Abtei-Gymnasium Brauweiler

Spektralklassifikation von Sternen

Facharbeit im Leistungskurs
PHYSIK
von

ACHIM MESTER

Schuljahr 2001/02

Inhalt

1. Einleitung 2

2. Geschichte 2

3. Theorie

   3.1 Entstehung von (Stern-)Spektren 3

   3.2 Physik eines Spektroskops 5

   3.3 Spektralanalyse 6

4. Praxis

   4.1 Vorgehensweise 8

   4.2 Versuchsaufbau 9

   4.3 Eichung der Spektren 11

   4.4 Die Klassifizierung der gewonnenen Spektren 13

5. Schlussbemerkung 16

6. Quellennachweis 17

7. Anhänge

   A: Photographische Rohspektren 18
   B: Versuchsaufbau 20
   C: Software 22
   C: Kamera-Daten 23
   D: Wellenlängentabelle einiger Absorptionslinien 25

1. Einleitung

Diese Facharbeit soll einen Einblick in die Spektroskopie vom sichtbaren Wellenlängenbereich der Sterne und in das erforderliche Hintergrundwissen schaffen.
Da ich gerade die Hintergründe der Entstehung von Spektren zum Nachvollziehen der Arbeitsweise von Spektralapparaten und zur eigenständigen Ergründung von Auffälligkeiten in Sternspektren für wichtig halte, beginne ich zunächst mit einem theoretischen Teil. Dieser soll alle physikalischen Vorgänge, angefangen beim atomaren Aufbau eines Sterns bis zur Aufbrechung des auf der Erde ankommenden Lichts in seine Spektralfarben beschreiben. Abschließend wird der Weg vom aufgenommenen Spektrum zurück zum Aufbau des Sterns beschrieben, wobei dieser Vorgang auch noch im zweiten Teil der Arbeit anhand eines Versuchs praktisch erläutert wird.
Um aber nicht gänzlich ohne Bezug zu dem langen Weg, den die Spektralklassifikation bis zu Ihrem heutigen, sicherlich noch immer nicht vollendeten Entwicklungstand durchgemacht hat, einzusteigen, zuerst ein kurzer Abriss der Geschichte.

2. Geschichte

Die optische Spektroskopie stellt einen historisch wichtigen Ausgangspunkt der Astrophysik dar. Abgesehen von visuellen Beobachtungen, die auch schon eine farbliche Unterscheidung von Sternen ermöglicht, begann die wissenschaftliche Sternspektroskopie etwa im 17. Jhd. mit der Entdeckung des Brechungsgesetzes durch Snellius (1591-1626) und die Entdeckung der „Welleneigenschaft" des Lichtes durch Hook (1635-1703). Diese Erkenntnisse ermöglichten 1666 Newton (1642-1727) Licht mit Hilfe eines Prismas in seine Wellenlängen zu zerlegen.
Erst ca. 200 Jahre später wurde durch Kirchhoff (1824-1887) und Bunsen (1811-1899) die Spektralanalyse entwickelt. Sie fanden den Zusammenhang zwischen den Frauenhoferlinien und der Zusammensetzung der Sonne heraus; somit schafften sie die Grundlage für Angström (1814-1874), insgesamt etwa 800 Frauenhoferlinien den Elementen zuzuordnen.
Der aktuelle Entwicklungsstand der Spektroskopie bzw. der Spektralanalyse wird im Folgenden zuerst theoretisch, dann praktisch beschrieben.

3. Theorie

3.1 Entstehung von (Stern-)Spektren

Um die Aussagekraft eines Sternspektrums nachvollziehen zu können , muss erst einmal etwas über die Entstehung von Licht der verschiedenen Wellenlängen gesagt werden. Aus diesem Grund tauchen wir zunächst in die Welt der Atome ein.

Elektromagnetische Strahlung (z.B. Licht) entsteht, wenn ein Außenelektron in einen niedrigeren Energiezustand wechselt, d.h. wenn es in einen dem Atomkern näher liegenden Bereich „springt". Die dabei frei werdende Energie wird in Form eines Photons freigesetzt.
Dieses Prinzip wird am besten durch das Bohr'sche Atommodell veranschaulicht, da die Bahnradien und Energien der Elektronen „quantisiert" sind und die Elektronen nur bestimmte Distanzen „springen" können (siehe Abbildung 3.1.1).
Je nachdem, von welchem Zustand (Bereich) ein Elektron in einen anderes Energieniveau wechselt, entsteht aus der Energiedifferenz der Zustände ein Photon mit der entsprechenden Energie. Da die Energie eines Photons direkt mit der Wellenlänge zusammenhängt ($E = h\nu = hc/\lambda$)[1] hat das Photon nun eine, für das Element und den „Sprung" charakteristische Wellenlänge. Somit lässt sich jedes Element anhand seiner Emissionslinien eindeutig identifizieren.

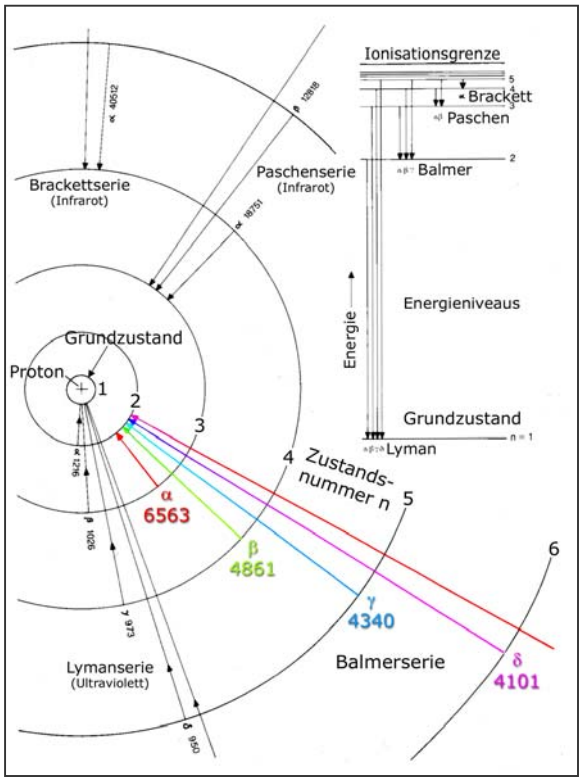


Abbildung 3.1.1

Beim einfachsten Element, dem Wasserstoff (H), sind die Photonen mit einer für uns sichtbaren Wellenlänge die, die von einem Elektron ausgesandt werden, welches von einem energiereicheren Zustand n=3(,4,5)[2] in den Zustand n=2 wechselt. Diese „Serie" taucht im Spektrum aller Wasserstoffsterne auf und wird nach ihrem Entdecker *Balmerserie* genannt. Ein so entstehendes Spektrum wird *Emissionsspektrum* genannt und ist für jedes heiße Gas von geringer Dichte spezifisch aufgebaut (siehe Abbildung 3.1.2a). Andere Serien des Wasserstoffs liegen nicht im sichtbaren Bereich des elektromagnetischen Spektrums und sind daher nicht so bekannt und für uns im Weiteren nicht von Bedeutung.

[1] h = Planck'sches Wirkungsquantum; ν = Frequenz; λ = Wellenlänge
[2] n = Elektronenbahnnummer, festgelegt nach Energieniveau (n=1 ist der Grundzustand)

Stoffe unter hohen Druck- bzw. Temperaturverhältnissen (z.B. im Kern eines Sterns) verhalten sich jedoch anders:

Nimmt ein fester Stoff Energie auf, heizt er sich auf und strahlt schließlich Photonen aller Wellenlängen aus (kontinuierliches Spektrum) – der Körper glüht. Solche Körper nennt man „Schwarze Körper". Sie absorbieren jegliche auftreffende Strahlung und nehmen deren Energie vollständig auf. Mit zunehmender Energie steigt auch die Temperatur des Körpers, bis sie einen stabilen Wert erreicht, bei dem ebenso viel Energie aufgenommen wie abgegeben wird.

Diese Bedingungen entsprechen im Wesentlichen den Gegebenheiten im Inneren eines Sterns. Das Spektrum dieses glühenden Körpers ist deshalb mit dem des „Schwarzen Körpers" - auch „Thermischer Strahler" genannt - vergleichbar (siehe Abbildung 3.1.2b).

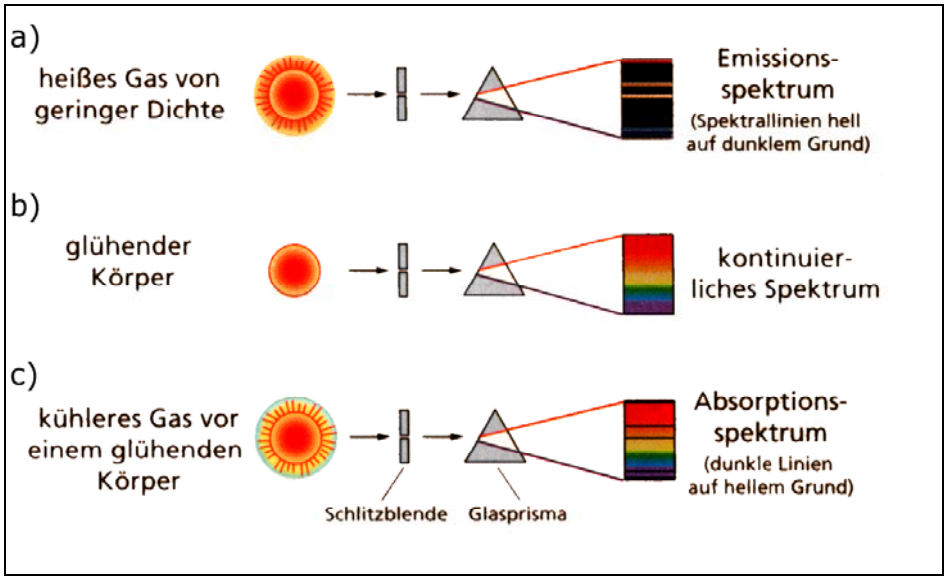


Abbildung 3.1. 2

Bei der zu Anfang dieses Kapitels beschriebenen Aussendung von Photonen durch Elektronen, die in ein niedrigeres Energieniveau wechseln (Emission), befanden sich die Elektronen zuvor in einem, ihren Grundzustand gegenüber, erhöhten Energieniveau. Diesen energiereichen Zustand haben sie natürlich nicht „einfach so" erreicht (der von einem Atom bevorzugteste Zustand ist der Stabilste und somit der Energieärmste), sondern nur durch vorherige Aufnahme von Energie.

