

Fortgeschrittenenpraktikum für Experimentalphysik

## Versuch CCD-Kamera

Version vom 16. Oktober 2000

Der Versuch findet im Institut für Astronomie und Astrophysik, Abt. Astronomie, in der Waldhäuser Str. 64 statt. Vor dem Institut befinden sich die Haltestellen “Auf dem Kreuz” (Buslinie 3 in Richtung Waldhäuser Ost) bzw. “Sternwarte” (Buslinie 3 in Richtung Busbahnhof).

Da ein Teil des Versuchs im Freien stattfindet sei hier insbesondere für das Wintersemester auf die Vorzüge warmer Kleidung hingewiesen...

Unter der URL <http://astro.uni-tuebingen.de/~prakt> finden Sie eine HTML-Version sowie PS- und PDF-Dateien dieser Anleitung, die Sie sich ausdrucken können. Außerdem informiert Sie diese Seite über Ihre Ansprechpartner/innen.

# Inhaltsverzeichnis

<b>1</b>	<b>Vorbemerkung</b>	<b>3</b>
<b>2</b>	<b>Einführung</b>	<b>3</b>
2.1	Teleskope . . . . .	4
2.1.1	Öffnungsverhältnis . . . . .	4
2.1.2	Das Auflösungsvermögen . . . . .	5
2.1.3	Refraktoren . . . . .	6
2.1.4	Reflektoren . . . . .	7
2.1.5	Teleskopmontierungen . . . . .	10
2.1.6	Aktive und Adaptive Optiken . . . . .	12
2.2	Bilddetektoren . . . . .	15
2.2.1	Grundlagen des CCD . . . . .	15
2.2.2	CCDs in der Astronomie . . . . .	18
2.3	Spektroskopie . . . . .	20
2.3.1	Beugungstheorie am Gitter . . . . .	20
2.3.2	Die Dispersion . . . . .	23
2.3.3	Das Auflösungsvermögen . . . . .	23
<b>3</b>	<b>Versuchsaufbau</b>	<b>25</b>
3.1	Spiegelteleskop . . . . .	25
3.2	Der 10 C-Gitterspektrograph . . . . .	26
3.3	CCD-Kamera ST-7 . . . . .	28
<b>4</b>	<b>Versuchsdurchführung</b>	<b>31</b>
4.1	Vorbereitung . . . . .	31
4.2	Sonnenprojektion . . . . .	32
4.3	Sonnenspektroskopie . . . . .	34
4.3.1	Wellenlängeneichung mit IDL . . . . .	35
4.4	Astrometrie . . . . .	38
4.4.1	Pol- und Äquatordurchmesser des Jupiter . . . . .	39
4.5	Reduktion einer astronomischen Aufnahme . . . . .	39
<b>5</b>	<b>Nachbearbeitung</b>	<b>40</b>
<b>6</b>	<b>Literatur</b>	<b>41</b>
<b>A</b>	<b>Wellenlängenkalibration</b>	<b>42</b>
<b>B</b>	<b>Sonnenspektrum</b>	<b>44</b>

# 1 Vorbemerkung

Der Versuch “CCD Kamera in der Astronomie” soll grundlegende Methoden zur Aufnahme und Auswertung astronomischer Daten verständlich machen. Dabei soll insbesondere auf die auch sonst in der Physik anwendbaren technologischen Grundlagen eingegangen werden. Neben einem Verständnis für die Funktionsweise der Instrumente ist die praktische Anwendung, die wissenschaftliche Motivation und die zugrundeliegende Physik der Anwendungsbeispiele das Entscheidende.

Astronomische Kenntnisse auf dem Niveau der Einführungsvorlesung und Erfahrung im Umgang mit Computern sind für die Durchführung des Versuchs vorteilhaft, aber keineswegs notwendig. Wir haben versucht, in dieser Anleitung die für die Durchführung des Versuchs notwendigen Informationen zusammenzustellen. Über diesen “Grundriß” hinausgehende Informationen finden Sie in der zitierten Literatur. Die Programmbefehle zur Steuerung der Kamera und der verwendeten Software sind alle aufgeführt, es wird aber nicht erwartet, daß Sie damit ohne weitere Einweisung vor Ort zurechtkommen. In der Astronomie ist es immer noch gebräuchlich, Einheiten, die nicht dem SI-System entstammen zu verwenden. Prominente Beispiele sind das Ångström als Wellenlängeneinheit oder der Tag als Zeiteinheit. Diese Anleitung folgt dieser Gepflogenheit, lassen Sie sich bitte nicht von etwa ungewohnten Einheiten abschrecken. . .

Um Ihnen die Vorbereitung des Versuchs zu vereinfachen, haben wir in diese Einleitung einfache Aufgaben eingestreut. *Sie sollten diese Aufgaben vor dem Praktikum gelöst haben*, die Lösung ist Teil Ihres Praktikumsprotokolls. Im Vergleich zu anderen Versuchen des Fortgeschrittenenpraktikums in Experimentalphysik wird zum Ausgleich für diese Vorarbeit die Nachbereitung des Versuches wesentlich kürzer ausfallen.

## 2 Einführung

Im Gegensatz zu allen anderen Naturwissenschaften ist die Astronomie eine rein empirische Wissenschaft. Es ist den Astronomen unmöglich, die Gegenstände ihrer Untersuchungen unter kontrollierten Bedingungen zu manipulieren oder Experimente mit ihnen anzustellen. Die alleinige Information, die zur Wissensgewinnung dient, liegt in der Form der von astrophysikalischen Quellen beobachteten Strahlung vor. Die Kunst der Astronomie als Wissenschaft liegt darin, die in der Strahlung steckende Information auszuwerten.

Die von astronomischen Quellen beobachtete Strahlung ist meist sehr schwach, Strahlungsflüsse von  $10^{-29} \text{ W cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  (=1 mJy [milli Jansky], Astronomische Einheit für Strahlungsflüsse) im optischen, oder einigen wenigen Photonen pro  $\text{cm}^2$  und Sekunde im Röntgenbereich sind üblich<sup>1</sup>. Zusätzlich ist unser Beobachtungsstandpunkt auf der Erde ein äußerst ungünstiger – die detektierte Strahlung muß vor der Beobachtung die Erdatmosphäre passieren, die Erde ist keine ruhende Plattform sondern dreht sich, usw. . . Der Drang zur Untersuchung immer schwächerer Objekte führte im 20. Jahrhundert zur Entwicklung immer größerer Teleskope und zur Entwicklung sehr lichtempfindlicher Detektoren. In dieser Einführung möchten wir Sie mit den Grundlagen dieser Detektoren, soweit sie für das Praktikum von Bedeutung sind, vertraut machen. Wir werden uns dabei zunächst mit astronomischen Teleskopen beschäftigen und dann auf die Detektoren für elektromagnetische Strahlung eingehen.

<sup>1</sup>Eine in der Astrophysik der kosmischen Strahlung gebräuchliche Einheit ist die der detektierten Teilchen, die pro Quadratkilometer und Jahr gemessen werden – die Detektionsgrenze für den Teilchenfluß liegt hier im Bereich von ungefähr  $10^{-2} \text{ Teilchen km}^{-2} \text{ a}^{-1}$  . . .

O du vielwissendes Rohr, kostbarer  
als jedes Szepter! Wer dich in seiner  
Rechten hält, ist er nicht zum König,  
nicht zum Herrn über die Werke  
Gottes gesetzt!

Johannes Kepler  
*Dioptrice*, 1611

## 2.1 Teleskope

Von den im letzten Abschnitt dargestellten Gegebenheiten lassen sich in die folgenden Anforderungen an astronomische Teleskope ableiten: Teleskope müssen über

- eine möglichst hohe Lichtausbeute,
- ein gutes Auflösungsvermögen,
- und natürlich eine sehr gute Bildqualität

verfügen. Es gibt zwei verschiedene Klassen von Teleskopen, mit denen diese Anforderungen erreicht werden können. Zum einen sind dies die *Refraktoren*, bei denen mit Hilfe von Linsensystemen eine Abbildung erreicht wird, zum anderen die *Reflektoren*, bei denen das gleiche mit Hilfe der Kombination von sphärisch oder parabolisch geschliffenen Spiegeln erreicht wird.

### 2.1.1 Öffnungsverhältnis

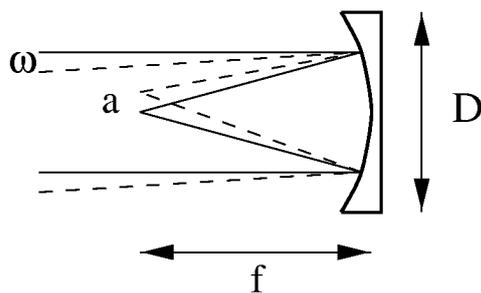


Abbildung 1: Herleitung des Abbildungsmaßstabs.

Beiden Arten von Teleskopen ist gemein, daß sie das sich im Unendlichen befindliche Astronomische Objekt mit einem Objektiv oder Hohlspiegel des Durchmessers  $D$  und der Brennweite  $f$  in eine Fokalebene projizieren, in der das Bild des Objekts untersucht wird. Abbildung 1 zeigt als Beispiel den Strahlengang eines einfachen Reflektors. Das Verhältnis  $D/f$  bezeichnet das *Öffnungsverhältnis* des optischen Systems, beim Photoapparat ist das Inverse des Öffnungsverhältnisses,  $f/D$ , als die *Blendenzahl* bekannt. Aus Abbildung 1 kann leicht die Bildausdehnung  $a$  eines im Unendlichen unter dem Winkel  $\omega$  erscheinenden Objekts abgelesen werden:

$$a = 0.0175 \omega f \quad (1)$$

wo  $\omega$  im Gradmaß gemessen wird. Ein Teleskop mit einer Auffangfläche von  $\sim D^2$  konzentriert also die aufgefangene Energie eines flächenhaften Objekts auf einer Fläche  $\sim f^2$ . Das Verhältnis dieser Größen definiert daher die Lichtstärke:

$$\text{Lichtstärke} \propto \left(\frac{D}{f}\right)^2 \quad (2)$$

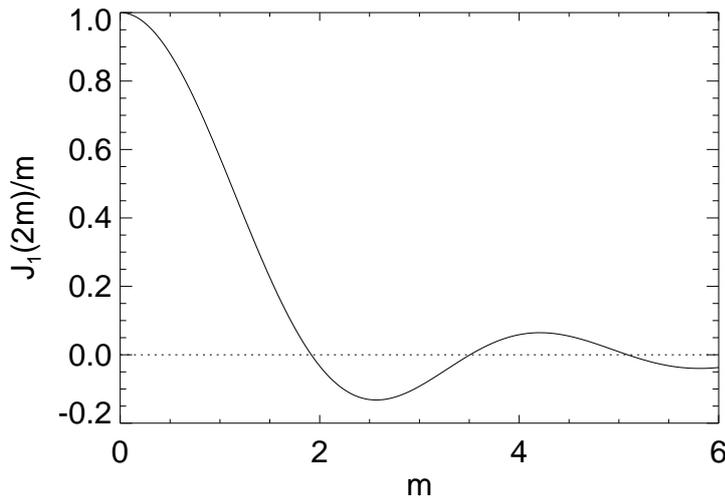


Abbildung 2: Graph der Funktion  $J_1(2m)/m$ , deren Quadrat die Intensitätsverteilung an einer kreisförmigen Blende beschreibt (Gleichung 4).

