit Laboratorien verglichen werden können, in denen jedoch Bedingungen herrschen, wie sie auf der Erde niemals erzeugt werden könnten. Es handelt sich hierbei um extrem hohe Temperaturen und Druckverhältnisse. Mittels dieser

Zustände werden heute gängige oder neu aufgestellte Theorien der Physik überprüft, verbessert oder verworfen.

Eine weitere nicht unwesentliche Bedeutung kommt der Untersuchung der Zusammensetzung der Planeten des Sonnensystems zu. So zeigte die Spektralanalyse der Saturnringe zum ersten Mal, dass diese aus gefrorenem Ammoniak bestehen. Die Spektralanalyse ermöglichte ebenfalls eine Aufschlüsselung der Zusammensetzung von Planetenatmosphären. Unser heutiges Wissen über die verschiedenen Zustände auf anderen Planeten basiert noch immer auf eben diesen Messungen.

Durch bestimmte Auswertungen von Spektren wird sowohl die Trennung zweier sich umkreisender Sterne möglich, welche optisch nicht aufzulösen wären, als auch die Informationsgewinnung über jeden der beiden Partner. Die sog. spektroskopischen Doppelsterne stellten lange Zeit eine erhebliche Lücke im Verständnis der Astronomie dar.

Mit Hilfe der Doppler-Verschiebungen von Spektrallinien, welche in fernen Galaxien beobachtet wurden, ist es auch möglich geworden, die Expansionsgeschwindigkeit des Universums zu bestimmen und damit Aussagen über dessen Alter, Größe und Zukunft zu treffen. Diese Erkenntnisse haben in der Kosmologie größte Bedeutung.

In den letzten 5 Jahren ist ein weiteres wichtiges Aufgabengebiet der Spektroskopie hinzugekommen. Es handelt sich hierbei um das Auffinden und Analysieren extrasolarer Planeten. So wurde es demnach möglich, am 21. Dezember 2001 eine Natriumatmosphäre im Planeten des Sterns HD 209458 nachzuweisen. Dies gelang nur, da der Planet während der Aufnahme vor der Scheibe des Sterns vorbeizog. Durch Unterschiede zwischen den Spektren vor und nach der Bedeckung konnten folglich die Charakteristika jenes Planeten ermittelt werden.

8. Schlussbemerkung

Trotz der anfänglich zu überwindenden Schwierigkeiten beim Bau des Spektrographen und der Aufnahme der Spektren ist es sehr überraschend, wie einfach reichhaltige und präzise Informationen über Himmelskörper von nahezu unvorstellbaren Distanzen (Mintaka ist immerhin 915 Lichtjahre[1] entfernt) zu gewinnen sind.

Ein ebenfalls interessanter Aspekt ist die Erkenntnis, dass spektroskopische Untersuchungen schon mit im Alltag gebräuchlichen Dingen wie beispielsweise einer CD durchgeführt werden können. Diese Umstände ermöglichen es, dieses Themengebiet sogar in den Unterricht einfließen zu lassen oder als Versuchsthema für Schüler anzubieten. Dank der heutigen Technik ist es möglich, dieses faszinierende Gebiet der Astronomie, welches früher ausschließlich von professionellen Astronomen durchführbar war, auch Amateuren mit geringem Kostenaufwand und mit zu bewältigendem Arbeitsaufwand zugänglich zu machen.

9. Quellennachweis

- Stephen F. Tonkin, Practical Amateur Spectroscopy; aus der Reihe Patrick Moore's Practical Astronomy Series, Springer - Berlin, 2002
- C. R. Kitchin, Optical Astronomical Spectroscopy, Institute of Physics Publishing - Bristol, 1995
- D. Thackeray, Astronomical Spectroscopy, Eyre & Spottiswoode - London, 1961
- James B. Kaler, Sterne und ihre Spektren - Astronomische Signal aus Licht, Spektrum Akademischer Verlag Heidelberg - Berlin - Oxford, 1994
- Dieter B. Herrmann, Astronomie, paetec Gesellschaft für Bildung und Technik mb, 1999[1]
- Fachgruppe Spektroskopie der VdS, Einführung in die Spektroskopie für Amateure, http://www.astronomie.de/fachbereiche/spektroskopie/einfuehrung/1-einleitung.htm, (Seiten liegen auf CD bei)
- Sven Döring, Spektralklassen von Sternen, http://www.fys-online.de/wissen/ph/spektralklassen.htm, 2002 (Seite liegt auf CD bei)
- Wikipedia, Spektralklasse,

http://de.wikipedia.org/wiki/Spektralklasse, 14. Jan 2005
(Seite liegt auf CD bei)

- Christian Buil, http://astrosurf.com/buil/, 14. Jan 2005
(Seite liegt auf CD bei)

Bilderverzeichnis:

Deckblatt	eigener Entwurf
Abb. 3.1	aus Stephen F. Tonkin, practical amateur spectroscopy S.15
Abb. 3.2.	aus. Dieter B. Herrmann, Astronomie, S. 98
Abb. 3.3.	aus Achim Mester, Spektralklassifikation von Sternen S.6
Abb. 4.1.	aus Stephen F. Tonkin, practical amateur spectroscopy S.28
Abb. 4.2.	eigener Entwurf
Abb. 5.1.	eigener Entwurf nach James B. Kaler, Sterne und ihre Spektren, S. 102
Abb. 5.2.	eigener Entwurf
Abb. 5.3.	eigener Entwurf
Abb. 6.2.2.	eigener Entwurf
Abb. 6.2.3.	eigene Spektrenauswertung
Abb. 6.2.4	eigene Spektrenauswertung

10. Anhang

Anhang A: Photographische Rohspektren (Aufnahmedaten siehe Spektren)

Mintaka (O9.5 II):