Dies geschieht z.B. durch die Aufnahme eines Photons, welches aus dem kontinuierlichen Spektrum des Inneren des Sterns kommen könnte und auf seinem Weg nach Außen mit einem Außenelektron in der kühleren Hülle des Sterns kollidiert.

Diese Absorption funktioniert nur, wenn die Energie des Photons exakt mit einer der Energien, die für das Element einen Elektronensprung erlauben, übereinstimmt (→Quantenmechanik).

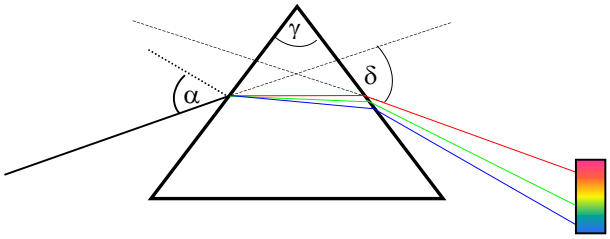
Ein Beispiel: Ein Photon mit einer der spezifischen Wellenlängen eines Wasserstoffatoms trifft auf ein Elektron eines Wasserstoffatoms. Das Elektron nimmt dessen Energie auf und steigt in ein höheres Energieniveau.

Da das Atom jedoch einen möglichst energiearmen (stabilen) Zustand anstrebt, gibt es die gerade gewonnene Energie durch die Aussendung eines neuen Photons schnell wieder ab. Das neu entstandene Photon breitet sich nun nicht zwangsläufig wieder in dieselbe Richtung aus, sondern wird in eine zufällige Richtung abgegeben.
Aus diesem Grund strahlt ein Stern, der außerhalb seines Kerns noch kühlere Gasvorkommen besitzt (in diesem Beispiel Wasserstoffvorkommen), in der spezifischen Wellenlänge insgesamt weniger Photonen nach außen aus. Sein Spektrum zeigt an diesen Stellen schwarze „Striche" (Abbildung 3.1.2c).
Diese „Striche" werden allgemein als Absorptionslinien bezeichnet.

Alle Sterne sind entsprechend dieser Abbildung aufgebaut und strahlen ein solches *Absorptionsspektrum* aus.

3.2 Physik eines Spektroskops

Das Licht eines Sterns kommt auf der Erde in einem „Lichtbündel" aus Photonen der verschiedenen Wellenlängen an. Um die Informationen über den Stern zu erhalten, muss das „Bündel" – nach Wellenlängen sortiert – aufgesplittet werden:
Es gibt dafür zwei recht unterschiedliche Möglichkeiten mit jeweiligen Vor– und Nachteilen. Die etwas einfacher umsetzbare und „klassische" Methode ist, das Licht durch Brechung (Dispersion) zu trennen. Ein Prisma, das man vor oder hinter die Optik setzt, bricht das Licht je nach Wellenlänge unterschiedlich stark:



Bei symmetrischem Strahlengang ist die Ablenkung δ vom Brechungsindex n_λ der Glassorte bei einer bestimmten Wellenlänge λ und von dem brechenden Winkel γ des Prismas abhängig:

$$\delta = 2 * \arcsin(n * \sin(\gamma/2)) - \gamma$$

Der Nachteil des Prismas ist, dass das Licht nicht linear gebrochen wird. Der Brechungsindex eines Prismas ist wellenlängenabhängig, d.h., das gleiche Abschnitte im Spektrum nicht gleichen Wellenlängenintervallen entsprechen.

Die zweite Methode ist, das Licht zu beugen. Ein sog. optisches Gitter mit vielen schmalen Spalten, deren Breiten im Wellenlängenbereich des Lichtes liegen, beugt das Licht abhängig von seiner Wellenlänge. Destruktive und konstruktive Interferenzen sorgen bei hinreichend vielen Spalten für eine ebenso hohe (oder höhere) spektrale Auflösung, wie die eines Prismas, wobei die Beugung der verschiedenen Wellenlängen hier linear verläuft.

3.3. Spektralanalyse

Nachdem ein Spektrum aufgenommen ist, kann es auf verschiedene Aspekte untersucht werden. Ein Spektrum beinhaltet nicht nur Informationen über die Zusammensetzung eines Sterns, sondern auch zur Temperatur, zum Alter oder zu Prozessen im Stern.
Der erste Schritt ist die Zuordnung des Sterns in eine Spektralklasse (was auch nachher im Versuch noch am Beispiel getan wird):
Aufgrund der Absorptionslinien kann man die Sterne in die Spektralklassen O,B,A,F,G,K und M einordnen. Die Spektralklassen waren anfangs alphabetisch sortiert, wurden aber im Laufe der Zeit mehrmals nach neuen wissenschaftlichen Erkenntnissen umsortiert. Nachdem sich die heutige Reihenfolge durchgesetzt hatte wurde noch herausgefunden, dass die Klassen direkt in Relation zur Temperatur eines Sterns stehen[3]:

Tabelle 3.3.1: Die Harvard-Spektraltypen

Typ	Kennzeichen			Hauptreihentemperatur
O	He II, häufig Emissionslinien			28 000 - 50 000 K
B	He I			9 900 - 28 000 K
A	H			7 400 - 9 900 K
F	Metalle, H			6 000 - 7 400 K
G	Ca II, Metalle			4 900 - 6 000 K
K	Ca II, Ca I, Moleküle	R (CN, C_2)	C	3 500 - 4 900 K
M	(TiO) S(ZrO)	N (C_2)	C	2 000 - 3 500 K
Zunehmender Kohlenstoffgehalt →				

Der Bezug beruht darauf, dass ein Stern je nach Temperatur mehr oder weniger Elemente in einem Energieniveau „hält", welches der Ausstoß von Photonen im sichtbaren Wellenlängenbereich ermöglicht wird. Kalte Sterne, die beispielsweise zu 90% aus Wasserstoff bestehen können daher Spektren haben, in denen die *Balmerserie* gar nicht auftaucht, weil nicht genügend Energie vorhanden ist, um Außenelektronen in das zweite Energieniveau zu „erhöhen" (siehe Abb. 3.1.1).

[3] Wiensches Gesetz (für den Schwarzen Körper): Die Wellenlänge des Maximums (λ_{max}) ist umgekehrt proportional zur Temperatur T (in Kelvin): $\lambda_{max} = 2{,}9 * 10^7$ Å/T

Des Weiteren kann man die Breite der Absorptionslinien - die sog. *„Äquivalentbreite"* - untersuchen. Sie gibt Aufschluss über die Dichte eines Sterns. Breite Linien entstehen, wenn Atome häufigen Stößen ausgesetzt sind. Die Wahrscheinlichkeit von Zusammenstößen steigt proportional zur Dichte, so dass breite Absorptionslinien ein Kennzeichen von Sternen mit hoher Dichte, wie z.B. Weißen Zwergen, sind. Dünne Linien deuten entsprechen auf eine geringe Dichte hin (z.B. auf Überriesen – Sterne, die Radien von mehr als 1AE haben können und dabei die gleicher Masse haben, wie ein Weißer Zwerg, der so groß ist wie die Erde).

Aus diesen Daten kann man auch auf die absolute Helligkeit schließen. Sie ist proportional zur Dichte des Sterns - also auch an den Breiten der Absorptionslinien zu erkennen. „Riesen" sind bis zu 100 mal heller als „Weiße Zwerge".

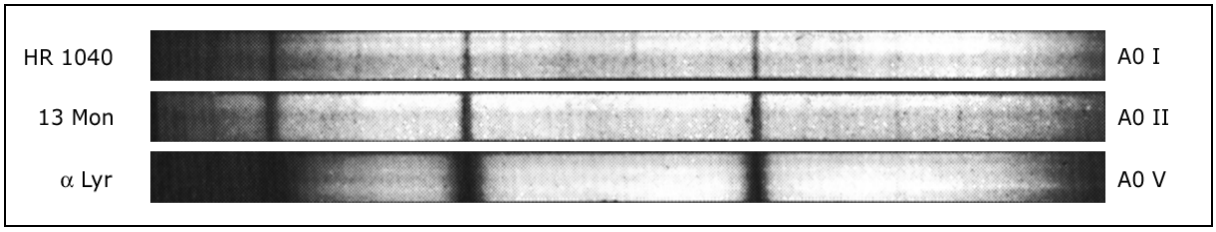


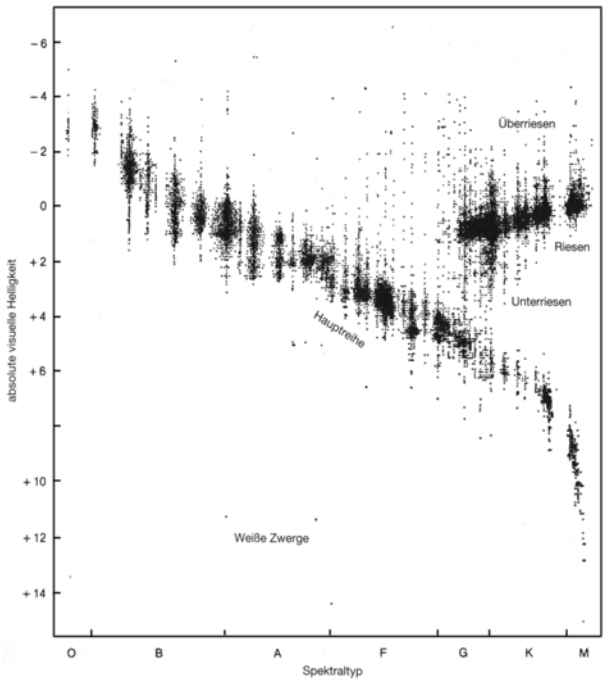
Abbildung 3.3.1: Die unterschiede in den Äquivalentbreiten dieser Sterne des Spektraltyps A0 von „dünn" bei absoluten Helligkeit ***I*** und „sehr breit" bei absoluten Helligkeit ***V*** sind hier deutlich zu erkennen.