Die Lichtstärke bei flächenhaften Objekten ist also nur vom Öffnungsverhältnis abhängig (also von der “Blendenzahl”, wie beim Photoapparat). Für ein punktförmiges Objekt wie z.B. einen Stern gilt hingegen

$$\text{Lichtstärke} \propto D^2 \quad (3)$$

Die meisten astronomischen Objekte sind sehr weit entfernt, also punktförmig, so daß astronomische Teleskope große Durchmesser haben sollten, um möglichst viel Licht aufzusammeln.

### 2.1.2 Das Auflösungsvermögen

Die Auflösung astronomischer Teleskope ist durch die Beugung des von den Sternen ausgesandten kohärenten Lichts definiert. Aus der Beugungstheorie erhält man für die Intensitätsverteilung  $I(\theta)$  einer kreisförmigen Blende mit Radius  $r$  im Winkelabstand  $\theta$  von einer kreisförmigen Blende (z.B. Born & Wolf, 1980; Kitchin, 1984)

$$I_\theta \propto \frac{\pi^2 r^4}{m^2} (J_1(2m))^2 \quad (4)$$

wo

$$m = \frac{\pi r \sin \theta}{\lambda} \quad (5)$$

und wo durch  $J_1(2m)$  die Besselfunktion erster Art der Ordnung eins bezeichnet wird. In Abbildung 2 ist  $J_1(2m)/m$  dargestellt. Die Intensität ist also Null in konzentrischen Ringen mit Radius

$$\theta \approx \frac{1.220\lambda}{d}, \quad \frac{2.233\lambda}{d}, \quad \frac{3.238\lambda}{d}, \dots \quad (6)$$

wo  $d = 2r$  der Durchmesser des Beugungsscheibchens ist. Die innerste Beugungszone bezeichnet man als *Airy-Scheibchen*, nach dem englischen Astronomer Royal George B. Airy, der als erster Gleichung 4 hergeleitet hat. Abbildung 3 stellt die Airy-Scheibchen für zwei gleichhelle Punktquellen im Abstand  $4.46\lambda/d$  dar. Die Abbildung eines Sterns mit einem astronomischen Teleskop führt also zu einer ausgedehnten Scheibe mit Radius  $1.22\lambda/d$ , die von einem Beugungsring umgeben ist.

Zur Charakterisierung der Auflösung eines Teleskops wird meist das von Lord Rayleigh eingeführte Kriterium verwendet. Das Rayleigh-Kriterium besagt, daß zwei gleichhelle Objekte gerade dann noch auflösbar sind, wenn das Intensitätsmaximum der Beugungsfigur des einen

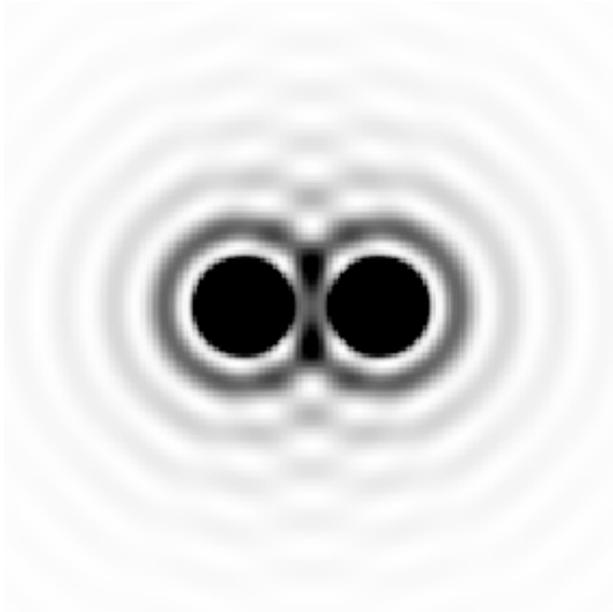


Abbildung 3: Beugungsbild zweier gleichheller Punktquellen im Abstand  $4.46\lambda/d$  an einer kreisförmigen Blende, wie in der Astronomie üblich als Negativ dargestellt (schwärzer entspricht also heller).

Objekts genau in das erste Intensitätsminimum der Beugungsfigur des zweiten Objekts fällt. Damit ist die Auflösung  $\alpha$  gerade

$$\alpha = \frac{1.220\lambda}{d} \quad (7)$$

wo  $\alpha$  in Bogenmaß angegeben ist.

**Aufgabe 1:** Berechnen Sie die Auflösung *in Bogensekunden* eines Teleskops mit einem Teleskopdurchmesser von  $d = 1$  m bei einer Wellenlänge von  $5000 \text{ \AA}$ .

Wie diese Herleitung zeigt, ist das Rayleigh-Kriterium nur eine grobe Näherung für das tatsächliche Auflösungsvermögen eines Instruments. Die tatsächlich erreichbare beugungsbegrenzte Auflösung hängt sehr vom Intensitätsverhältnis der beobachteten Objekte ab (eine sehr schwache Quelle ist in der Umgebung eines sehr hellen Objekts natürlich schwerer zu detektieren, als ein vergleichsweise helles Objekt). Zusätzlich ist bei erdgebundener Beobachtung die Erdatmosphäre der eigentlich die Auflösung begrenzende Faktor (siehe Abschnitt 2.1.6). Daher ist für praktisches Arbeiten  $\alpha \approx \lambda/d$  eine ausreichende Näherung.

### 2.1.3 Refraktoren

Mit der Demonstration des Fernrohrs zum “Näherholen” entfernter Gegenstände auf dem Campanile von San Marco in Venedig am 21. August 1609 durch Galileo Galilei begann die naturwissenschaftliche Nutzung der Teleskope. Galilei hatte Gerüchte über die Entdeckung eines holländischen Glasmachers, Hans Lippershey, vernommen und sich ein eigenes kleines Fernrohr durch die Kombination einer Sammell- und einer Streulinse gebaut. In Verneinung der eigentlichen Urhebererschaft dieses Instrumentes wird die Kombination einer Sammell- und einer Streulinse ein “Galileisches Fernrohr” genannt; seinem geschickten Marketing hatte Galilei eine Gehaltsverdoppelung zu verdanken. Als Alternative zum Galileischen Fernrohr schlug Johannes Kepler in seiner *Dioptrice*, 1611, die Kombination zweier Sammellinsen vor, das “Keplersche Fernrohr”. Im Gegensatz zum Galileischen Fernrohr besitzt das Keplersche eine echte Fokalebene, d.h. es kann für quantitative astronomische Messungen und nicht nur zur Beobachtung benutzt werden.

Obwohl sich Refraktoren in einigen Bereichen, zum Beispiel als Feldstecher, durchgesetzt haben, werden Refraktoren in der Astronomie als Instrumente heute nicht mehr eingesetzt. Der

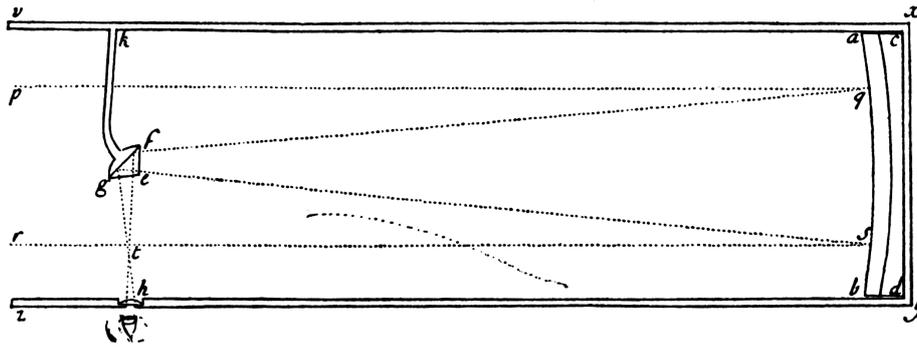


Abbildung 4: Strahlengang des Newton'schen Teleskops (Newton, 1730, Fig. 29).

Hauptgrund dafür ist, daß der Maximaldurchmesser eines Refraktors bei  $\sim 1$  m liegt, also bei einer vergleichsweise kleinen Lichtsammelfläche. Die Begründung für diesen kleinen Maximaldurchmesser ist, daß größere Linsen nur sehr schwer herstellbar sind, und sie im Gebrauch aufgrund ihres hohen Eigengewichtes nur sehr schwer stabilisierbar sind. Bei der Änderung der Pointierungsrichtung eines Teleskops verformen sich Linsen sehr stark, da sie im Gegensatz zu einem Spiegelsystem nicht unterstützt werden können – etwas weniger akademisch ausgedrückt bedeutet hier “sehr starke Verformung” nichts anderes als “zerbrechen”. Ferner muß zur Herstellung einer Linse großen Durchmessers ein Glasblock entsprechenden Durchmessers ohne Lufteinschlüsse hergestellt werden, was große Kosten verursacht. Desweiteren entspricht die Baulänge eines Refraktors seiner Brennweite, was zu großen, unhandlichen und instabilen (Durchbiegung!) Instrumenten führt. Schlußendlich muß auch noch berücksichtigt werden, daß der Brechungsindex von Glas wellenlängenabhängig ist, was zu Bildfehlern führt (chromatische Aberration).