Rigel (B8 I):

Vega (A0 V):

Porrima (F1 V):

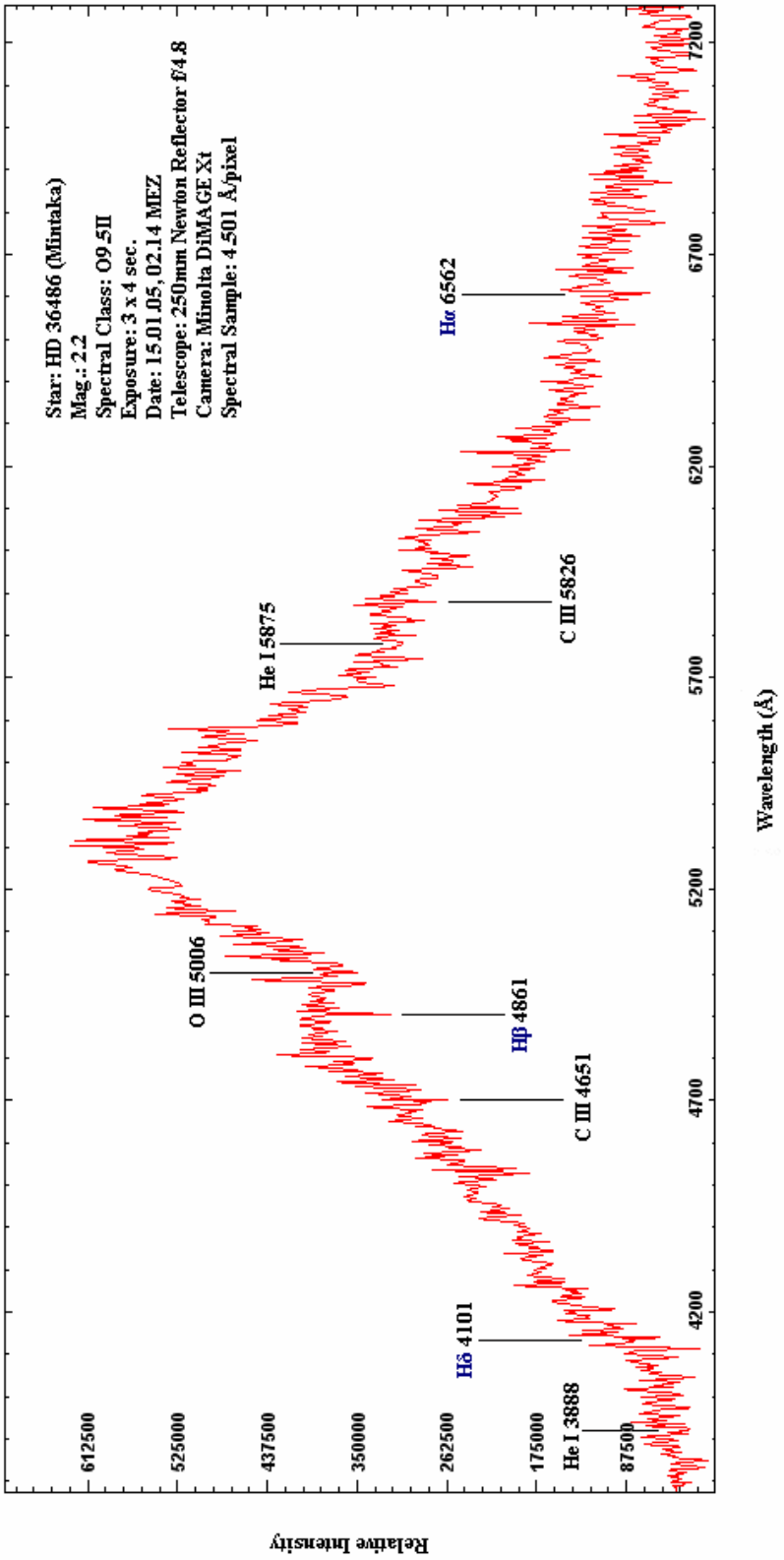
Sonne (G2 V):

Aldebaran (K5 III):