Mit den Werten zur „absoluten Helligkeit" (M) und der auf der Erde gemessenen „relativen Helligkeit" (m) hat man alle Faktoren, aus denen die Entfernung (D) zu bestimmen ist: $M = m + 5 \log D$

Im nächsten Schritt kann man die absolute Helligkeit in ein Diagramm gegen die Temperatur bzw. Spektralklasse auftragen. Das nach Ihren Entdeckern benannte Hertzsprung-Russell Diagramm (HRD) zeigt Gemeinsamkeiten verschiedenster Sterne auf.

Jeder Stern durchläuft in seinem „Leben" annähernd diesen Verlauf durch die Hauptreihe und endet schließlich – je nach Masse - als „Weißer Zwerg" oder als „Roter Riese". Mit diesem Diagramm lässt sich also grob auf das Alter eines Sterns schließen.

Abbildung 3.3. 2: HR-Diagramm



4. Praxis

Im Folgenden wird die Umsetzung der Theorie in die Praxis beispielhaft beschrieben: Zuerst muss aus den verfügbaren Komponenten (Optik, Prisma bzw. opt. Gitter, Kamera) eine sinnvolle Kombination kreiert werden. In meinem Fall bedeutet dies einen Spektrographen zusammenzustellen, mit dem man zur Klassifikationen von Sternen genügende spektrale Auflösung erreicht und bei dem die Konstruktion keine unnötigen Fehlerquellen produziert, die vom Wesentlichen, der Klassifikation von Spektren, ablenkt.

4.1. Vorgehensweise

Für meinen Spektrographen stellen sich daher zunächst folgende grundlegende Fragen bzgl. der Komponenten:
Welches Instrument sollte zu Lichtzerlegung verwendet werden: Prisma oder Gitter?
Welche Aufnahmetechnik erhält den Vorzug: Film oder CCD?

Die Vor- und Nachteile des Prismas wurden bereits beschrieben. Für meine Zwecke reicht das Prisma, trotz seiner Nachteile, vollkommen aus. Die Tatsache, das es vor der Optik montiert werden kann erspart einiges an Einstellungsarbeit, da das Licht eines Sterns – wie benötigt – schon parallel auf die Erde trifft und direkt durch das Prisma zerlegt werden kann. Die Optik sorgt dann für die Vergrößerung und zwangsläufig auch für die Fokussierung auf den Chip (bzw. den Film).

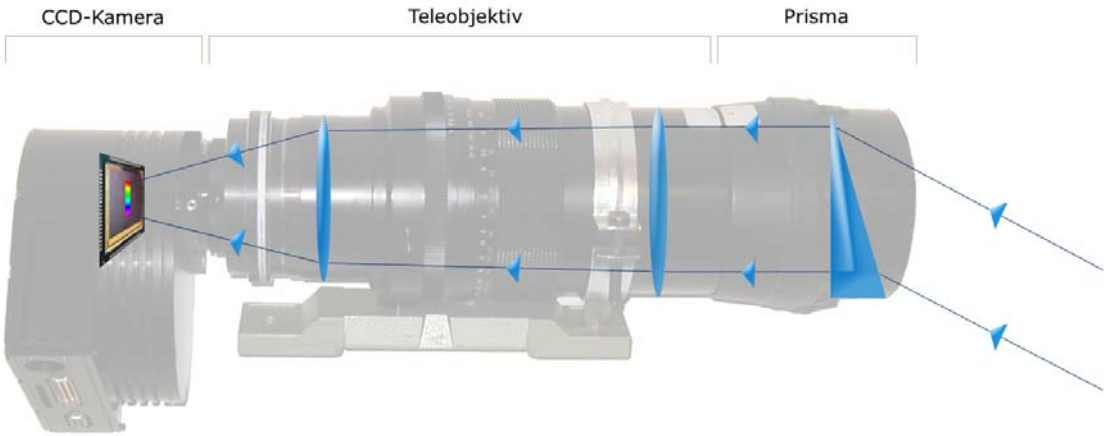


Abbildung 4.1.1:
Funktionsweise eines Objektivprismen-Spektrographs: Das Licht fällt parallel (z.B. von einem Stern) in das Prisma, wird in das Objektiv abgelenkt und von dort auf den CCD-Chip der Kamera fokussiert.

Die Wahl der Aufnahmetechnik ist dagegen recht einfach. Die CCD-Technik hat in allen Belangen den Vortritt vor dem Film:
Abgesehen von Arbeits- und Zeitersparnis durch wegfallende Digitalisierung und Entwicklung eines Films liegt der große Vorteil in der Empfindlichkeit des Chips. Die CCD-Kamera hat eine Quanteneffizienz von bis zu 80%; das entspricht einer bis zu 80 mal höheren Empfindlichkeit als die eines Auges oder einer Photoplatte.
Die Abkürzung „CCD" steht für „*charge coupled device*", d.h., dass ein solcher Chip Ladungsunterschiede speichert. Dieser erforderliche Ladungsunterschied wird direkt durch die auftreffenden Photonen hervorgerufen.

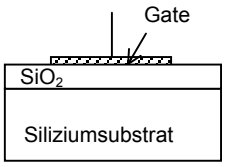


Abb. 4.1.2:

Schematischer Aufbau eines Pixels

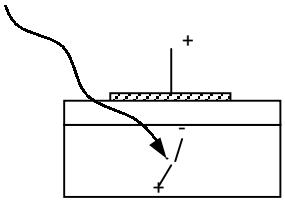


Abb. 4.1.3:

Die Erzeugung eines Elektron-Loch-Paares durch ein Photon. („Entstehung eines Ladungs-unterschieds")

Die entstehenden Elektronen werden in den Pixeln gespeichert und können so der Reihe nach in den Computer eingelesen werden.

Nach der Aufnahme muss ein durch ein Prisma erzeugtes Spektrum nach dessen Dispersionskurve geeicht werden, um die Positionen der verschieden Wellenlängen-bereichen im Spektrum identifizieren können. Danach kann mit der Auswertung der Intensitäten des Spektrums begonnen werden.

4.2 Versuchsaufbau

Die von mir verwendeten Komponenten sind also ein Prisma mit einem brechenden Winkel von γ = 30° aus Flint F2 (n_e=1,62408), eine ST7-CCD-Kamera von SBIG mit einem Kodak KAF-400 Chip (768 x 512 Pixel á 9 x 9 μm), ein Zeiss Sonnar Teleobjektiv (f=300), einer Vixen GP-DX Teleskopmontierung (parallaktisch) und einem PC.
Da ich bei dem Versuchsaufbau von dem oben genannten Prisma abhängig war, musste die Optik an die Eigenschaften des Prismas angepasst werden. Dabei hängt die optimale Brennweite f der Optik von dem brechenden Winkel γ und dem Brechungsindex n des Prismas und von den Ausmaßen des CCD-Chips, die das Spektrum mit der Länge L bei einem gewählten Wellenlängenbereich (hier 480,0 bis 643,9nm)[4] nicht übertreffen darf, ab. [$L \approx f * \Delta n * (2 * \sin(\gamma/2) / (1 - \bar{n}^2 * \sin^2(\gamma/2))^{1/2})$].

[4] Die Differenz der Brechungsindizes Δn bei meinem Prisma aus Flint F2-Glas ist
$\Delta n = n_{480} - n_{643,9} = 1{,}63310 - 1{,}61582 = \underline{0{,}01728}$

Die dadurch errechnete Brennweite f = 606,26mm entspricht bei meiner Auswahl am ehesten oben genannter „300mm-Optik“[5]. Das Prisma habe ich mit Klebeband an eine, zu der Optik zugehörigen, anschraubbaren „Sonnenblende“ befestigt. Die CCD-Kamera wird am hinteren Ende des Objektives angeschraubt:

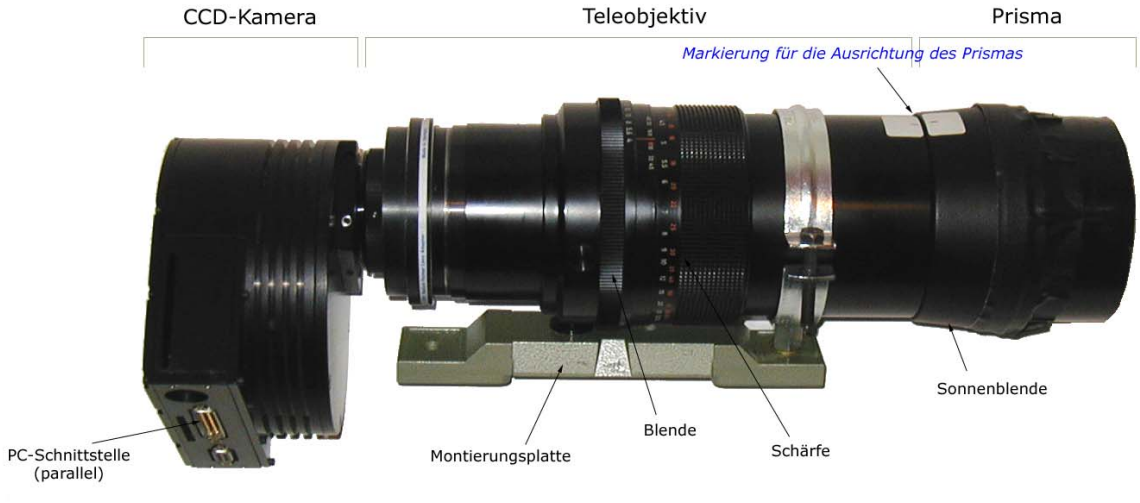


Abb. 4.2 1: Spektrograph

Diese Vorrichtung kann recht einfach über eine Montierungsplatte an die sog. „Schwalbenschwanz-Schnellkupplung“ der Montierung geklemmt werden (was im folgenden noch von Bedeutung ist).