Aus diesen Gründen haben sich in der Astronomie seit Mitte des 20. Jahrhunderts Reflektoren auf breiter Linie durchgesetzt. Die in manchen Sternwarten, so auch der Tübinger Sternwarte, noch vorhandenen Refraktoren haben nur noch Museumswert und werden für die aktive Forschung nicht eingesetzt<sup>2</sup>. Die einzige Ausnahme bildet hierbei die Spezialanwendung der Astrometrie, also der Vermessung von Sternpositionen, bei der Refraktoren mit typischen Durchmessern  $< 30$  cm als sogenannte Meridiankreise eine Nische gefunden haben. Auch diese Instrumente wurden seit 1985 mehr und mehr von satellitengestützten Instrumenten, so zum Beispiel dem europäischen *Hipparcos*-Satelliten, ersetzt.

#### 2.1.4 Reflektoren

Wie bereits oben dargestellt bestehen Reflektoren aus der Kombination eines konischen, fokussierenden Hauptspiegels, mit weiteren Spiegeln zur Bestimmung der Lage des Fokus.

Weit verbreitet in der Amateurastronomie sind Reflektoren mit dem Strahlengang, der 1671 von Isaac Newton erfunden wurde (Abbildung 4). Hier wird das Licht mit einem parabolischen Hauptspiegel fokussiert. Die vom Hauptspiegel kommenden Strahlen werden durch einen zweiten, plan geschliffenen Fangspiegel aus dem Teleskoptubus reflektiert. Der Brennpunkt befindet sich also am Ende des Tubus, weit entfernt vom Hauptspiegel. Dies hat den Nachteil, daß die Baulänge des Teleskops in der Größenordnung der Brennweite liegt. Ferner müssen die Detek-

<sup>2</sup>Außer für diesen Praktikumsversuch wird der Tübinger Refraktor in der Öffentlichkeitsarbeit für Sternführungen eingesetzt.



lierbar sein, sowie einen kleinen thermischen Ausdehnungskoeffizienten besitzen, um eine stabile Oberflächenform auch während der Temperaturschwankungen der Beobachtungsnacht zu gewährleisten. Aus diesen Gründen kommen in der Praxis für Teleskopspiegel heute ausschließlich glasartige Substanzen in Frage<sup>3</sup>. Normales (Kron-)Glas wird wegen seines großen thermischen Ausdehnungskoeffizienten dabei nur für Kleinteleskope benutzt, für Teleskope größerer Bauart werden Quarzglas und Glaskeramiken benutzt. Eine klassische in der Astronomie beliebte Glaskeramik ist Zerodur, das einen fast vernachlässigbaren Ausdehnungskoeffizienten hat. Unter verschiedenen Markennamen werden solche Glaskeramiken außerhalb der Astronomie zum Beispiel zur Herstellung von Küchenherden verwendet, die ja auch bei extremen Temperaturunterschieden nicht durch innere Spannungen zerstört werden sollten.

Bis in die 1970er Jahre hinein wurden auch große Teleskopspiegel mit konventionellen Methoden hergestellt. Dazu wurde zunächst ein möglichst luftblasenfreier Glasblock als Ausgangspunkt genommen. Dieser wurde dann mit immer feinerem Schleifpulver (Korund und -derivate) in die endgültige Spiegelform geschliffen. Den Abschluß dieses sehr zeitaufwendigen Verfahrens bildete eine Endpolierung auf die notwendige mittlere Oberflächenrauigkeit der Endoberfläche von wenigen nm (kleiner als die mittlere Wellenlänge von sichtbarem Licht). "Zeitaufwendig" bedeutet hier einige Jahre.

Ein großer Nachteil dieses klassischen Verfahrens ist, daß der Spiegelrohling beim Schleifen großen internen Belastungen ausgesetzt ist und daher sowie aus Stabilitätsgründen beim späteren Einsatz eine vergleichsweise große Dicke haben muß. Die dadurch bedingte hohe Masse des Teleskopspiegels führt dazu, daß sich der Spiegel im Einsatz nur langsam an die Außentemperatur anpaßt und stellt hohe Anforderungen an die Teleskopmontierung. Bohrungen in der Spiegelrückseite können diese Nachteile zum Teil ausgleichen und zudem die Stabilität des Spiegels gegenüber plastischen Verformungen erhöhen. Ferner kann beim Spiegelschleifen eine kurze Brennweite nur schwer erreicht werden, da dafür sehr viel Material vom Spiegelrohling entfernt werden muß.

Aus diesen Gründen war der maximale Teleskopdurchmesser von den 1930er Jahren bis in die 1980er Jahre hinein auf kleiner als 6 m begrenzt, mit nur zwei Instrumenten mit Durchmessern größer als 4.50 m: dem berühmten 5 m (200 in) Teleskop auf dem Mt. Palomar bei Los Angeles und dem 6 m russischen Teleskop im Kaukasus. Aufgrund großer thermischer Probleme ist letzteres nur zur Spektroskopie verwendbar. Mit der Entwicklung neuartiger Techniken zur Spiegelherstellung konnte seither der maximale Spiegeldurchmesser auf  $\sim 10$  m vergrößert werden, das heißt es wurde eine Vervierfachung der Sammelfläche erreicht. Eine dieser Techniken besteht darin, den Hauptspiegel aus mehreren, kleinen Segmenten zusammensetzen. Ein Beispiel hierfür sind die zwei Keck Teleskope auf dem Mauna Kea in Hawaii, mit einem effektiven Teleskopdurchmesser von 10 m (Abbildung 6).

Alternative Techniken, bei denen Spiegel großen Durchmessers am Stück hergestellt werden, basieren im wesentlichen auf der Tatsache, daß die Oberfläche einer rotierenden Flüssigkeit näherungsweise ein Paraboloid ist, dessen Oberfläche in Zylinderkoordinaten durch

$$z - z_0 = \frac{r^2 \omega^2}{2g} \quad (8)$$

gegeben ist, wo  $g$  die Oberflächenbeschleunigung,  $\omega$  die Umdrehungsfrequenz und  $z_0$  die  $z$ -Koordinate des Scheitelpunktes des Paraboloids ist. Die Oberfläche der rotierenden Flüssigkeit

<sup>3</sup>Einige Spezialteleskope verwenden als Hauptspiegel ein rotierendes Quecksilberbad. Diese können natürlich nur für Beobachtungen im Zenit verwendet werden, sind aber um Größenordnungen billiger, als konventionelle Teleskope (zumindest in Ländern mit geringen Umweltauflagen. . .).

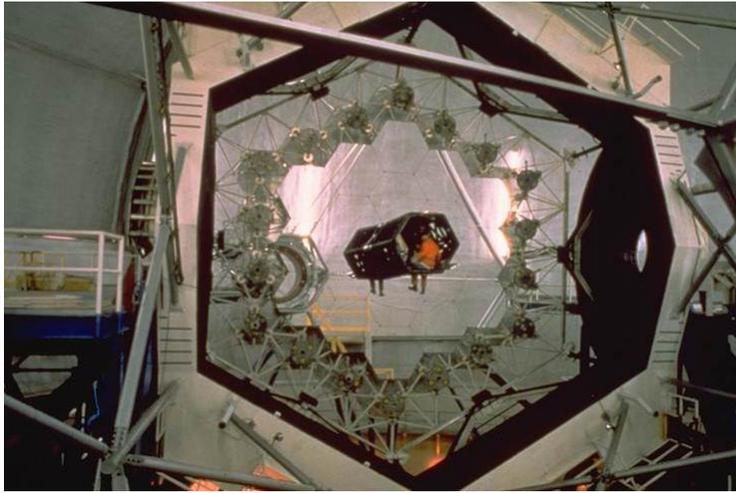


Abbildung 6: Der aus Segmenten zusammengesetzte Hauptspiegel des 10 m Keck I Teleskops auf Hawaii (Quelle: W.M. Keck Observatory).

entspricht also schon der angestrebten Teleskopoberfläche. Am Mirror-Lab der University of Arizona in Tucson unter Roger Angel wurde daher die Methode des sogenannten “Spin Casting” entwickelt. Hier wird das später den Spiegel bildende Material in einem rotierenden Ofen geschmolzen. Die Rotationsgeschwindigkeit des Ofens bestimmt hierbei die spätere Brennweite des Spiegels, die vergleichsweise klein sein kann. Durch kontrolliertes Abkühlen des Spiegels bei weiterhin rotierendem Ofen kann erreicht werden, daß der dabei entstehende Spiegelrohling eine Form hat, die schon sehr nahe an der endgültigen Spiegelform liegt. Zudem ist der Spiegelrohling weitgehendst frei von inneren Spannungen, so daß wesentlich dünnere und damit leichtere Spiegel kleiner Wärmekapazität hergestellt werden können. Beispiele für mit der Technik des Spin Casting hergestellte Spiegel finden sich in den 8 m Teleskopen des Very Large Telescope des Europäischen Südbobservatoriums.

**Aufgabe 2:** Mit welcher Winkelgeschwindigkeit (in Einheiten  $^{\circ}/s$  oder sinnvoller) muß ein Ofen rotieren, um bei einem Spiegel mit 10 m Durchmesser eine Brennweite von  $f = 5D$  zu erreichen? *Tip:* Die Normalform der Parabel kann in einer Form geschrieben werden, die die Brennweite enthält (siehe Bronstein & Semendjajew, 1987, Abschnitt 2.6.6.1)!

### 2.1.5 Teleskopmontierungen

Nach der Teleskopoptik selbst ist die Montierung eines Teleskops von besonderer Bedeutung. Die Teleskopmontierung hat die Aufgabe, das Teleskop sicher und genau an jede beobachtbare Stelle des Himmels zu pointieren, und dann der Himmelsdrehung nachzuführen. Genau bedeutet hier, daß jeder sichtbare Himmelsausschnitt mit einer Genauigkeit im Bereich weniger Bogensekunden wiederholbar erreicht wird.