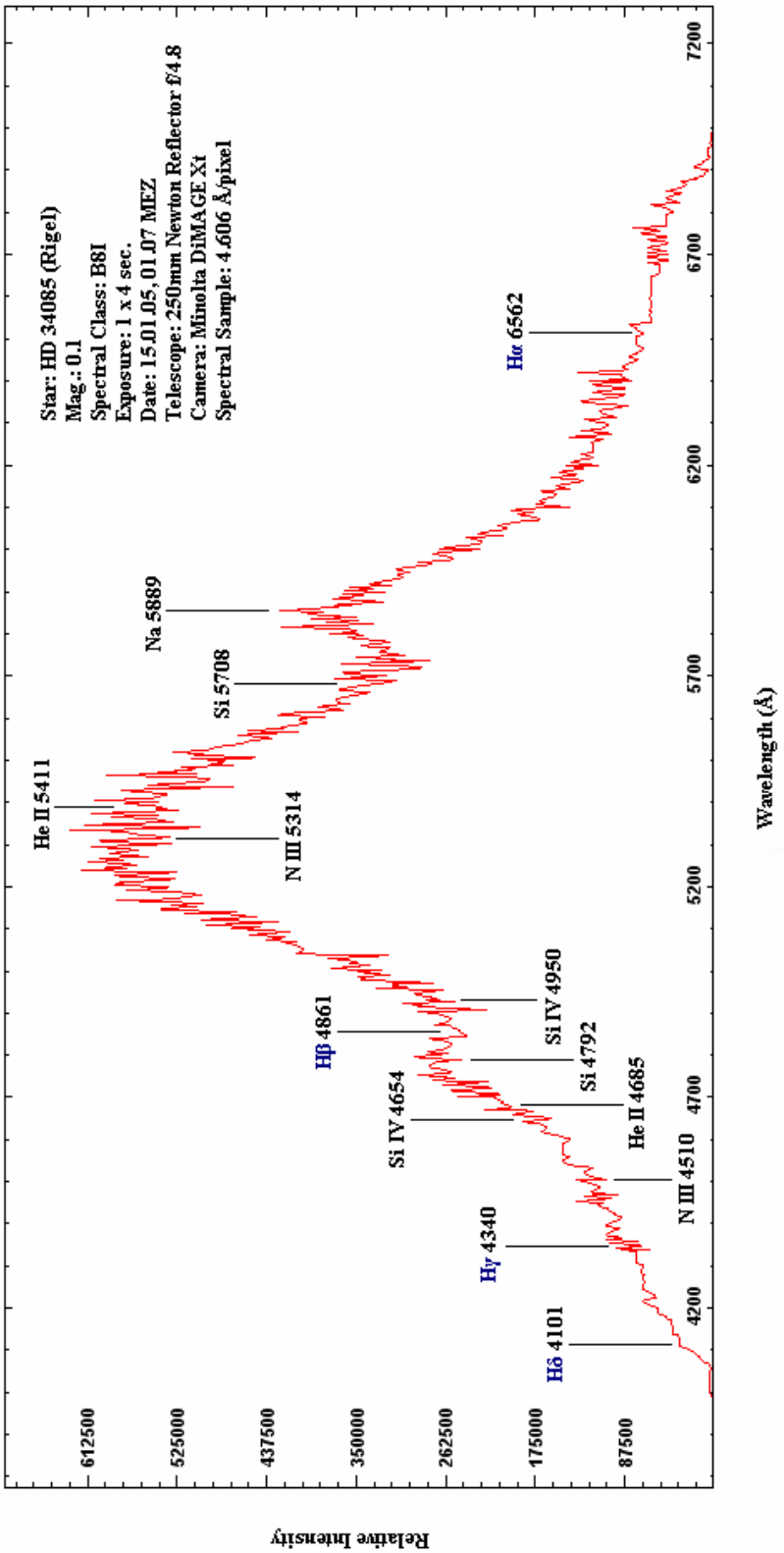
Beteigeuze (M2 I):

Anhang B: Spektren

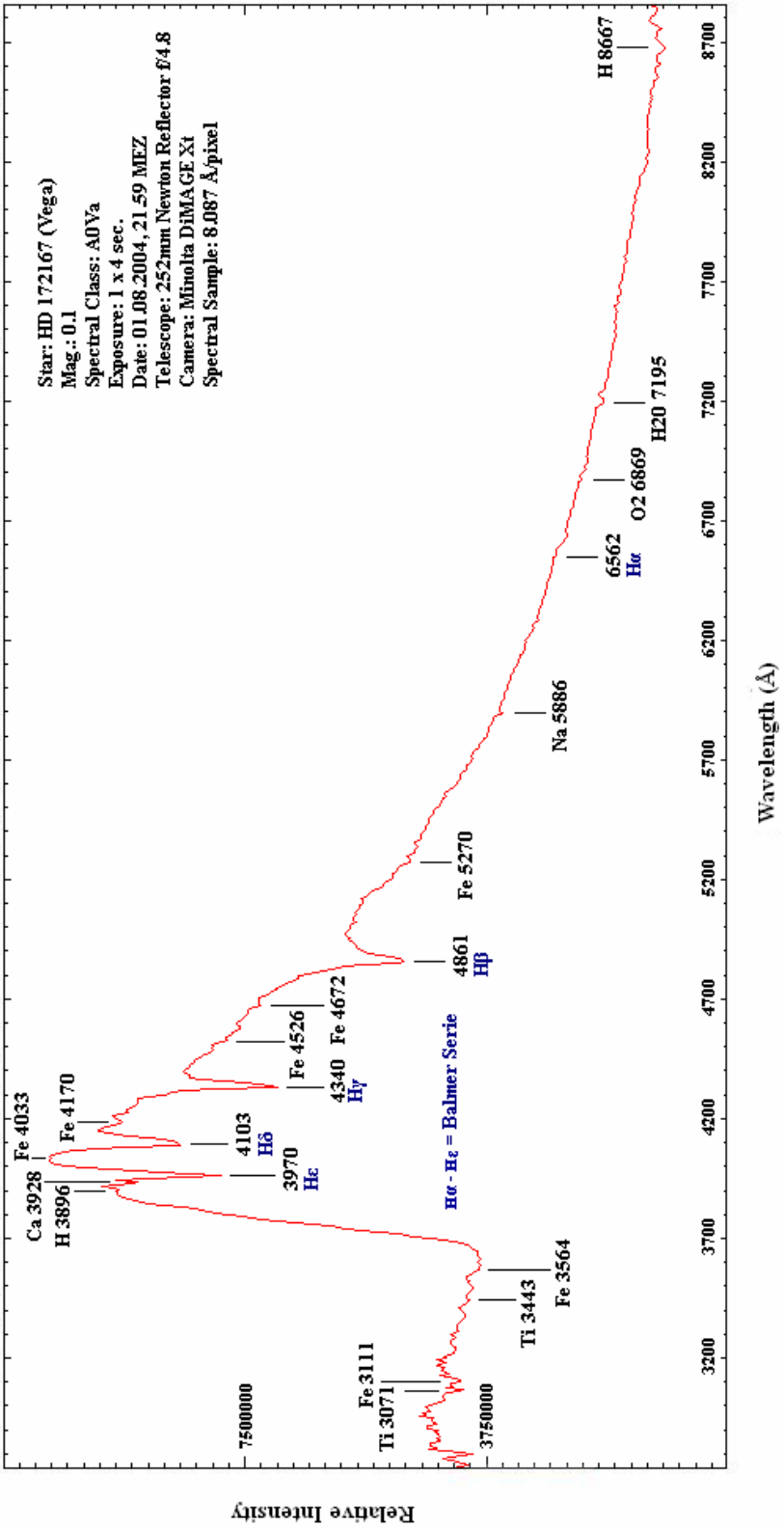
O-Klasse:



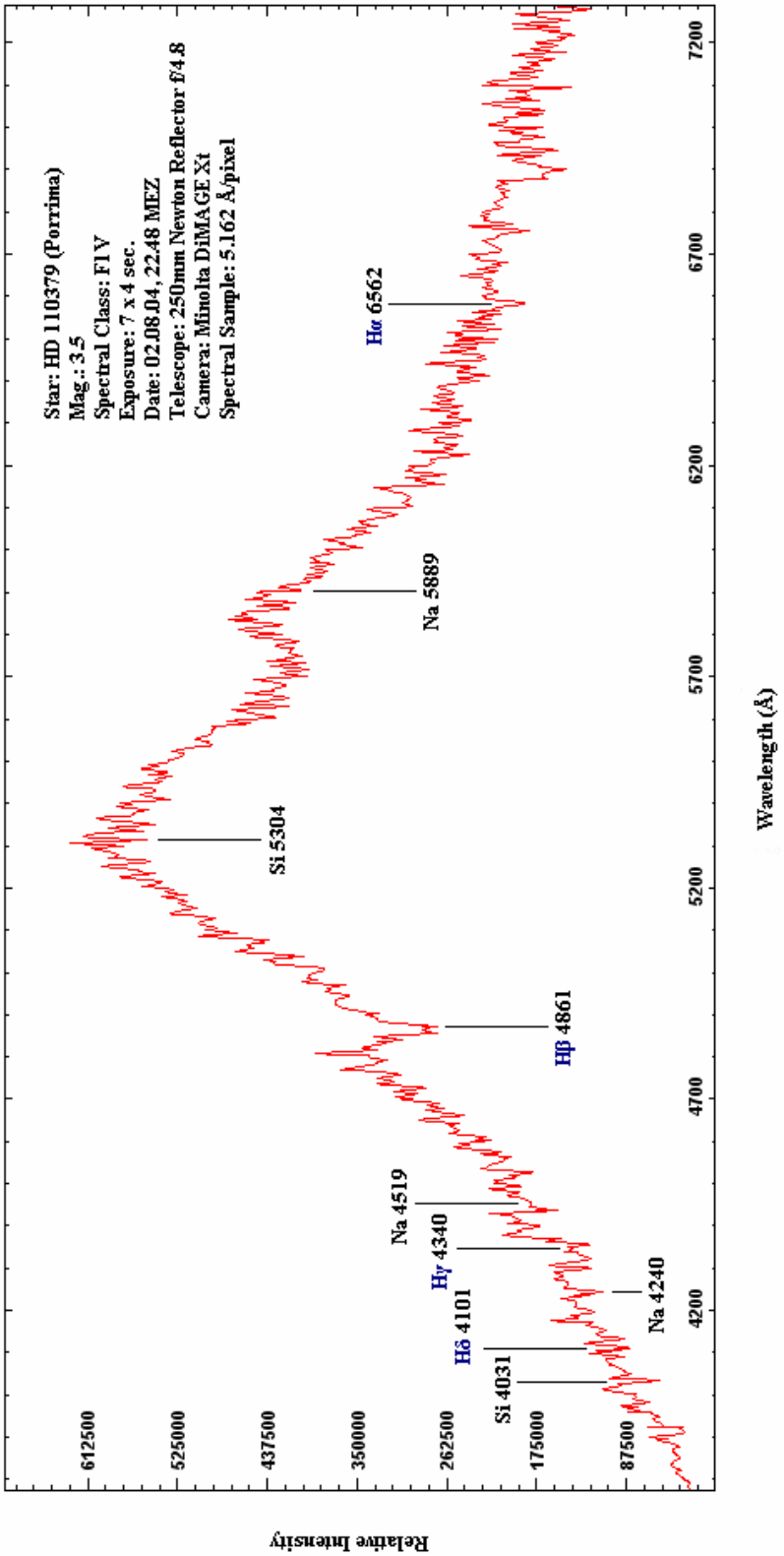
B-Klasse:


Star: HD 34085 (Rigel)
Mag.: 0.1
Spectral Class: B8I
Exposure: 1 x 4 sec.
Date: 15.01.05, 01.07 MEZ
Telescope: 250mm Newton Reflector f/4.8
Camera: Minolta DiMAGE Xt
Spectral Sample: 4.606 Å/pixel
He II 5411
N III 5314
Si 5708
Na 5889
Hα 6562
Hβ 4861
Si IV 4950
Si 4792
He II 4685
Si IV 4654
N III 4510
Hγ 4340
Hδ 4101
612500
525000
437500
350000
262500
175000
87500
4200
4700
5200
5700
6200
6700
7200
Wavelength (Å)
Relative Intensity