Dieser Aufbau wird mit einem PC verbunden und kann mit spezieller Software[6] gesteuert werden. So wird zunächst der Chip auf Betriebstemperatur (ca. –10° C) gekühlt[7] und die Auslesetechnik (Chipauflösung) festgelegt. Danach kann im Prinzip mit der Aufnahme von Spektren begonnen werden, allerdings gibt es noch zwei „praktische“ Probleme:
Das Erste ist, dass das Prisma vor der Optik das Licht ablenkt, was zur Folge hat, dass die Optik „äußerlich“ nicht mehr direkt auf das Ziel zeigt und ein gewünschtes Objekt daher schwer einzustellen ist.
Um dies zu erleichtern habe ich eine zweite Optik mit kompatibler Montierungsplatte, die mit dem Spektrographen schnell ausgetauscht werden kann. Diese Optik verfügt über eine justierte Suchvorrichtung und hat ein – im Vergleich zu dem CCD-Chip – großes Gesichtsfeld, das ein leichtes Auffinden des Ziels ermöglicht.
Wenn die Montierung mittig auf das Ziel eingestellt ist wird die Optik mit dem Spektrographen ausgetauscht und die Montierung lediglich in der Deklination um den Grad der Ablenkung des Prismas [$\sin \alpha = n_\lambda * \sin (\gamma/2)$] geschwenkt.

[5] Der von mir verwendete Wellenlängenbereich ist etwas größer – ca. 430 bis 690nm – und somit auch das Spektrum etwas länger. Das bedeutet, dass die Brennweite etwas kleiner sein muss als der berechnete Wert.
[6] CCDOPSW des Herstellers der CCD-Kamera, SBIG.
[7] Das verringert den Dunkelstrom des Chips.

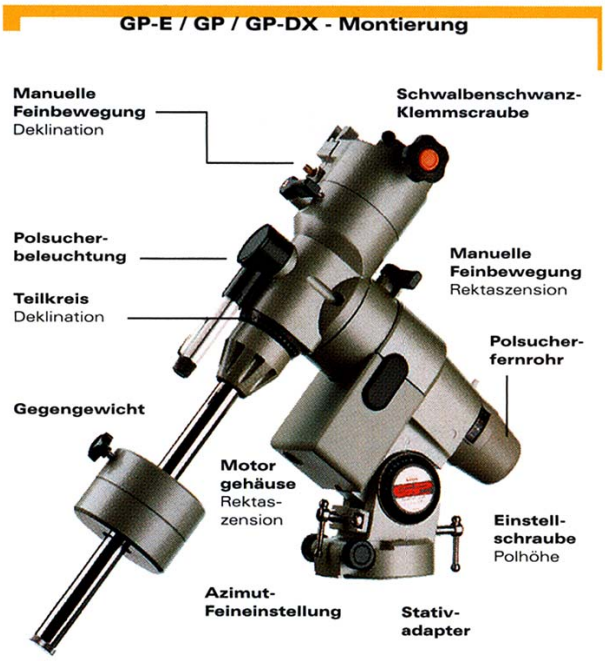


Abb. 4.2 2: VIXEN Teleskopmontierung

Das zweite Problem besteht darin, dass ein so aufgenommenes Spektrum ein schmaler „Strich" ist, auf dem höchstens die größten Absorptionslinien zu erahnen sind. Deshalb muss das Spektrum „verbreitert" werden.

Auch in diesem Fall macht sich der Vorteil einer parallaktischen Montierung bemerkbar. Die Montierung wird auf den Breitengrad eingestellt und auf den Polarstern ausgerichtet. Danach entspricht die eine Achse der Rektaszension (die Andere der Deklination).

Über diese Achse lässt man normalerweise mit einem Motor die Erddrehung ausgleichen, damit das Zielobjekt nicht aus dem Bereich des Chips „läuft".

Wenn ich die Senkrechte der Prismenkante A-B parallel zur Deklinationsachse montiere muss ich, um ein breiteres Spektrum aufnehmen zu können, nur den Nachführmotor für die Zeit der Belichtung abschalten und die Erddrehung sorgt bei hinreichender Belichtung für eine breitere Spektrallinie auf dem Chip (z.B. ca. 25 Pixel bei 10 sec Belichtung).

4.3 Eichung von Spektren

Die im Computer gespeicherten - unbearbeiteten - sogenannten Rohspektren müssen vor der Auswertung zunächst aufgearbeitet werden.

Nach eventueller Bearbeitung des photographischen Spektrums durch z.B. Tonwertkorrektur wird das Spektrum mit einer speziellen Software[8] in eine Textdatei umgewandelt. Diese Software bietet die Möglichkeit, den gewünschten Spektralbereich auf dem digitalen Photo mit einem Rahmen zu markieren und dann die durchschnittliche Intensität jeder Pixelreihe über die Breite des Spektrums hinweg zu bestimmen. Diese Werte speichert das Programm jeweils mit der exakten Pixelposition auf der Längsachse des Spektrums in eine Textdatei ab.

Die nächsten Schritte des Eichungsprozesses werden in einem Kalkulationsprogramm (z.B. Microsoft Excel) durchgeführt. Dort wird zunächst ein Diagramm aus der gerade erstellten Textdatei des Rohspektrums mit den Pixelwerten auf der Abszisse und den Intensitäten auf Ordinate erstellt.

[8] „Spektrum" von DJ Delorie, Free Software Foundation, Cambridge, MA 02139, USA.

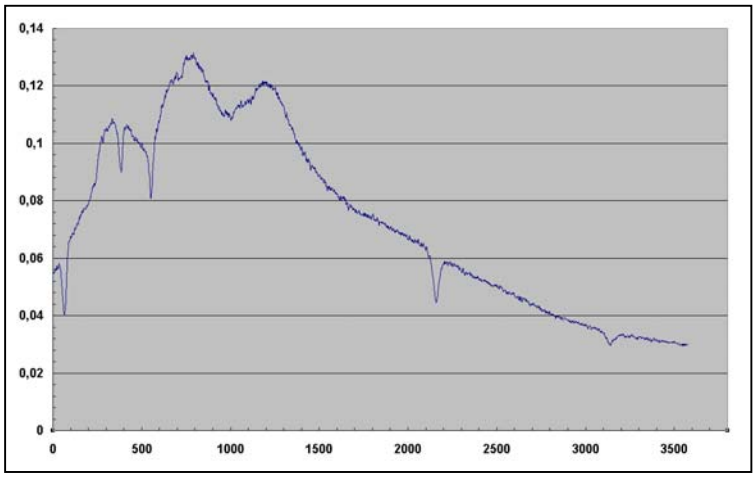


Abbildung 4.3.1:
Rohspektrum, mit Pixelwerten auf der x-Achse und Intensität auf der y-Achse.

Sinnvoller Weise ist das erste, mit einem Prismenspektrographen aufgenommene Foto eines Sterns, das mit eindeutig identifizierbaren Absorptionslinien. Nur mit diesen identifizierten Linien kann man die Dispersionskurve des Prismas bestimmen. Man überträgt dafür die Pixelpositionen der erkannten Absorptionslinien auf die Abszisse eines neuen Diagramms und fügt auf die Ordinate die entsprechenden Wellenlängen, die für die erkannten Absorptionen aus Tabellen entnommen werden können, ein.

Die mindestens drei benötigten Punkte eines solchen Diagramms kann man jetzt mit einem Polynom 3. Grades, das dem Dispersionsverhalten eines Prismas ausreichend genau entspricht, verbinden und erhält so die Dispersionskurve des gesamte Prisma für die verschiedenen Wellenlängen.

Mit der ermittelten Funktion lässt sich jetzt jedes Spektrum, das mit selbigem Spektrographen aufgenommen wurde, nach der Wellenlänge eichen - vorausgesetzt man kann mindestens eine Absorptionslinie, sprich eine Wellenlänge in diesem Spektrum, identifizieren. Die auf diese Art geeichten Spektren sind dann linear und bieten einen realistischen Eindruck über die wirklichen Abstände von Merkmalen eines Spektrums:

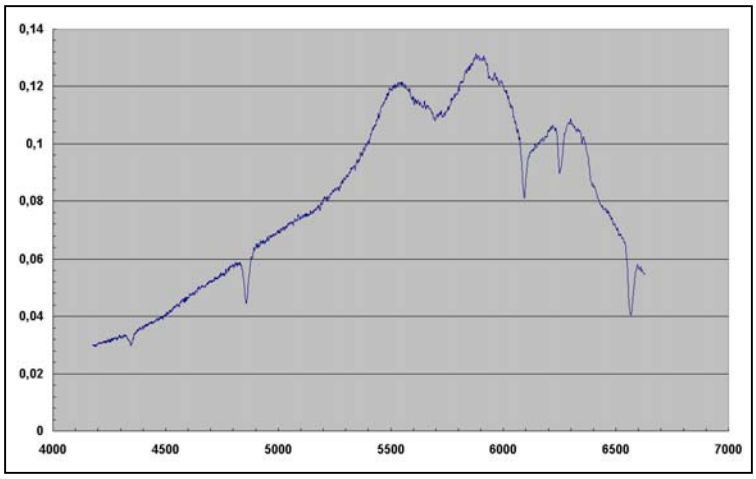


Abbildung 4.3.2:
Geeichtes Spektrum, mit Wellenlängen auf der x-Achse und Intensitäten auf der y-Achse