Traditionell wurden Teleskopmontierungen mit zwei beweglichen Achsen ausgestattet, von denen die eine, die Pol- oder Stundenachse, parallel zur Erdachse aufgehängt wird, und die andere, die Deklinationsachse, senkrecht zur Stundenachse. Eine solche Teleskopmontierung heißt parallaktische Montierung (Abbildung 7, links), wie dies technisch verwirklicht werden kann zeigt Abbildung 8. Da sich der Himmel scheinbar um die Erdachse dreht hat ein solcher Aufbau den Vorteil, daß nach der Pointierung des Teleskops dieses nur noch mit konstanter Winkelgeschwindigkeit um die Stundenachse gedreht werden muß.

**Aufgabe 3:** Mit welcher Winkelgeschwindigkeit muß ein Teleskop dem Sternhimmel nachgeführt werden, um die Erdrotation auszugleichen? Gehen Sie von einer Jahreslänge von 365.25 Tagen aus...

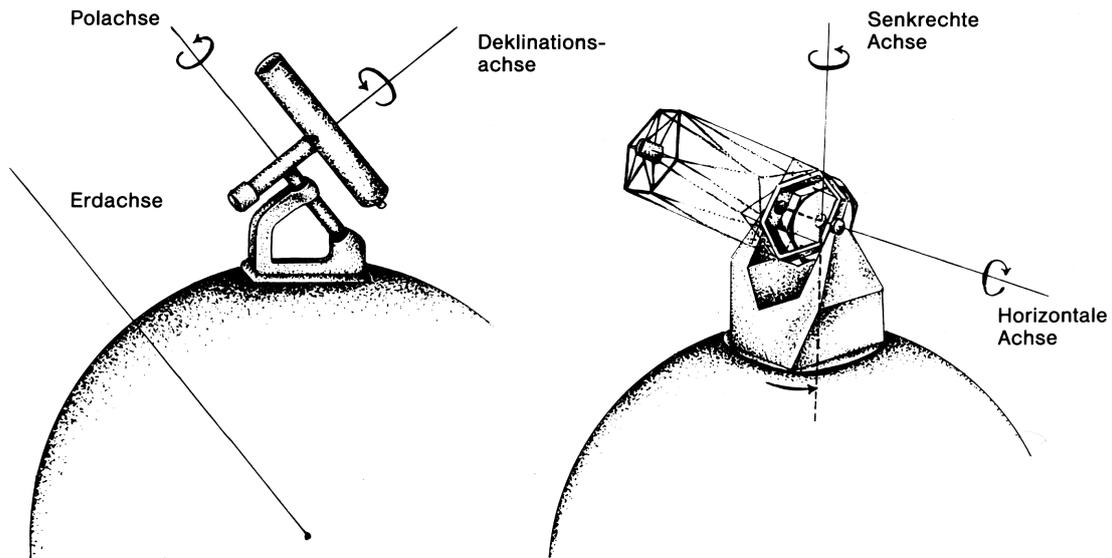


Abbildung 7: Parallaktische (links) und azimutale Montierungen (Quelle: Karttunen et al., 1990, Abb. 3.16).

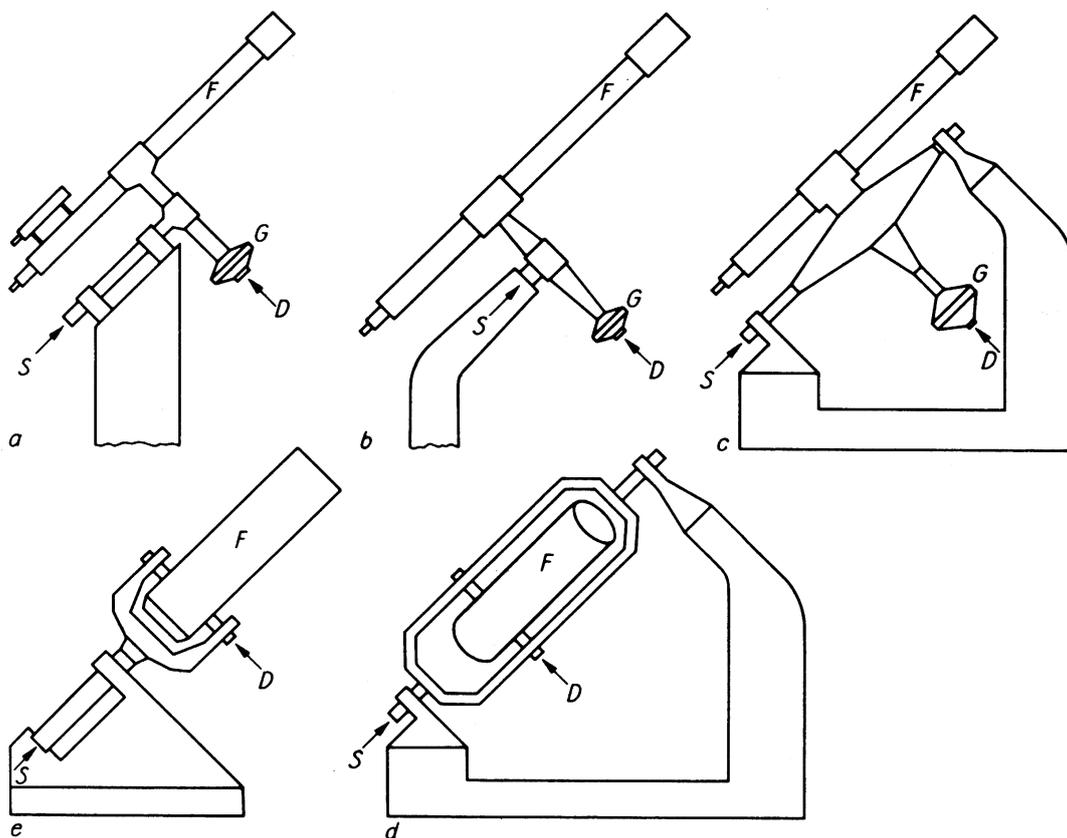


Abbildung 8: Technische Realisierungen der parallaktischen Montierung: a deutsche Montierung, b Kniemontierung, c englische Achsenmontierung, d englische Rahmenmontierung, und e Gabelmontierung. S bezeichnet die Stundenachse, D die Deklinationsachse, F ist das Fernrohr und G ein eventuell notwendiges Gegengewicht (Quelle: Weigert & Zimmermann, 1976, S. 109).

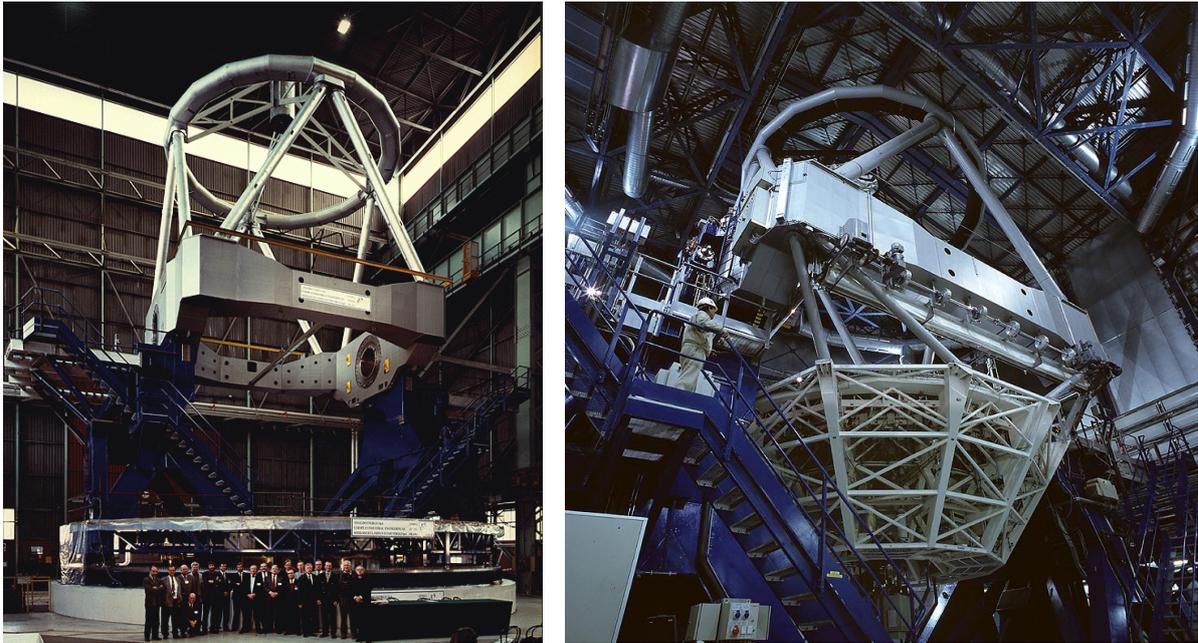


Abbildung 9: *Links*: Die azimutale Montierung eines der 8 m Teleskope der Europäischen Südsternwarte. *Rechts*: Das fertig aufgebaute 8 m Teleskop in Chile. Beachten Sie die Größe der Struktur! (Quelle: ESO).

Der Nachteil der auf die Pole ausgerichteten Montierungen ist, daß diese sehr schwer zu bauen sind, da das Gewicht des Teleskops auf einer unter einem Winkel zur Erdgravitation stehenden Achse lastet. Daher werden moderne Großteleskope heute meist mit einer sogenannten azimutalen Montierung ausgestattet, bei denen das Teleskop auf einer in der senkrechten beweglichen Achse auf einem Drehtisch lagert (Abbildung 7, rechts). Der Name “azimutale Montierung” kommt daher, daß die Teleskopachsen das Instrument in der Höhe über dem Horizont (engl. “Altitude”) und im Azimut, dem von der Nord-Süd-Richtung ausgehend am Horizont gemessenem Winkel, bewegen. Der Übergang auf azimutale Montierungen war aufgrund der Entwicklung sehr gut steuerbarer Schrittmotoren und schneller Computer möglich, da es heute keine Probleme mehr bereitet, ein Teleskop auch bei gleichzeitiger Drehung um zwei Achsen sicher nachzuführen. Ein Beispiel für die technische Realisierung einer azimutalen Montierung zeigt Abbildung 9.

### 2.1.6 Aktive und Adaptive Optiken

In diesem Abschnitt soll noch kurz auf technologische Entwicklungen, die hauptsächlich seit den 1980er Jahren Einzug in die optische Astronomie gehalten haben, eingegangen werden. Diese Entwicklungen zielen darauf, den Einfluß von Störquellen auf astronomische Optiken weitestgehendst auszugleichen. Solche Störquellen sind insbesondere das durch die Erdatmosphäre verursachte “Zwinkern” der Sterne, das astronomische “Seeing”, und die Verformung der Teleskopoptik unter ihrem Eigengewicht.