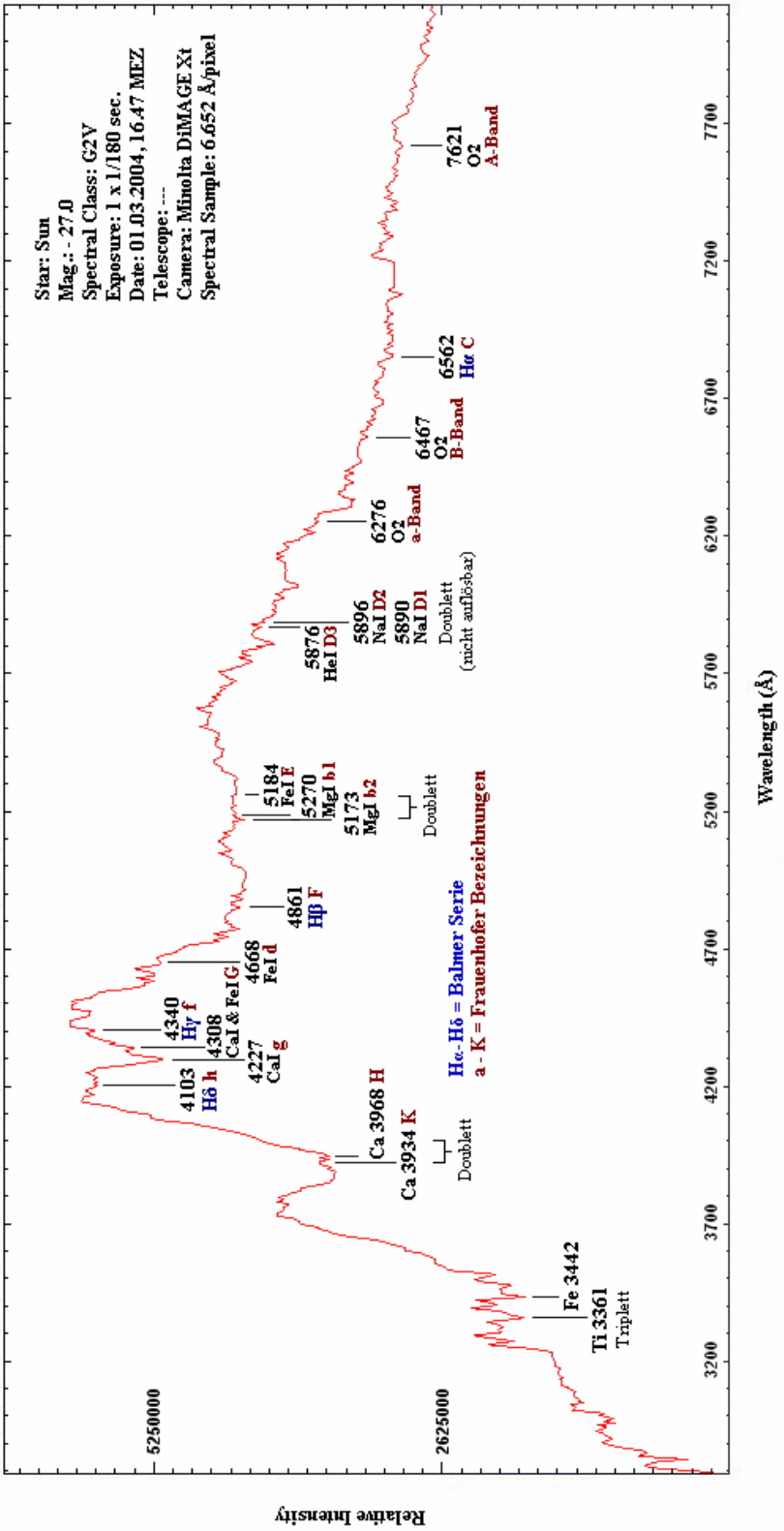
A-Klasse:


Star: HD 172167 (Vega)
Mag.: 0.1
Spectral Class: A0Va
Exposure: 1 x 4 sec.
Date: 01.08.2004, 21.59 MEZ
Telescope: 252mm Newton Reflector f/4.8
Camera: Minolta DiMAGE Xt
Spectral Sample: 8.087 Å/pixel
Ca 3928
H 3896
Fe 4033
Fe 4170
4103
Hδ
3970
Hε
4340
Hγ
Fe 4526
Fe 4672
4861
Hβ
Fe 5270
Na 5886
6562
Hα
O2 6869
H20 7195
H 8667
Hα - Hε = Balmer Serie
Fe 3111
Ti 3071
Ti 3443
Fe 3564
7500000
3750000
3200
3700
4200
4700
5200
5700
6200
6700
7200
7700
8200
8700
Wavelength (Å)
Relative Intensity