Um ein Spektrum aber vernünftig auswerten zu können, muss noch ein letzter Schritt durchgeführt werden, bei dem das sog. „*Pseudokontinuum*"[9] durch Normierung auf das Sternkontinuum reduziert wird.
Dazu bedient man sich eines weiteren Programms[10], das eine Textdatei mit den Werten zur Intensität und den zugehörigen Wellenlängen einliest und im Diagramm darstellt. In dieser Darstellung wird das Pseudokontinuum manuell (durch Markieren mit der Maus) auf das Spektrum aufgetragen. Mit einer von der Software ermittelten sog. „*Spline-funktion*" wird das Spektrum auf den Wert 1 normiert. Anschließend werden die ermittelten Intensitäten in einer weiteren Textdatei gespeichert.
Das fertige normierte und nach Wellenlängen linear aufgelöste Spektrum meines Referenzsterns Sirius sieht dann folgendermaßen aus:

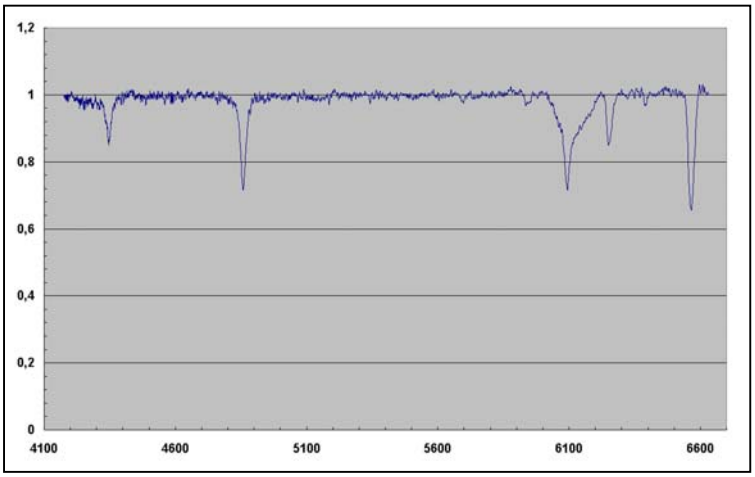


Abbildung 4.3.3:
Normiertes, geeichtes Spektrum, mit Wellenlängen auf der x-Achse und normierten Intensitäten auf der y-Achse

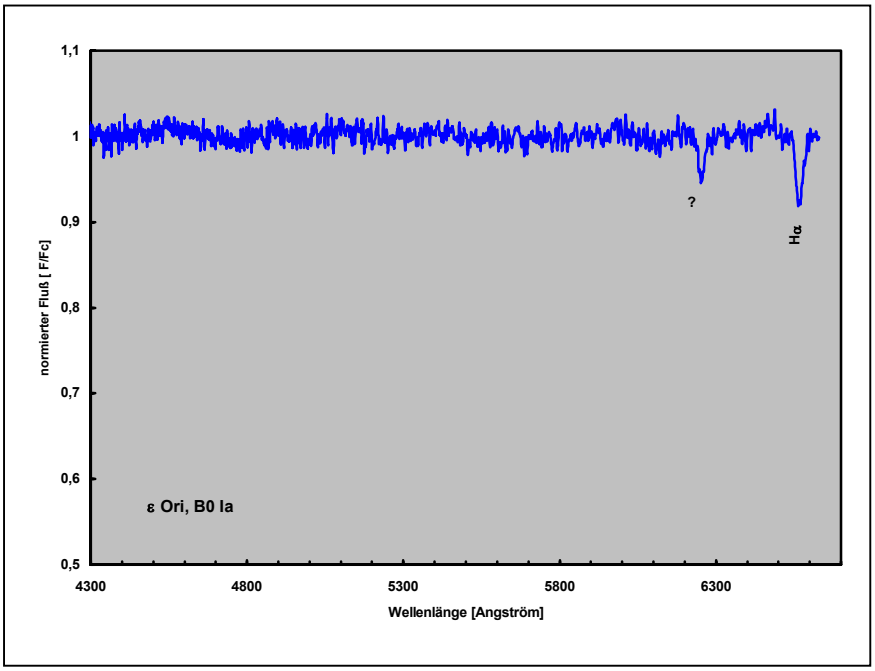
Erst aus diesem Spektrum kann man wichtige Aussagen über die Äquivalentbreiten der Absorptionslinien und somit über die absolute Helligkeit, die Druckbedingungen und das Alter des Sterns machen. Außerdem sind hier auch für Laien die Absorptionslinien klar ersichtlich und identifizierbar.

4.4 Die Klassifikation der gewonnenen Spektren

Um einen Eindruck über die Unterschiede der verschiedenen Spektralklassen zu erhalten habe ich mir zu möglichst jedem Spektraltyp[11] einen Stern ausgesucht, von dem ich, mit beschriebener Prozedur, ein – leider nicht immer aussagekräftiges – normiertes, lineares Spektrum erstellten konnte.

[9] Ein Kontinuum, das sich aus der Empfindlichkeit des CCD-Chips (siehe Anlage) und gegebenenfalls weiteren Störfaktoren, wie z.B. der Erdatmosphäre oder der Optik und deren Absorptionen zusammensetzt, aber für die Spektralanalyse des Sterns überflüssig und nur verwirrend ist.
[10] MK32

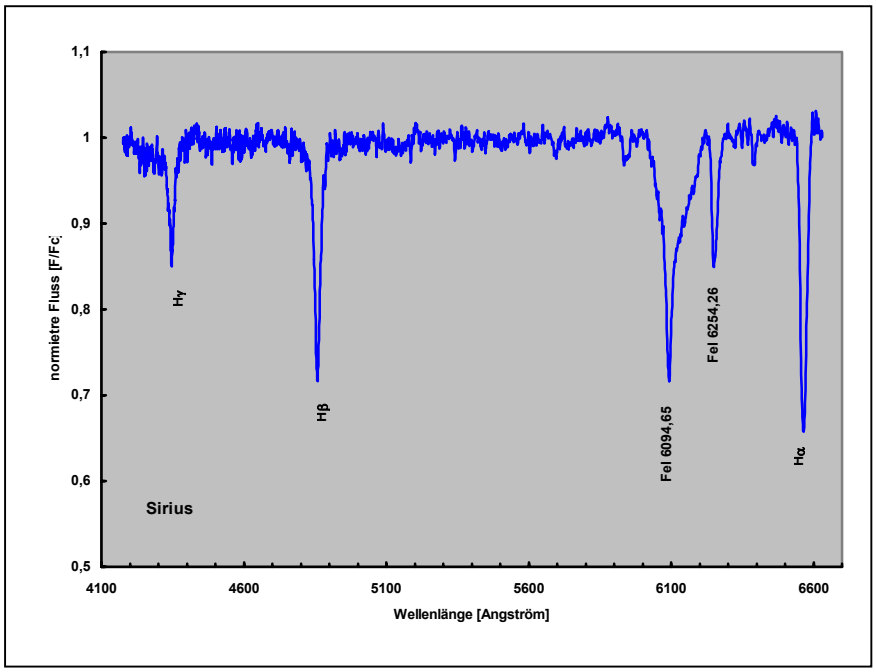
Hier die aufgenommenen Spektren der Spektralklassen B, A, F, K und M:



ε Orionis (Alnilam)**:**

Spektraltyp: B0 Iae[12]
rel. Helligkeit: 1,72 mag.
abs. Helligkeit: ca. -6,38 mag
Entfernung: ca. 1340 Lj.

Leider wird dieses Spektrum aufgrund von Unterbelichtung durch „rauschen" dominiert. Die einzige eindeutig erkennbare Absorptionsline ist die stärkste des Wasserstoffs (Hα). Die spektralklassentypische schwache Erscheinung der Balmerserie ist ansonsten nicht zu erkennen.



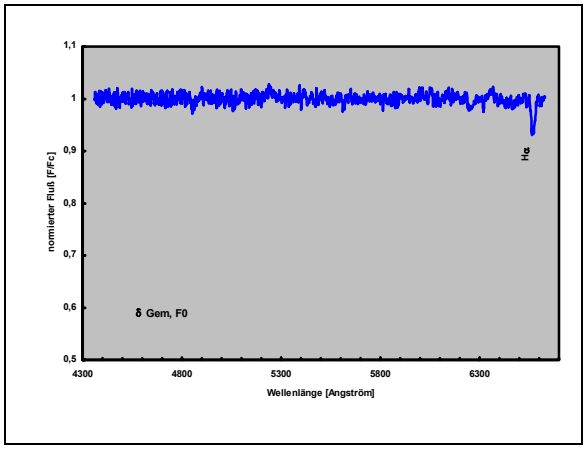
Sirius (α Canis Major)**:**

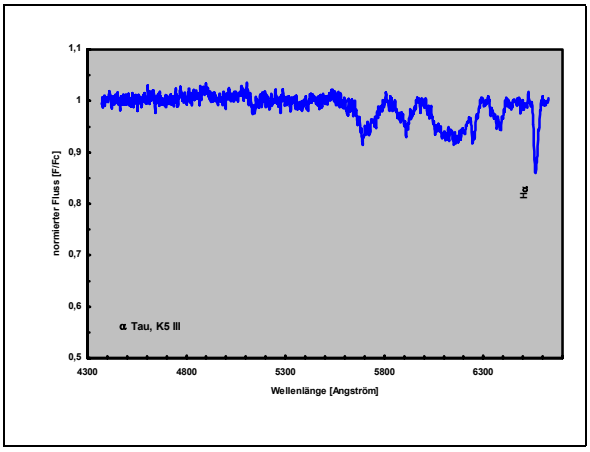
Spektraltyp: A1 V
rel. Helligkeit: -1,44 mag.
abs. Helligkeit: ca. 1,45 mag.
Entfernung: 8,601 Lj.