**Seeing und Adaptive Optiken** Ein großer Nachteil der erdgebundenen Astronomie ist, daß astronomische Objekte durch die Erdatmosphäre beobachtet werden müssen. Kleinste Schwankungen in Temperatur und Druck, normalerweise in Luftzellen von  $\sim 50$  cm Durchmesser, führen zu kleinen Änderungen im Brechungsindex der Luft. Diese Änderungen des Brechungsindex

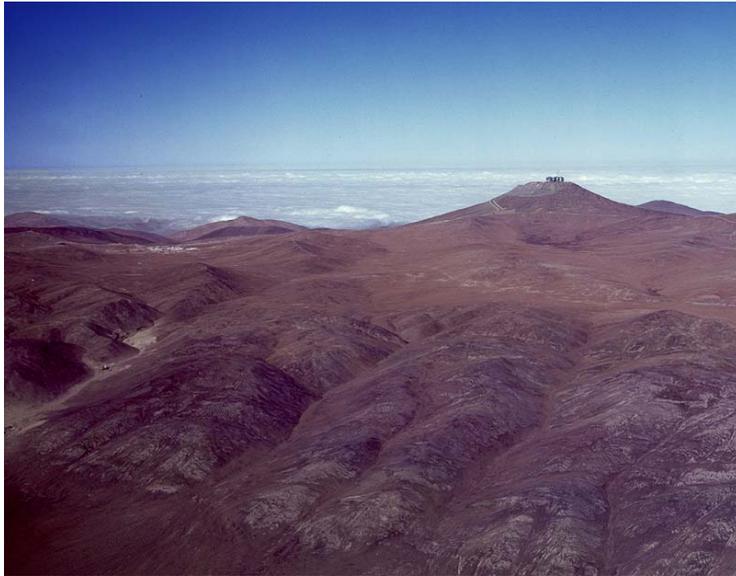


Abbildung 10: Standort des “Very Large Telescope” auf dem Paranal nahe Antofagasta in Chile (Quelle: ESO).

führen dazu, daß von einem Stern ausgehende Lichtstrahlen geringfügig andere Wege durch die Erdatmosphäre nehmen – damit ist das Bild eines Sterns auf dem Erdboden nicht mehr punktförmig sondern verwaschen. Dieser Effekt, das astronomische “Seeing”, ist das bekannte Flackern von Sternen, das besonders bei horizontnahen Objekten gut zu beobachten ist. Es führt dazu, daß die effektive Auflösung großer Teleskope durch die Erdatmosphäre und nicht etwa durch den Teleskopdurchmesser bestimmt ist.

**Aufgabe 4:** Ab welchem Durchmesser ist dies der Fall, ab welchem Teleskopdurchmesser wird also die nutzbare Auflösung des Teleskops vom Seeing bestimmt? Nehmen Sie für diese Abschätzung einen typischen Wert von 0.5 Bogensekunden für das Seeing an.

Der in der Aufgabe genannte Wert von 0.5 Bogensekunden wird nur an den besten astronomischen Beobachtungsstandorten, zum Beispiel in den chilenischen Anden (Abbildung 10) oder auf Hawaii erreicht, wo aufgrund lokaler meteorologischer Bedingungen eine sehr geringe Luftunruhe herrscht. Zur Erforschung kleinster Strukturen in astronomischen Aufnahmen ist eine effektive Auflösung im Bogensekundenbereich allerdings zu grob, und, wie Sie gerade gezeigt haben, weit von der beugungsbegrenzten Auflösung der Großteleskope entfernt. Mit konventionellen Teleskopen kann diese nur im Weltraum erreicht werden (zum Beispiel mit dem Hubble Space Telescope), auf dem Erdboden muß versucht werden, das Seeing durch direkten Eingriff in die Teleskopoptik zu korrigieren. Diese Korrekturen faßt man unter dem Stichwort “Adaptive Optics” zusammen.

Die oben angesprochenen Schwankungen des Brechungsindex in der Luft führen dazu, daß eine außerhalb der Erdatmosphäre ursprünglich parallele Wellenfront in der Atmosphäre verformt wird (Abbildung 11, unten). Diese Verformung führt dann zum beobachteten “Flackern” des Sterns. Wäre es möglich, die Verformung der Wellenfront auszugleichen, dann würde eine wesentlich bessere Abbildungsqualität gewährleistet sein. Mit der Entwicklung schneller Elektroniken rückt eine solche Korrektur zunehmend in den Bereich des technisch machbaren. Zur Zeit eingesetzte Adaptive Optiken analysieren das Bild einer Testpunktquelle mit Hilfe eines Wellenfrontensensors. Durch kleine Verformungen des Fangspiegels wird dann die Wellenfront wieder “parallelisiert”. Solche Korrekturen müssen sehr schnell erfolgen und eine Genauigkeit von  $\sim \lambda/2$  haben, wo  $\lambda$  die Wellenlänge des beobachteten Lichts ist. Daher funktionieren sie zur Zeit hauptsächlich im langwelligen Bereich, zum Beispiel bei Beobachtungen im nahen Infraroten. Da die Testpunktquelle hell genug sein muß, um die Verformung der Wellenfront zu

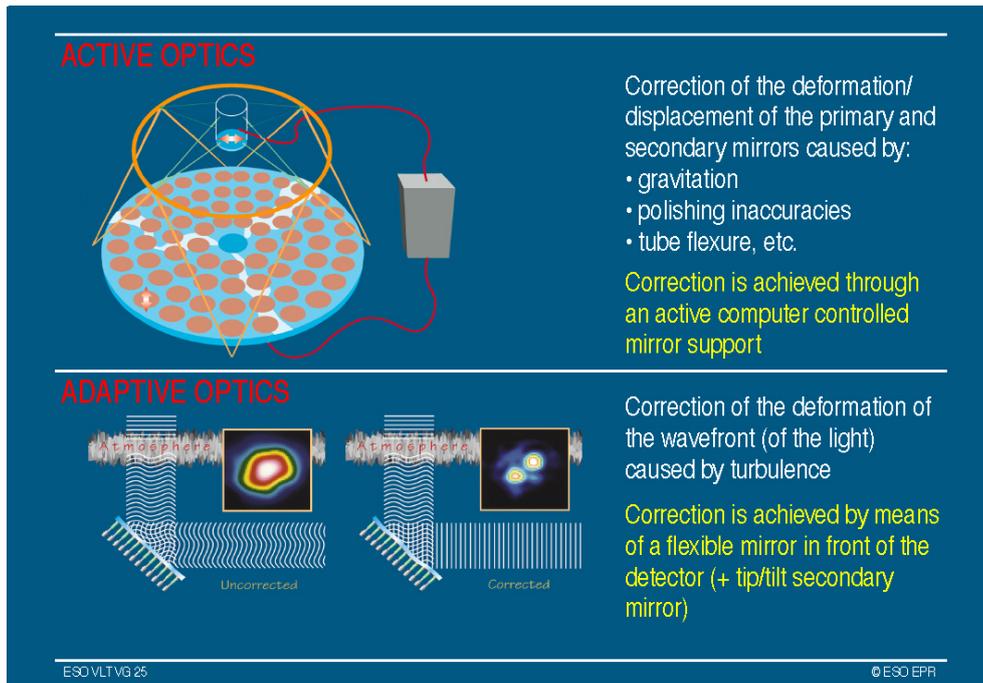


Abbildung 11: Prinzipien der aktiven und adaptiven Optik (Quelle: ESO).

messen, kommt häufig ein “künstlicher Stern” als Testquelle in Einsatz, der durch Resonanzübergänge in einer  $\sim 50$  km hohen Natriumschicht in der Erdatmosphäre mit einem auf die Na D Linie eingestellten Laser erzeugt wird. In Deutschland wird an der Entwicklung adaptiver Optiken insbesondere am Max-Planck-Institut für Astronomie in Heidelberg und an der Europäischen Südsternwarte in Garching bei München geforscht. Erste Systeme sind am Very Large Telescope des ESO und am 10 m Keck Observatory auf Hawaii in Einsatz.

**Aktive Optiken** Die Möglichkeit, dünne Spiegel herzustellen, reduziert nicht nur die Masse des Teleskopspiegels, sondern erlaubt es auch, Ungenauigkeiten in der Teleskopoptik auszugleichen. Diese Ungenauigkeiten entstehen zum Beispiel durch die schon in Abschnitt 2.1.4 angesprochene Verformung des Teleskopspiegels bei Temperaturänderungen und durch die plastische Verformung des Teleskops und insbesondere des Hauptspiegels während der astronomischen Be-

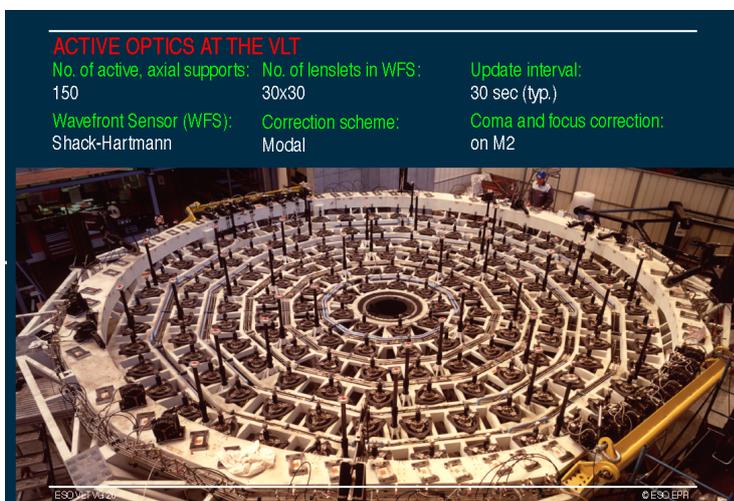


Abbildung 12: Die Spiegelhalterung eines der 8 m Teleskope des “Very Large Telescope” mit den aktiven Elementen zur Verformung des Hauptspiegels (Quelle: ESO).