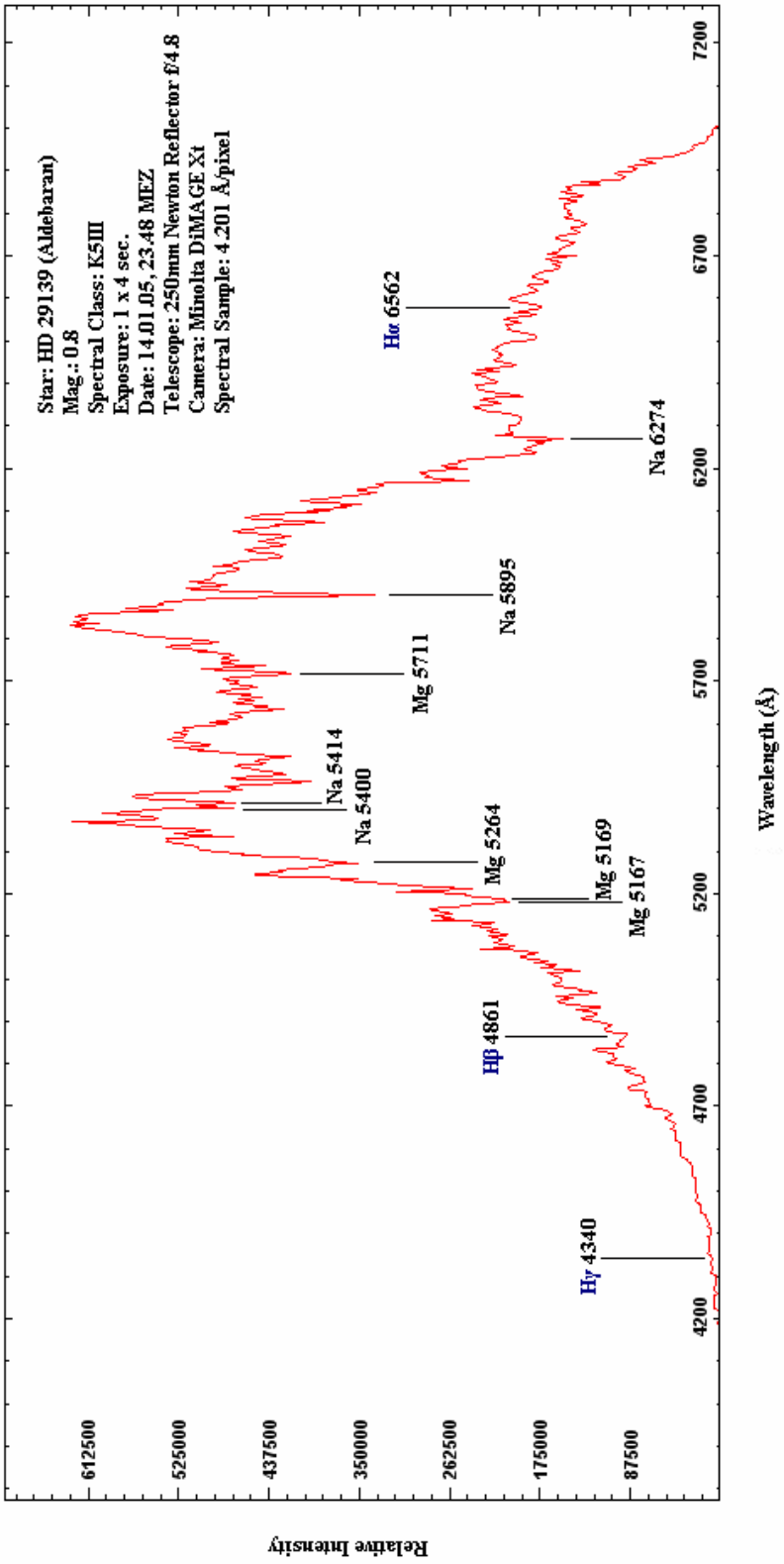
F-Klasse:


Star: HD 110379 (Porrima)
Mag.: 3.5
Spectral Class: F1V
Exposure: 7 x 4 sec.
Date: 02.08.04, 22.48 MEZ
Telescope: 250mm Newton Reflector f/4.8
Camera: Minolta DiMAGE Xt
Spectral Sample: 5.162 Å/pixel
Hα 6562
Na 5889
Si 5304
Hβ 4861
Na 4519
Hγ 4340
Hδ 4101
Si 4031
Na 4240
612500
525000
437500
350000
262500
175000
87500
4200
4700
5200
5700
6200
6700
7200
Wavelength (Å)
Relative Intensity

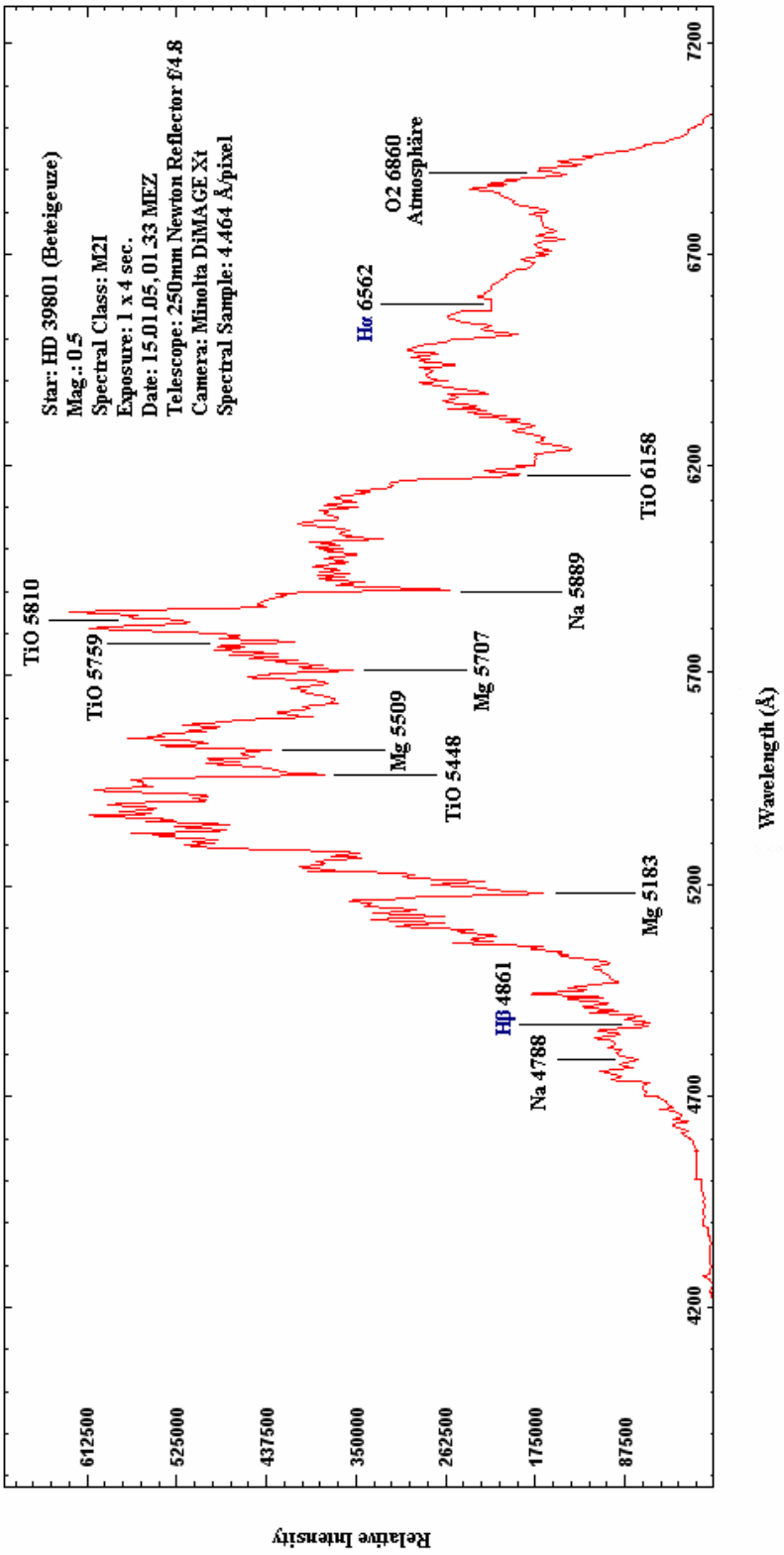
G-Klasse:


Star: Sun
Mag.: - 27.0
Spectral Class: G2V
Exposure: 1 x 1/180 sec.
Date: 01.03.2004, 16.47 MEZ
Telescope: ---
Camera: Minolta DiMAGE Xt
Spectral Sample: 6.652 Å/pixel
5250000
2625000
Relative Intensity
3200
3700
4200
4700
5200
5700
6200
6700
7200
7700
Wavelength (Å)
Fe 3442
Ti 3361
Triplett
Ca 3934 K
Ca 3968 H
Doublett
4103
Hδ h
4227
CaI g
4308
CaI & FeI G
4340
Hγ f
4668
FeI d
4861
Hβ F
5173
MgI b2
5184
FeI E
5270
MgI b1
Doublett
5876
HeI D3
5896
NaI D2
5890
NaI D1
Doublett
(nicht auflösbar)
6276
O2
a-Band
6467
O2
B-Band
6562
Hα C
7621
O2
A-Band
Hα - Hδ = Balmer Serie
a - K = Frauenhofer Bezeichnungen

K-Klasse:

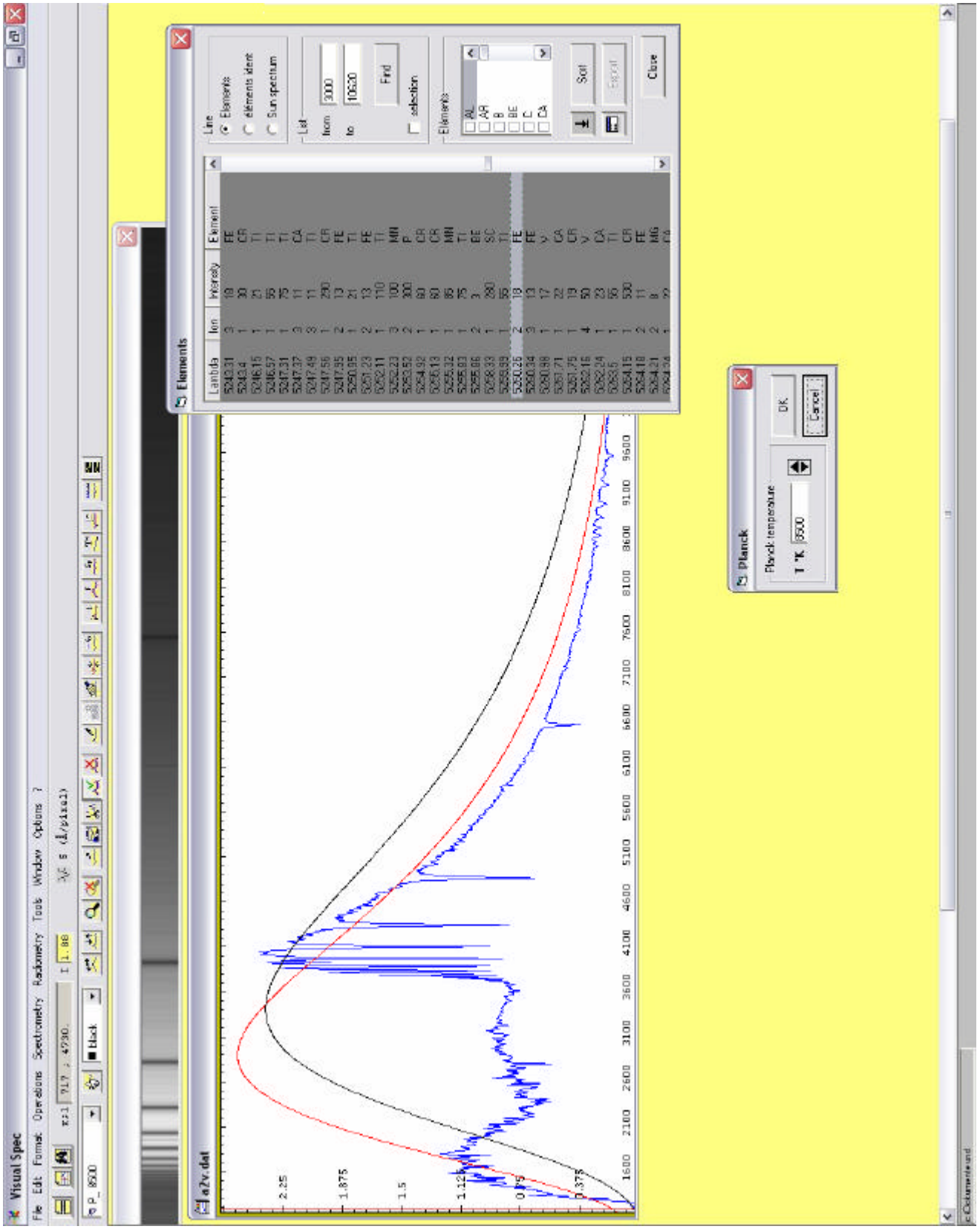
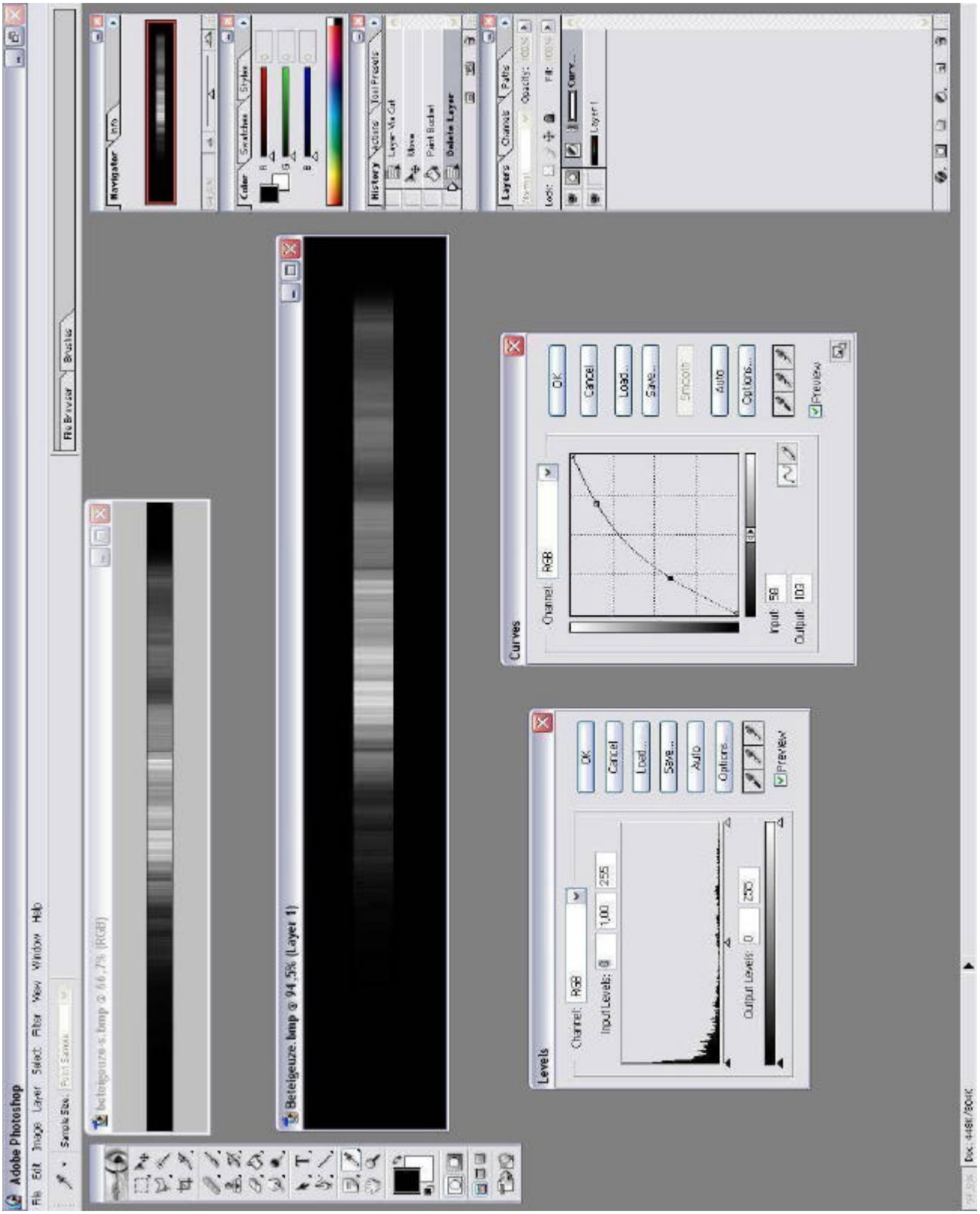

Star: HD 29139 (Aldebaran)
Mag.: 0.8
Spectral Class: K5III
Exposure: 1 x 4 sec.
Date: 14.01.05, 23.48 MEZ
Telescope: 250mm Newton Reflector f/4.8