Deutlich erkennbar ist die in dieser Spektralklasse dominierende Balmerserie des Wasserstoffs.
Außerdem sieht man noch zwei Eisen-I-Absorptionen die mit abnehmender Temperatur der Sterne in den folgenden Spektralklassen immer deutlicher werden müssten.

---

[11] Aus Helligkeitsgründen der, zum Zeitpunkt der Facharbeit, sichtbaren Sterne, musste ich auf die Spektralklassen O und G verzichten.
[12] „B" bezeichnet die Spektralklasse; „0" ist eine genauere Unterteilung des Spektraltyps (höhere Zahlen deuten auf einen kälteren Stern hin); „Iae" ist die Leuchtkraftklasse (0, I, II,..., VII).

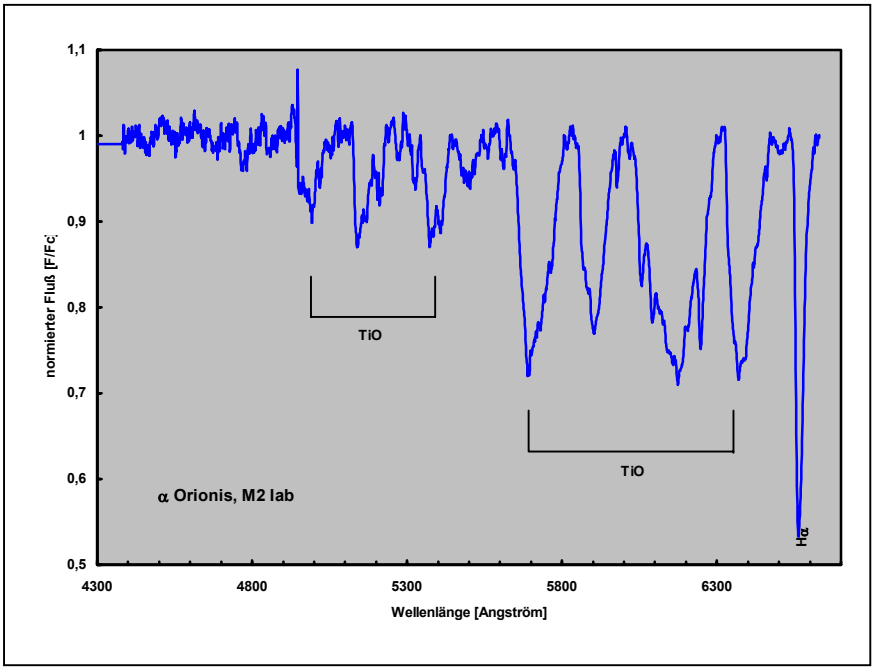




Die Spektren dieser beiden Sterne sind leider (genau wie das von ε Orionis) wenig aussagekräftig.

Das linke Spektrum ist von δ Gemini, einem F2 Stern der Leuchtkraftklasse IV. Bei ihm hätte viel stärker die Balmerserie und auch schon etwas komplexere Stoffe, wie z.B. Helium auftauchen müssen, was aber ebenfalls wegen zu kurzer Belichtungszeit nicht zu sehen ist und im „Rauschen" verschwunden ist.

Das rechte Spektrum zeigt das von Aldebaran, einem K5 Stern der Leuchtkraftklasse III. Bei K-Sternen sind, ähnlich wie im folgenden Spektrum schon komplexe Verbindungen bis hin zu Molekülen vorhanden. Man sieht in diesem Spektrum auch schon leicht die Titanoxid-Banden, die aber kein Hauptmerkmal der K-Klasse darstellen und somit nicht interessant sind.



Beteigeuze (α Ori)**:**

Spektraltyp: M2 Iab
rel. Helligkeit: 0,57 mag.
abs. Helligkeit: ca. –5,14 mag
Entfernung: ca. 430 Lj.

Bei diesem „kalten" Stern, einem roten Riesen sind eindeutig die starken Titanoxid-Banden (TiO) zu sehen. Über das gesamte Spektrum dieses Sterns zieht sich dieses relativ komplexe Molekül.

Außerdem ist rechts auch wieder die Hα Absorption des Wasserstoff zu erkennen. Der „Ausbruch" bei ca. 4900 Angström ist ein Pixelfehler des CCD-Chips. Ein kaputtes Pixel hat dort einen weißen (intensiven) Punkt im Spektrum erzeugt.

Abschließend muss das Problem, mit der mangelnden Belichtungszeit erklärt werden. Durch den notwendigen Vorgang zur Verbreiterung der Spektren, ist es nicht möglich, ohne Nachjustierung, einen Stern länger zu belichten, als ich dies hier getan habe. Eine Erhöhung der Belichtungszeit hätte das Spektrum nur verbreitert, nicht aber länger belichtet. Um besser Spektren aufnehmen zu können, hätte ich mir eine zweite Optik auf dieselbe Montierung bauen müssen, mit der ich den Stern während der Belichtungsphase manuell wieder auf die Ausgangsposition der Belichtung positionieren könnte. Dies war mir aber im Umfang der Facharbeit aus zeitlichen Gründen nicht möglich.

5. Schlussbemerkung

Trotz des beschriebenen Problems mit der Belichtungszeit bei lichtschwächeren Objekten war ich doch überrascht, wie einfach man an vielfältige präzise Informationen von Himmelskörpern in unvorstellbarer Entfernung (Sirius ist ca. 8,6 Lj. entfernt) gelangt.
Aus aktuellem Anlass will ich hier auch noch erwähnen, das zu der reinen Sternspektroskopie noch ein weiteres Gebiet hinzugekommen ist. Neuerdings wird mit Hilfe der Spektroskopie auch nach extrasolaren Planeten mit Atmosphären gesucht. Nur anhand des Spektrums eines Sterns konnte man im Dez. 2001 eine Natriumatmosphäre auf dem Planeten HD209458 nachweisen: Während der Aufnahme zog ein Planet dieses Sterns vor ihm vorbei; das Spektrum des Sterns konnte mit den Charakteristika seiner Atmosphäre kombiniert werden.

6 Quellenverzeichnis

1. James B. Kaler, Sterne und ihre Spektren – Astronomische Signal aus Licht, Spektrum Akademischer Verlag Heidelberg – Berlin – Oxford, 1994

2. Fachgruppe Spektroskopie im VdS, Einführung in die Spektroskopie für Amateure, 2000

3. Höfling, Physik Band II, Teil 2; Dümmler Verlag; 13. Auflage

4. Dieter B. Herrmann, Astronomie, paetec Gesellschaft für Bildung und Technik mb, 1999[1]

5. Günter Dietmar Roth, Handbuch für Sternfreunde, Springer Verlag; 1980[3]

6. Veröffentlichung des Astronomischen Institutes Bonn von Waltraut Carola Seitter, Atlas for Objective Prism Spectra - Bonner Spektral Atlas 1, Dümmler Verlag, 1970

7. Die Werte zu den Brechungsindizes des Prismas stammen aus einer Adobe PDF-Datei von http://www.mellesgriot.com/pdf/0010.9.pdf

8. M. Iazzetta / A. von Réty, Hallo ist da jemand? aus Star-Observer, 1 / 2, 2002, Gräelfing, S.26ff

Bildverzeichnis

Abb. 3.1.1: vgl. James B. Kaler, Sterne und ihre Spektren, a.a.O., S. 57
Abb. 3.1.2: vgl. Dieter B. Herrmann, Astronomie, a.a.O., S. 98
Tab. 3.3.1: vgl. James B. Kaler, Sterne und ihre Spektren , a.a.O., S. 94
Abb. 3.3.1: vgl. James B. Kaler, Sterne und ihre Spektren, a.a.O., S. 102
Abb. 3.3.2: vgl. James B. Kaler, Sterne und ihre Spektren, a.a.O., S. 99
Abb. 4.1.2 / Abb. 4.1.3: vgl. Fachgruppe Spektroskopie im VdS, Einführung in die Spektroskopie für Amateure, a.a.O., S. 50
Abb. 4.2.2: VIXEN, Produktkatalog 2000, Meerbusch, S. 25

7. Anhänge

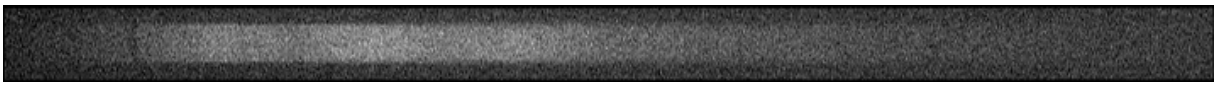
Anhang A: Photographische Rohspektren

ε Orionis B0 Iae

Aufnahmeort: Köln
Aufnahmedatum: 23.12.2001 21:50Uhr
Belichtungszeit: 10 sec
Optik: 300mm Zeiss Sonnar Teleobjektiv

α Canis Major (Sirius) A1 V

Aufnahmeort: Köln
Aufnahmedatum: 23.12.2001 23:47Uhr
Belichtungszeit: 10 sec
Optik: 300mm Zeiss Sonnar Teleobjektiv

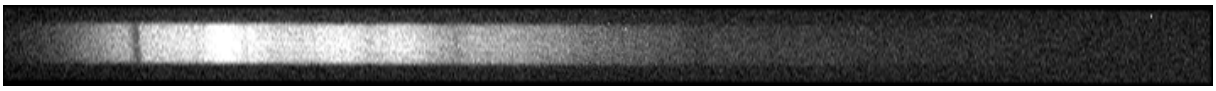


δ Gemini F2 IV

Aufnahmeort: Köln
Aufnahmedatum: 23.12.2001 23:33Uhr
Belichtungszeit: 10 sec
Optik: 300mm Zeiss Sonnar Teleobjektiv