Material	Temperatur [K]	Bandlücke [eV]
CdS	295	2.4
CdSe	295	1.8
GaAs	295	1.35
Si	295	1.12
Ge	295	0.67
PbS	295	0.42
InSb	295	0.18
	77	0.23

Tabelle 1: Bandlücken für verschiedene Halbleitermaterialien (nach McLean, 1997, Tab. 6.2).

obachtungen (Abbildung 11, oben). Die Methode der aktiven Optik macht sich die leichte Verformung der dünnen Spiegel zu Nutze indem sie den Spiegel durch gezielte Verformungen in seiner Idealform hält. Eine große Zahl ( $\sim 80-100$ ) sogenannter Aktuatoren auf der Rückseite des Spiegels zieht und drückt dabei den Spiegel auf die Idealform. Durch ständige Überwachung einer Referenzpunktquelle, z.B. eines hellen Sterns, kann dadurch die Qualität der Gesamtoptik nahezu ideal gehalten werden. Abbildung 12 zeigt als Beispiel die Spiegelhalterung eines der Teleskope des VLT.

## 2.2 Bilddetektoren

Ist das Licht eines astronomischen Objekts einmal mit dem Teleskop gesammelt worden, muß es physikalisch analysiert werden. Auch mit dem Auge sind quantitative astronomische Messungen möglich, zum Beispiel basiert die in der Astronomie heute noch verwendete Skala für die Lichtintensität auf der (grob) logarithmischen Empfindlichkeit des Auges. Für genaue Messungen ist das Auge allerdings nicht geeignet. Mit der Erfindung der Photographie Mitte/Ende des 19. Jahrhunderts gelang es, einen Detektor zu entwickeln, der unabhängig vom individuellen Beobachter ist und der fähig ist, Licht über einen längeren Zeitraum aufzuintegrieren. Außerdem war es mit der Photographie erstmals möglich, Messungen aufzuzeichnen und später auszuwerten. Aus diesen Gründen waren photographischer Film und Photoplatten bis Ende der 1970er Jahre der vorherrschende astronomische Bilddetektor, bevor sie nach der Entwicklung elektronischer Detektoren, insbesondere des Charge Coupled Device (CCD), mehr und mehr verdrängt wurden. Nur noch für einige sehr spezielle Bereiche war die Photographie bis vor wenigen Jahren noch unentbehrlich, insbesondere weil es möglich war, sehr große lichtempfindliche Flächen (Photoplatten bis  $36\text{ cm} \times 36\text{ cm}$ ) herzustellen. Hersteller wie Kodak sind heute jedoch nicht mehr bereit, für wenige Platten pro Jahr die Produktion aufrecht zu halten. In den letzten Jahren wurden Arrays von CCD Detektoren entwickelt, die so auch die letzte Anwendung der Photoplatte übernehmen können. Das CCD ist daher für optische Anwendungen in der Astronomie *der* Bild-detektor schlechthin.

### 2.2.1 Grundlagen des CCD

Das Charge Coupled Device wurde 1969 von W.S. Boyle und G.E. Smith von den Bell Laboratories erfunden, das Patent für das CCD wurde 1974 erteilt. Einen Überblick über die Entwicklungsgeschichte des CCD gibt McLean (1997).

Das CCD ist ein Halbleiterdetektor, der aus einer zweidimensionalen Anordnung von Bildelementen ("Pixeln") besteht. Das lichtsammelnde Volumen eines Pixel besteht aus einem Über-

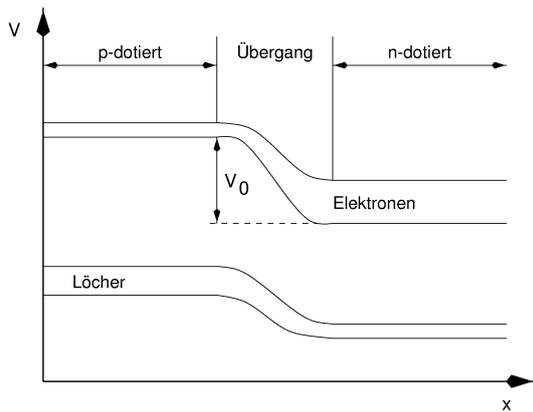


Abbildung 13: Schema eines pn-Übergangs (nach McLean, 1997, Fig. 6.5).

gang zwischen einem p- und einem n-dotierten Halbleiter, ähnlich einer Halbleiterdiode (Abbildung 13). Wird ein p- und ein n-Halbleiter in Kontakt gebracht, dann diffundieren an der Kontaktstelle Elektronen vom n-Halbleiter in den p-Halbleiter, bzw. Löcher vom p-Halbleiter in den n-Halbleiter (“Diffusionsstrom”), bis ein Gleichgewicht erreicht wird. Der entstandene Bereich geringerer Ladungsträgerkonzentration heißt Verarmungs- oder Depletionszone. Durch Anlegen einer äußeren Spannung kann der Potentialabfall noch erhöht werden. Photonen, die im Festkörper absorbiert werden, erzeugen Elektronen-Loch-Paare, wenn ihre Energie ausreicht um die Elektronen vom Valenz- in das Leitungsband des Halbleiters anzuheben (innerer Photoeffekt), wenn die Photonenenergie also größer als die Bandlücke des Halbleiters ist. Für einen Silizium-Halbleiter beträgt die Bandlücke 1.12 eV (Tabelle 1). In der Depletionszone des pn-Übergangs können diese Paare nicht rekombinieren, da sie durch den dort herrschenden Potentialabfall räumlich getrennt werden. Die so freigesetzten Ladungen können dann durch äußere Spannungen abgesaugt und gesammelt werden. Weil für optisches Licht die erzeugte Ladungsmenge proportional zum eingefallenen Lichtfluß auf das betrachtete Pixel ist, entspricht das durch den Auslesevorgang erhaltene Bild der Ladungsverteilung auf dem CCD dem vom Teleskop erhaltenen optischen Bild.

**Aufgabe 5:** Schätzen Sie ab, wie viele Elektronen pro Photon bei Licht der Wellenlänge  $\lambda = 4868\text{\AA}$  in einem Si-Halbleiter entstehen. Warum ist es nicht möglich, einen solchen Halbleiter als CCD für Infrarot-Strahlung im K-Band bei  $\lambda = 2.2\mu\text{m}$  zu verwenden? Welches Material würden Sie wählen?

Da ein Bild über lange Belichtungszeiten hinweg aufgebaut werden soll, muß die in jedem Pixel entstandene Ladungsmenge im Pixel gesammelt werden. Der gerade beschriebene einfache pn-Übergang ist hierzu nur schlecht geeignet. Besser ist es, die Depletionszone durch Anlegen äußerer Spannungen zu erhalten. Dazu wird auf p-Silizium eine dünne ( $0.1\mu\text{m}$ ) Isolationsschicht aus  $\text{SiO}_2$  aufgebracht, auf der sich eine Metall-Elektrode befindet. Die Kombination Silizium–Isolationsschicht–Elektrode bildet einen Plattenkondensator, in dem Ladung gesammelt werden kann. Durch Anlegen einer positiven Spannung an der Elektrode entsteht unterhalb der Isolationsschicht eine Depletionszone. Durch den inneren Photoeffekt entstehen hier wieder Elektron-Loch-Paare. Aufgrund der angelegten Spannung werden die Elektronen in Richtung der Elektrode gesaugt und dort gesammelt. Eine solche Struktur wird eine MOS (metal oxide semiconductor) Struktur genannt.

Beim am häufigsten vorkommenden CCD-Typ werden zum Auslesen jeweils drei der gerade beschriebenen MOS-Strukturen kombiniert (Abbildung 14). Eine CCD-Zeile besteht aus vielen

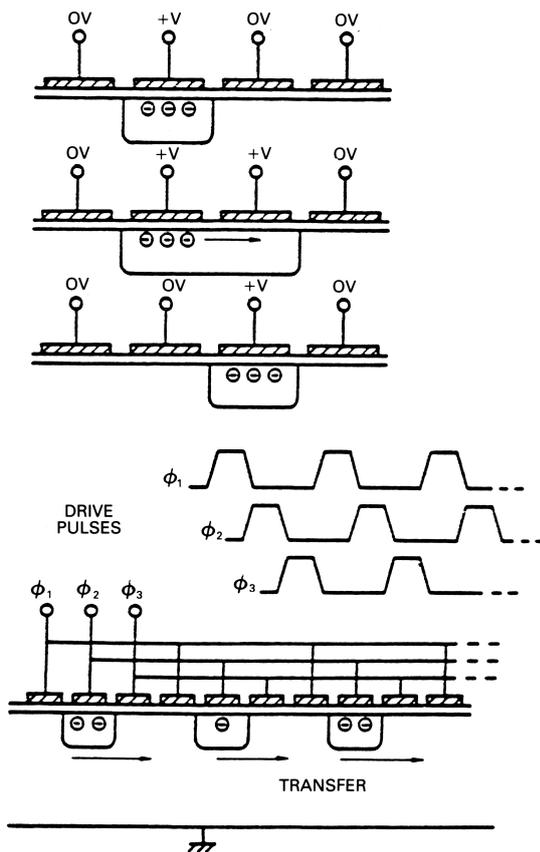


Abbildung 14: Schematischer Aufbau und Prinzip des Ausleseverfahrens bei einem dreiphasigen CCD. Die unter den Elektroden angesammelten Ladungen werden durch stufenweise Änderung der an den Pixeln anliegenden Potentiale verschoben (McLean, 1997, Fig. 6.9)

solcher 3-Elektroden Kombinationen. Das CCD selbst wiederum aus vielen Zeilen, die durch Zonen isolierenden Siliziums getrennt sind. Beim Belichten wird an die mittlere der Elektroden eine positive Spannung  $+V$  angelegt, während die beiden anderen Elektroden auf einer kleineren Spannung (z.B.  $0\text{ V}$ ) gehalten werden. Die so entstandene Potentialbarriere trennt die einzelnen Pixel (die jetzt aus 3 MOS-Strukturen bestehen). „Aktive Pixel“ sind also durch *zwei* Elektroden getrennt. Zum Auslesen werden die gesammelten Ladungen an den Rand des CCD verschoben. Dies wird durch geeignetes Verändern der Potentiale erreicht: Zunächst wird eines der Nachbarpotentiale auf  $+V$  gesetzt. Danach wird die Spannung am aktiven Pixel auf  $0\text{ V}$  gesenkt. Damit ist die gesammelte Ladung um  $1/3$  der Pixelbreite verschoben worden. Dieser Vorgang heißt „charge coupling“, da die gesammelte Ladung zusammen verschoben wird. Er hat dem CCD seinen Namen gegeben<sup>4</sup>.