Camera: Minolta DiMAGE Xt
Spectral Sample: 4.201 Å/pixel
Hα 6562
Na 6274
Na 5895
Mg 5711
Na 5414
Na 5400
Mg 5264
Mg 5169
Mg 5167
Hβ 4861
Hγ 4340
612500
525000
437500
350000
262500
175000
87500
4200
4700
5200
5700
6200
6700
7200
Relative Intensity
Wavelength (Å)

M-Klasse


Star: HD 39801 (Beteigeuze)
Mag.: 0.5
Spectral Class: M2I
Exposure: 1 x 4 sec.
Date: 15.01.05, 01.33 MEZ
Telescope: 250mm Newton Reflector f/4.8
Camera: Minolta DiMAGE Xt
Spectral Sample: 4.464 Å/pixel
TiO 5810
TiO 5759
Mg 5509
TiO 5448
Mg 5707
Na 5889
TiO 6158
Hα 6562
O2 6860
Atmosphäre
Mg 5183
Hβ 4861
Na 4788
612500
525000
437500
350000
262500
175000
87500
4200
4700
5200
5700
6200
6700
7200
Wavelength (Å)
Relative Intensity

Anhang C: Software

Visual Spec: Auswertung der Temperatur und vorhandener Elemente



Photoshop 7.0: Tonwertkorrektur und Einstellungen am Helligkeitsverlauf