Capella G5 III + G0 III

Aufnahmeort: Köln
Aufnahmedatum: 23.12.2001 18:13Uhr
Belichtungszeit: 10 sec
Optik: Semi-Apo 4“ (f = 600)



α Tauri (Aldebaran) K5 III

Aufnahmeort: Köln
Aufnahmedatum: 23.12.2001 19:30Uhr
Belichtungszeit: 10 sec
Optik: 300mm Zeiss Sonnar Teleobjektiv

a Orionis (Beteigeuze) M2 Iab

Aufnahmeort: Köln
Aufnahmedatum: 23.12.2001 22:20Uhr
Belichtungszeit: 10 sec
Optik: 300mm Zeiss Sonnar Teleobjektiv

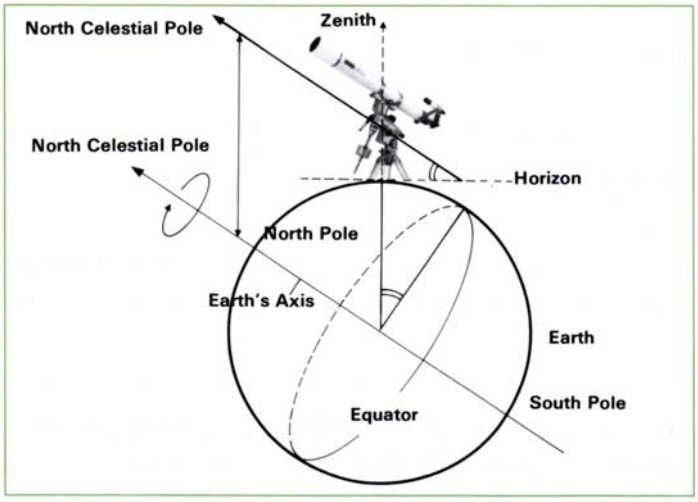
Anhang B: Versuchsaufbau

Der Spektrograph – zu Probezwecken – in meinem Zimmer aufgebaut und auf eine „gelbe" Natrium-Straßenlaterne ausgerichtet.

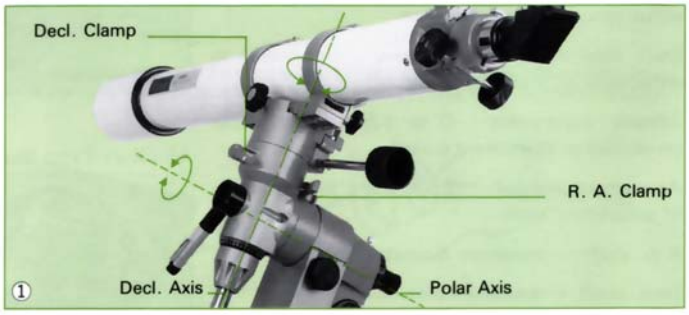
Hier sieht man den gesamten „Versuchskomplex":
Auf der Montierung ist, probeweise, der Semi-Apo 4" Refraktor, mit dem ich die Montierung später auch visuell auf die Zielobjekte ausgerichtet habe, befestigt.
In diesem Fall habe ich Testaufnahmen mit dem Prisma (hier nicht sichtbar vor der Optik montiert) am Tage gemacht. Hinten am Refraktor ist die CCD Kamera angeschlossen, welche über die parallele Schnittstelle mit einem Notebook verbunden ist. Über die „CCDOPSW"-Steuerungssoftware lässt sich so die CCD-Kamera bedienen.

Der aufnahmebereite Prismenspektrograph mit dem Zeiss Sonnar Teleobjektiv und der CCD-Kamera in unserem „verschneiten" Garten vom 23-24.12.2001.

In dieser Grafik kann man gut erkennen, wie die parallaktische Montierung funktioniert. Die Rektaszensionsachse, die parallel zur Erdachse eingestellt werden muss, zeigt (auch auf obigem Foto) zum Himmelspol (nahe dem Polarstern).



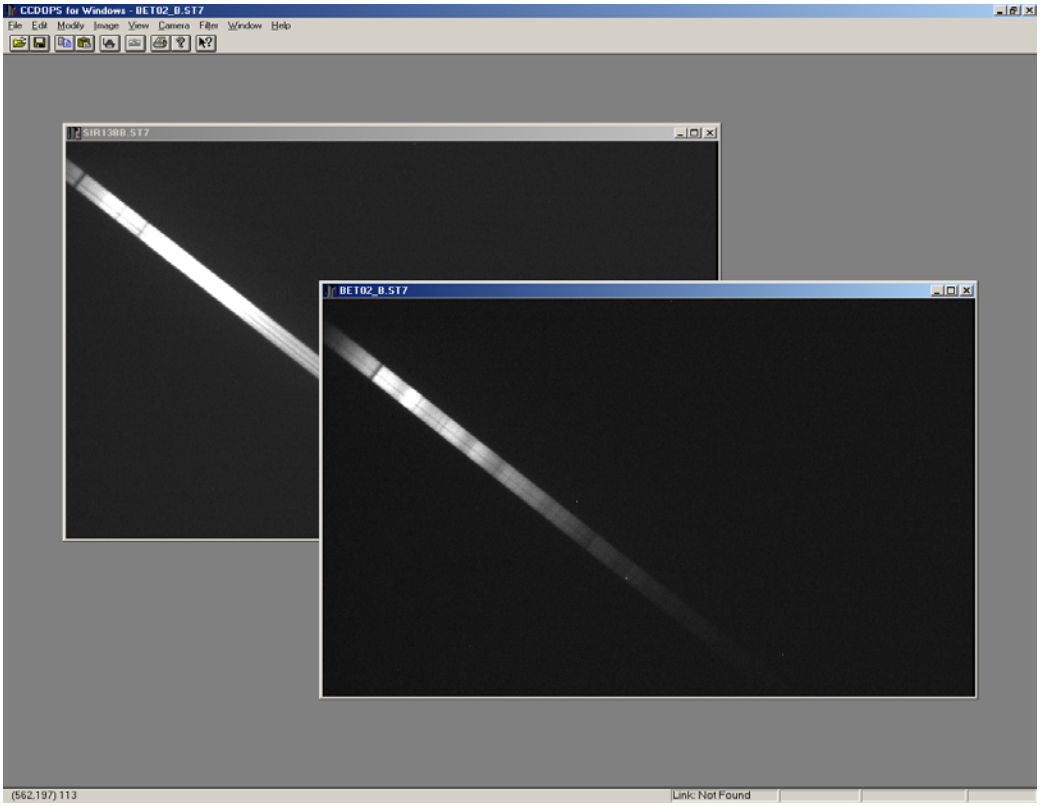
Funktionsprinzip einer parallaktischen Montierung[13]



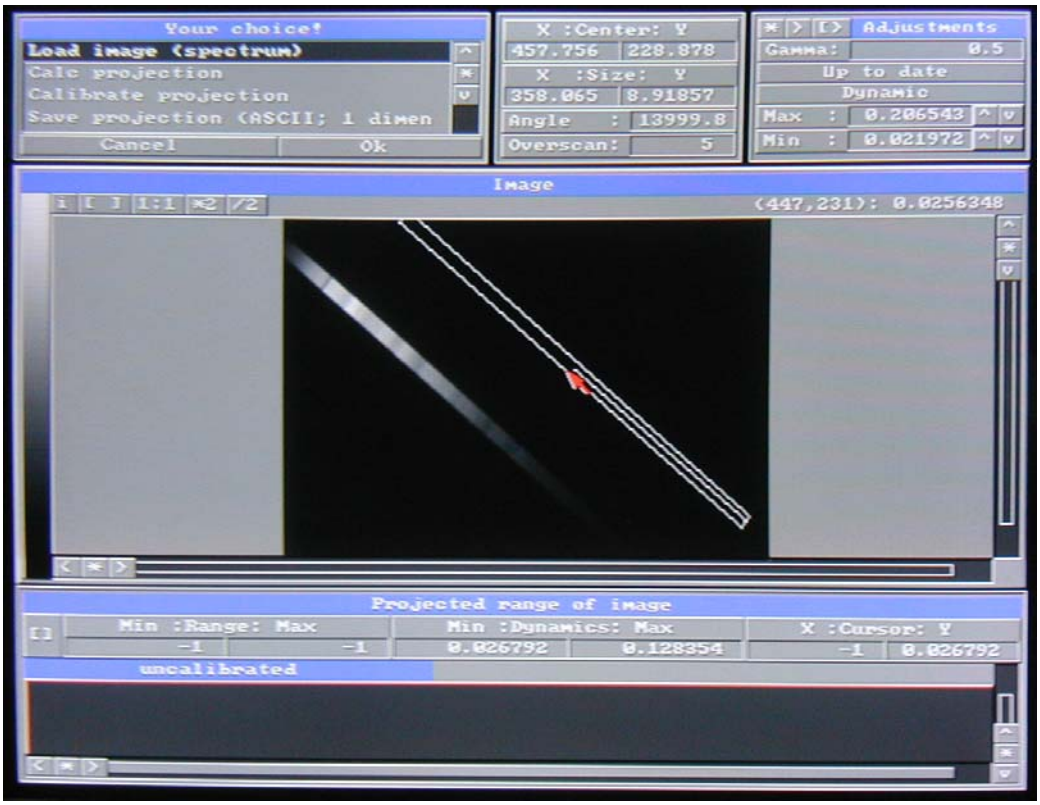
Aufbau der parallaktischen Montierung von VIXEN[14]

Anhang C: Software

[13] "Great Polaris" "GP-DX" Equatorial Mount Telescope – Instruction Manual; VIXEN; a.a.O., S. 11
[14] "Great Polaris" "GP-DX" Equatorial Mount Telescope – Instruction Manual; VIXEN; a.a.O., S. 4



„CCDOPSW"-Software von SBIG zur Steuerung von SBIG ST7-CCD-Kameras und zur Bearbeitung von CCD-Aufnahmen.