Der Auslesevorgang wird wiederholt, bis die gesammelte Ladung am Rand des CCD in der Auslesespalte angelangt ist. Die Auslesespalte ist wie eine CCD-Zeile aufgebaut, außer, daß in ihr die Ladungen rechtwinklig zur bisherigen Bewegungsrichtung bewegt werden können. Das letzte Pixel der Auslesespalte ist mit einem Analog-Digital-Wandler verbunden in dem die Pixelladung digitalisiert und vom Computer als Daten übernommen wird.

<sup>4</sup>Da die Oberfläche des Siliziums besonders anfällig für Defekte in der Kristallstruktur ist, sind modernere CCDs noch etwas komplizierter aufgebaut, um zu erreichen, daß die Ladung nicht an der Oberfläche des CCD verschoben wird, sondern in etwas tieferen Lagen („buried channel CCDs“). Dies ändert jedoch nichts am prinzipiellen Betrieb des CCD.

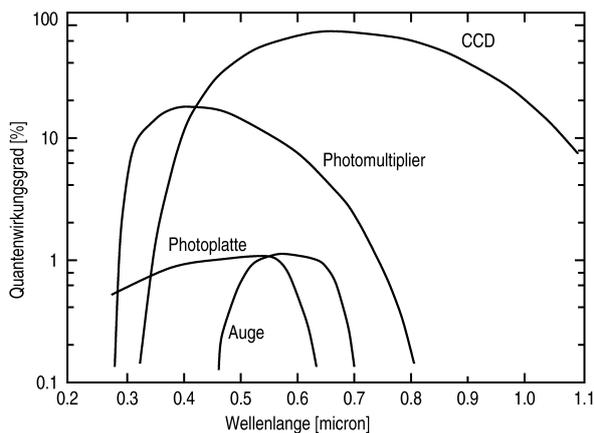


Abbildung 15: Vergleich der Effektivität von Detektoren in der Astrophysik. Die als Signal auswertbare Lichtmenge in Prozent des einfallenden Lichtes (logarithmische Skala) ist gegen die Wellenlänge aufgetragen.

### 2.2.2 CCDs in der Astronomie

Für die Astronomie sind CCD-Chips insbesondere wegen der im folgenden aufgelisteten Eigenschaften interessant:

**Effizienz:** Der Quantenwirkungsgrad (quantum efficiency) guter CCDs beträgt bis zu  $\sim 90\%$ , das heißt 90% aller auf das CCD auftreffenden Photonen werden registriert. Das bedeutet eine etwa hundertfache höhere Empfindlichkeit gegenüber den konventionellen Photoplaten. Abbildung 15 zeigt den Wirkungsgrad verschiedenartiger Detektoren in Abhängigkeit von der Wellenlänge.

**Linearität:** Außer der höheren Empfindlichkeit bietet das CCD gegenüber der “normalen” Photographie den Vorteil der Linearität: Die gemessene Ladungsmenge ist proportional zur Strahlungsintensität. Es ist also nicht nötig, eine Schwärzungskurve zu erstellen (die eine zusätzliche Ungenauigkeit einführen würde). Die Gewinnung qualitativ hochwertiger Aufnahmen mit Photoplaten erfordert viel Übung und Erfahrung. CCDs dagegen sind sehr einfach zu handhaben. Ein weiterer Vorteil der CCDs liegt darin, daß die Aufnahmen sofort in digitaler Form für die weitere Bearbeitung (Bildverarbeitung) am Computer vorliegen. Photoplaten müssen entwickelt und für eine Weiterverarbeitung digitalisiert werden.

**Spektrale Empfindlichkeit:** Gewöhnliche CCD-Chips haben ihre Maximalempfindlichkeit im roten Wellenlängenbereich. (600 nm–700 nm, siehe Abbildung 15). Mit speziellen Beschichtungen und durch Verwendung von “back illuminated” CCDs ist es möglich, den Empfindlichkeitsbereich zu kürzeren Wellenlängen hin auszudehnen. Heute gibt es CCDs, die bis in den Röntgenbereich empfindlich sind (z.B. auf *Chandra*, XMM-Newton und anderen Satelliten).

**Geringer Untergrund:** Auch ohne Lichteinfall tritt ein sogenannter Dunkelstrom auf, da eine gewisse Zahl von Elektronen allein aufgrund ihrer thermischen Energie ins Leitungsband gelangt und sich im Bild als Rauschen bemerkbar macht. Der Dunkelstrom ist daher temperaturabhängig. In der Praxis wird der Dunkelstrom durch Kühlung des CCD-Chips reduziert. Dies geschieht mit Flüssig-Stickstoff oder bei einfacheren Kameras mit Hilfe eines Peltier-Elements. Bei modernen CCDs ist der Dunkelstrom inzwischen so weit reduziert, daß auch sehr lange Aufnahmen ohne wesentliche Störung möglich sind.

CCDs registrieren auch einfallende hochenergetische Teilchen kosmischen Ursprungs oder von Umgebungsradioaktivität. Ein solches Ereignis hinterläßt eine sehr große Ladungsmenge auf dem getroffenen Pixel, so daß dieses für die laufende Aufnahme nicht mehr

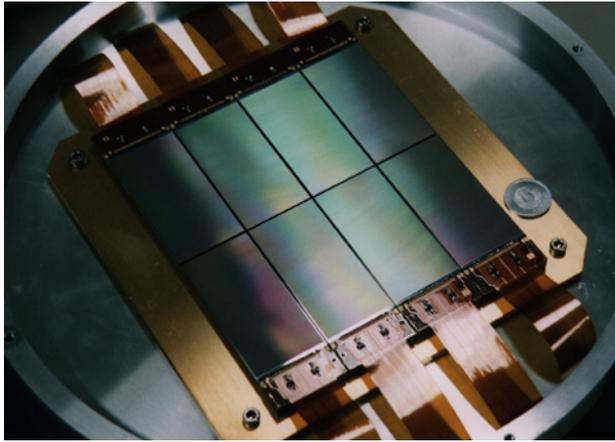


Abbildung 16: Array von acht  $2k \times 8k$  CCDs zur Verwendung am National Astronomical Observatory in Japan (Quelle: NAO).

verwendbar ist. Diese sogenannten *Cosmics* sind die eigentliche Begrenzung bei Langzeitbelichtungen. Belichtungszeiten über eine Stunde sind meist nicht sinnvoll. Längere Aufnahmen müssen in Einzelaufnahmen aufgeteilt werden.

**Dynamik:** Die minimale meßbare Intensität ergibt sich aus dem Dunkelstrom, die maximale meßbare Intensität aus dem maximalen Speichervermögen des einem Pixel zugeordneten Potentialtopfs. Für in der Astronomie verwendete CCDs beträgt dieser dynamische Bereich ungefähr 1000:1, bei einer normalen Photoplatte lediglich 30:1, das heißt es können auf einer Aufnahme helle (z.B. Sterne oder helle Nebel) als auch dunkle Gebiete (z.B. Filamente) quantitativ untersucht werden. Die Bildtiefe des im Rechner repräsentierten Bildes hängt vom verwendeten Analog-Digital-Wandler ab, dessen Dynamik größer sein sollte als die Dynamik des CCD. Sie beträgt meist zwischen 16 und 32 bit.

**Auslesezeit:** Beim Auslesen des Chips muß darauf geachtet werden, daß das registrierte Ladungsmuster nicht verwischt wird. Die Auslesegeschwindigkeit kann daher nicht beliebig gesteigert werden. Das Auslesen der hier verwendeten Kamera beträgt etwa 20–30 s. Für einen großen Chip benötigt man leicht einige Minuten. Zur Registrierung schnellerer Prozesse sind Standard-CCDs daher nicht geeignet. Für schnelle Photometrie werden daher immer noch fast ausschließlich Photomultiplier verwendet. Die Entwicklung rauscharmer und schneller Ausleseelektronik ist zur Zeit ein aktuelles Thema. Am Institut für Astronomie und Astrophysik sind wir z.B. an der Entwicklung der schnellen Ausleseelektronik für Röntgen-CCDs für Satelliten beteiligt.

Derzeit bestehen astronomische CCDs aus ungefähr  $320 \times 512$  bis zu  $8k \times 8k$  Pixeln. Die typischen Pixelgrößen betragen zwischen  $7\mu\text{m}$  und  $20\mu\text{m}$ . Die Gesamtdetektorfläche ist also im Vergleich zu konventionellen Photoplatten (Größe bis zu  $32\text{ cm} \times 32\text{ cm}$ ) sehr klein, das heißt, der abgebildete Himmelsbereich beträgt (an astronomischen Teleskopen) nur bis zu einigen Bogenminuten. Für viele astronomische (Einzel-) Objekte ist dies jedoch keine Einschränkung, da deren Winkelausdehnung sehr gering ist. Lediglich großflächige Himmelsdurchmusterungen – wie z.B. die Palomar Sky Survey, die mit Hilfe von Schmidt-Kameras (Bildfeld  $6^\circ \times 6^\circ$ ) gemacht wurde – sind bisher nur mit erheblichem Aufwand möglich (CCD Arrays, siehe Abbildung 16). Das räumliche Auflösungsvermögen wird von der Pixelgröße und vom Abbildungsmaßstab der Optik bestimmt. Um das Auflösungsvermögen des Instruments bei guten atmosphärischen Bedingungen auszunutzen, sollten die einzelnen Pixel weniger als  $1''$  des Himmels abbilden.

Typische Anwendungsgebiete der CCD in der modernen Astronomie sind die Bildgewinnung und die Messung von Sternhelligkeiten (Photometrie). Ferner werden CCDs als Strahlungsdetek-

toren in der Spektroskopie eingesetzt:

**Bilder** werden meist mit Filtern aufgenommen. Im Licht einer einzelnen Emissionslinie aufgenommene Bilder werden beispielsweise dazu benutzt, um den Ionisationszustand verschiedener Objekte zu untersuchen.