„Spektrum"-Software zur Ermittlung von Intensitätswerten aus photographischen Spektren.

Anhang D: Kamera-Daten

Camera Hardware Architecture:

This Section describes the ST-7 and ST-8 CCD cameras from a systems standpoint. It describes the elements that compromise a CCD camera and the functions they provide. Please refer to Figure 2.2 below as you read through this section.

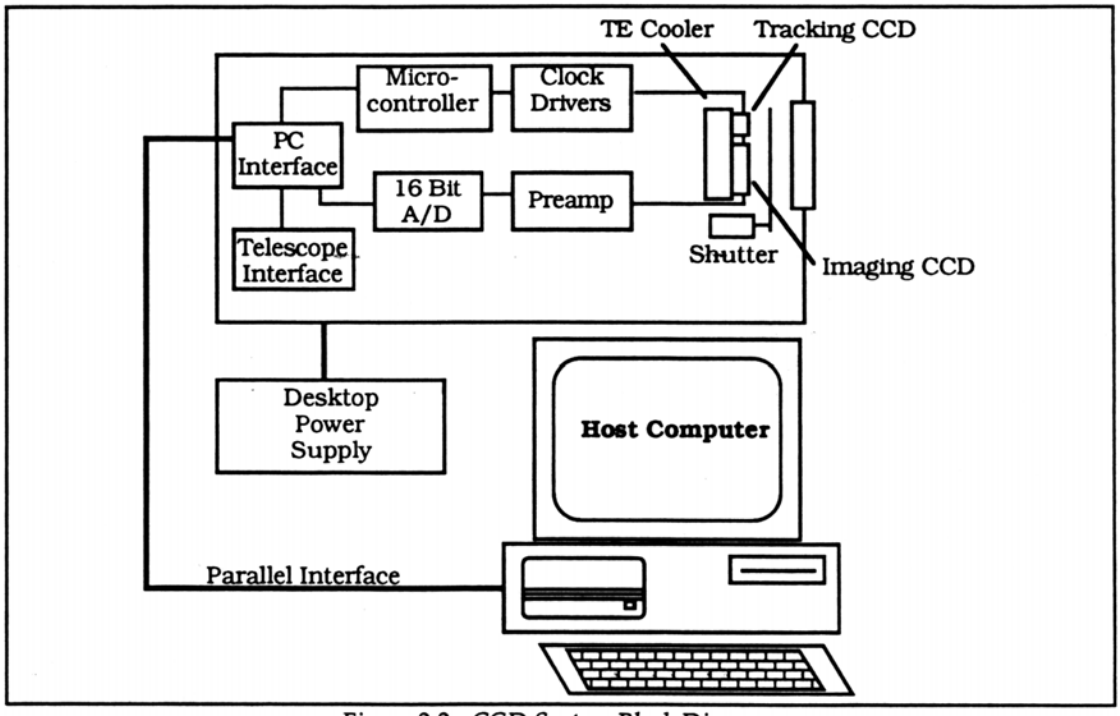


Figure 2.2 - CCD System Block Diagram

As you can see from Figure 2.2, the ST-7 and ST-8 are completely self contained. Unlike our previous products, the ST-7 and ST-8 contain all the electronics in the optimal head. There is no external CPU like the ST-4X,ST-5 and ST-6.
At the "front end" of any CCD camera is the CCD sensor itself- As we have already learned, CCD detectors are a solid state image sensor organized in a rectangular array of regularly spaced rows and columns. The ST-7 and ST-8 use two CCDs, one for imaging (Kodak KAF series) and one for tracking (TI TC211, like the ST-4X). Table 2.1 below list some interesting aspects of the CCDs used in the various SBIG cameras.

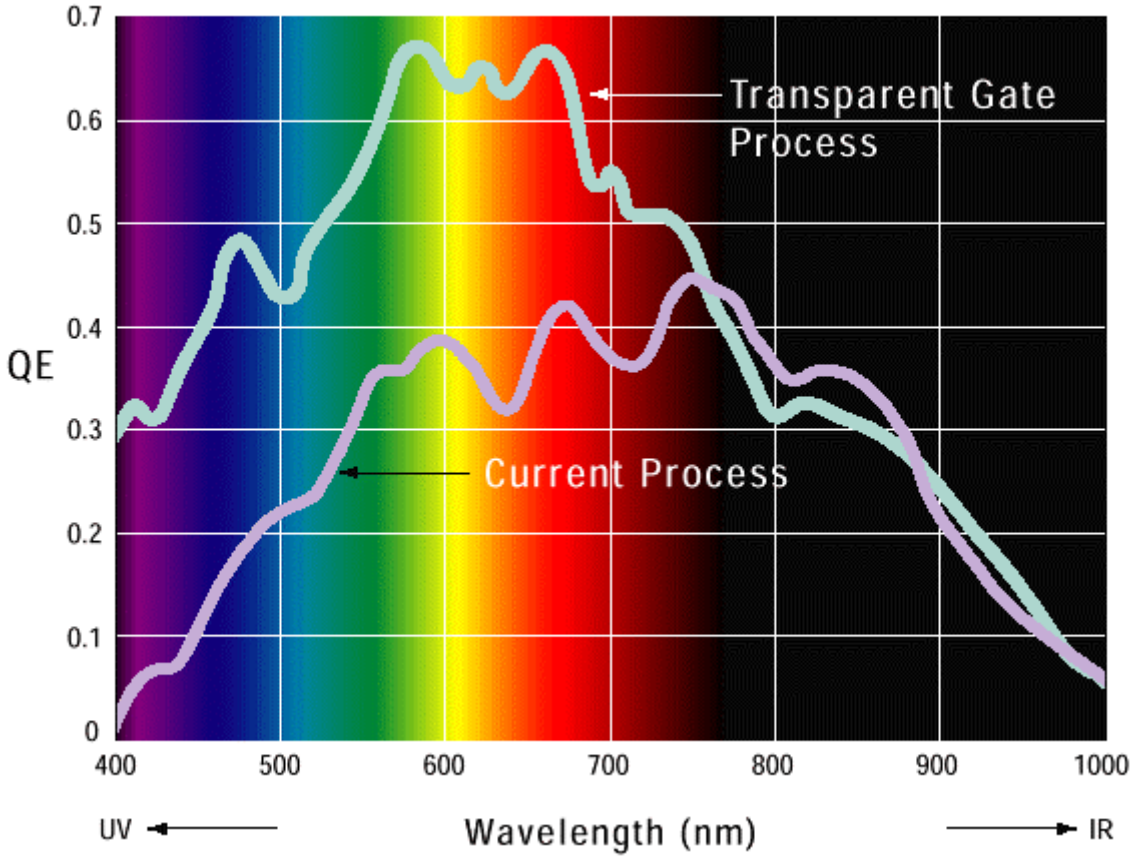
Camera	CCD	Array Dimensions	Number of Pixels	Pixel Sizes
ST-4X	TC211	2.6 x 2.6 mm	192 x 164	13.75 x 16 μ
ST-5	TC255	3.2 x 2.4 mm	320 x 240	10 x 10 μ
ST-6	TC241	8.6 x 6.5 mm	375 x 242	23 x 27 μ
ST-7	KAF0400	6.0 x 4.6 mm	765 x 510	9 x 9 μ
ST-8	KAF1600	13.8 x 9.2 mm	1530 x 1020	9 x 9 μ

Table 2.1 – Camera CCD Configurations

The CCD is cooled by mounting it on the cold side of a thermoelectric (TE) cooler. The TE cooler pumps heat out of the CCD and dissipates it into a heat sink which forms part of the optical head's mechanical housing. In the ST-7 and ST-8 cameras this waste heat is dumped into the air using passive radiators and a small fan, making the design and operation of the heads simple and not inconvenienced by requirements or liquid recirculation cooling.
Since the CCD is cooled below 0°C, some provision must be made to prevent frost from forming on the CCD. The ST-7 and ST-8 cameras have the CCD/TE Cooler mounted on a windowed hermetic chamber sealed with an O-Ring. The hermetic chamber does not need to be evacuated, another "ease of use" feature we employ in the design of our

cameras Using a rechargeable desiccant in the chamber keeps the humidity low, forcing the dew point below the cold stage temperature.
Other elements in the self contained ST-7 and ST-8 include the preamplifier and an electromechanical shutter. The shutter makes taking dark frames a simple matter of pushing a button on the computer and provides streak-free readout. Timing odf exposures in ST-7 and ST-8 cameras is controlled by this shutter.
The Clock Driver and Analog to Digital Converter interface to the CCD. The Clock Driver convent the logical-level signals from the microcontroller to the voltage levels and sequences required by the CCD. Clocking the CCD transfers charge in the array and is used to clear the array or read it out. The Analog to Digital Converter (A/D) digitises the data in the CCD for storage on the Host Computer.
The microcontroller is used to regulate the CCD's temperature by varying the drive to the TE cooler. The external Power Supply provides +5V and ±12V to the cameras. Finally, the CFW-6A motorized color filter wheel.
Although not part of the CCD Camera itself, the Host Computer and Software are an integral part of the system SBIG provides software for the ST-7 and ST-8 cameras that support both the IBM PC (and Compatible computers for both DOS and Windows. The software allows image acquisition, image processing, and auto guiding with ease of use and professional quality. Many man-years and much customer feedback has gone into the SBIG software an it is unmatched in its capabilities.[15]

Empfindlichkeitsdiagramm des ST7-CCD-Chips KAF-400 („Current Process"):[16]



[15] CCD Camera Operating Manual for the Model ST-7 and ST-8; Santa Barbara Instrument Group (SBIG); Santa Barbare, CA 93150, a.a.O. S. 4-6
[16] Grafik von http://www.stw.tu-ilmenau.de/~ff/beruf_cc/amaxi/page1.htm