**Positionsmessung (Astrometrie)** dient zur Messung von Winkelabständen von Himmelskörpern anhand von Bildern, CCDs werden hierbei für Anwendungen mittlerer Genauigkeit (im Bogensekundenbereich) eingesetzt.

**Spektroskopie:** Der CCD dient als hochempfindlicher, linearer Detektor, bei dem das vom Spektrographen erzeugte Spektrum des Objekts auf das CCD abgebildet wird.

**Lichtkurven (CCD-Photometrie):** Quantitative Flußbestimmungen aus einer Folge von CCD-Aufnahmen werden zu einer Lichtkurve zusammengesetzt.

In diesem Versuch werden wir exemplarisch die ersten drei oben aufgelisteten Punkte behandeln.

## 2.3 Spektroskopie

Die Aufgabe eines Spektrographen besteht darin, die Intensitätsverteilung des Lichts als Funktion der Wellenlänge darzustellen. Während beim Prismenspektrographen das Spektrum durch Lichtbrechung entsteht, erfolgt dies beim Gitterspektrographen durch Lichtbeugung. Dabei muß der Spektrograph so effizient wie möglich sein, da die Lichtquellen sehr schwach sein können.

Moderne Spektrographen werden heutzutage fast ausschließlich mit einem Gitter anstatt eines Prismas als dispergierendem Element gebaut, da ein Prismenspektrograph eine ungleichförmige Dispersion zeigt, während sie beim Gitterspektrographen in guter Näherung linear ist. Darüberhinaus werden anstelle von lichtdurchlässigen Gittern meist Reflexionsgitter verwendet, mit welchen die Interferenzen des reflektierten anstatt des transmittierten Lichtes beobachtet werden.

Es gibt mehrere Vorteile der Reflexionsgitter gegenüber Transmissionsgittern: Zum einen wird bei einem Reflexionsgitter verhindert, daß Licht ein von Luft verschiedenes Medium passieren muß und dadurch Störungen des Spektrums durch chromatische Aberration auftreten. Desweiteren sind Reflexionsgitter einfacher und damit billiger herzustellen. Der Hauptvorteil der Reflexionsgitter liegt aber vor allem darin, daß sie "geblazed" werden können, das heißt, daß ein großer Teil des zur Verfügung stehenden Lichts in eine Ordnung gebeugt werden kann. Dieses Verfahren ermöglicht daher eine beachtliche Verringerung von Lichtverlusten am Beugungsgitter.

Für die Qualität eines Spektrographen sind vor allem die folgenden zwei Gesichtspunkte verantwortlich: Zum einen sorgt eine hohe *Winkeldispersion* für ein möglichst weit auseinandergezogenes Spektrum. Zum anderen bestimmt das *Auflösungsvermögen* eines Gitters, ob zwei eng benachbarte Spektrallinien gerade noch trennbar sind. Im folgenden wird die Beugungstheorie des Gitters besprochen, um danach auf die beiden Qualitätspunkte Dispersion und Auflösungsvermögen näher einzugehen. Als weiterführende Literatur sei auf Schmidt (1995) und Staudt (1993) verwiesen.

### 2.3.1 Beugungstheorie am Gitter

Die Beugungstheorie eines Reflexionsgitter entspricht der eines Transmissionsgitters. Zur besseren Veranschaulichung wird im folgenden die Beugungstheorie anhand eines Transmissionsgitters beschrieben. Entsprechend Abbildung 17 ergeben sich am Beugungsgitter Intensitätsma-

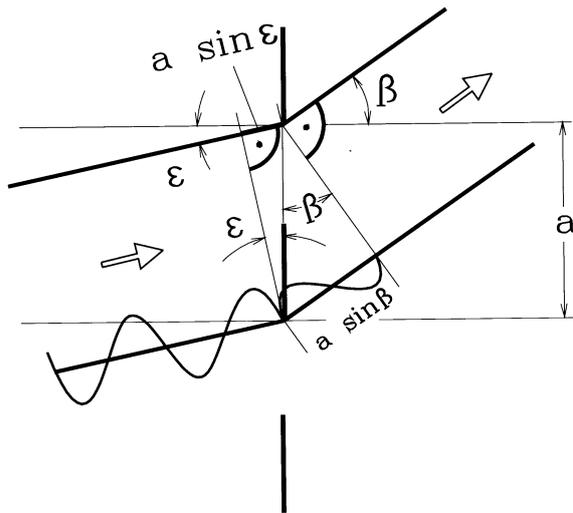


Abbildung 17: Geometrie der Beugung am Doppelspalt: benachbarte Ordnungen liegen um  $\lambda/a = \sin\beta - \sin\epsilon$  auseinander;  $a$  ist der Abstand der parallelen Gitterstriche,  $\epsilon$  der Einfallswinkel und  $\beta$  der Ausfallswinkel (Schmidt, 1995)

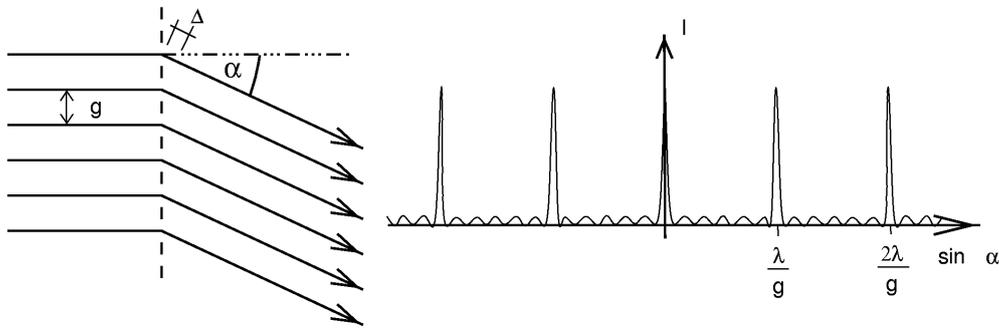


Abbildung 18: Beugung am Gitter;  $n = \pm 1, \pm 2, \pm 3, \dots$ : Ordnung des Spektrums ;  $g$ : Abstand der parallelen Gitterstriche;  $\alpha$ : Ausfallswinkel,  $\Delta$ : Gangunterschied (Staudt, 1993)

xima, wenn der Gangunterschied  $\Delta = a(\sin\beta - \sin\epsilon)$  benachbarter Strahlen einem ganzzahligen Vielfachen  $n$  der Wellenlänge  $\lambda$  entspricht:

$$\sin\beta - \sin\epsilon = \frac{n\lambda}{a} \quad (9)$$

Benachbarte Ordnungen liegen um  $\sin\beta - \sin\epsilon = \frac{\lambda}{a}$  auseinander. Somit ist die Lage der jeweiligen Hauptmaxima bei der Interferenz monochromatischen Lichtes der Wellenlänge  $\lambda$  an einem Gitter unabhängig von der Anzahl der Gitterspalte  $N$ , wohl aber abhängig von der jeweiligen Wellenlänge des verwendeten Lichtes. Das Maximum erster Ordnung für langwelliges Licht entsteht somit unter größerem Winkel als jenes für kurzwelliges Licht. Zwischen den Hauptmaxima erhält man entsprechend Abbildung 18 jeweils  $N - 2$  kleine Nebenmaxima, die mit zunehmender Spaltanzahl  $N$  schwächer werden, was gleichzeitig zur Folge hat, daß sich die Linienschärfe der Hauptmaxima erhöht.

Bei den bisherigen Überlegungen wurde davon ausgegangen, daß die einzelnen Gitterspalte beliebig schmal seien und daher nur eine Elementarwelle von ihnen ausginge. Dies ist in der Praxis jedoch nicht der Fall: die Kugelwellen, welche von einem Gitterspalt ausgehen, interferieren zusätzlich miteinander. Dadurch wird das Interferenzbild eines Gitters durch das eines Einzelspaltes moduliert. Die Funktion des Interferenzbildes am Einzelspaltes wird dann zur

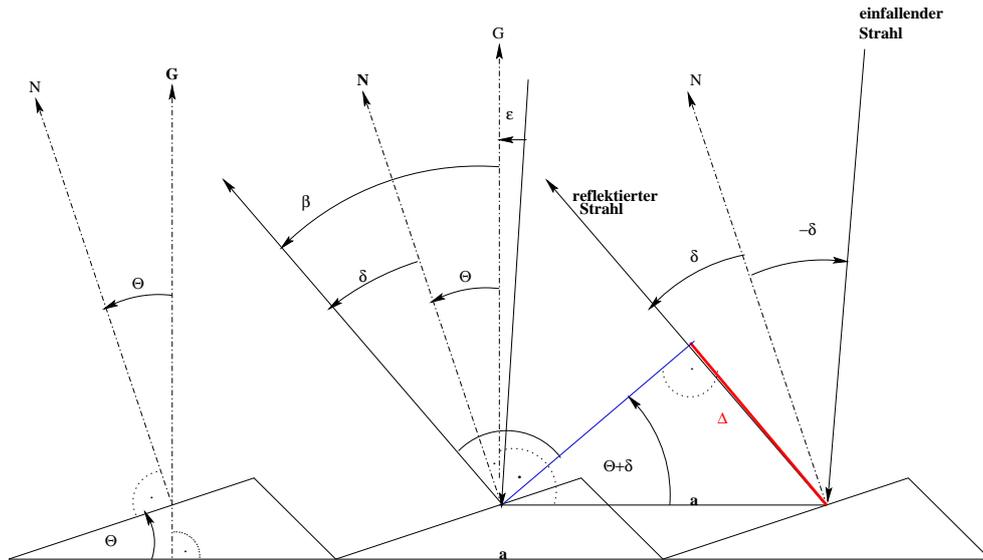


Abbildung 19: Strahlengang am Blazegitter: eintreffende Strahlen werden mit einem Gangunterschied  $\Delta = na \sin(\Theta + \delta)$  reflektiert, G: Gitternormale, N: Spiegelflächennormale,  $\Theta$ : Blazewinkel,  $\delta$ : Ein- bzw. Ausfallswinkel

Einhüllenden des Gitterinterferenzbildes, so daß die Hauptmaxima des Gitters unterschiedliche Intensitäten haben. Zum einen können Gittermaxima an der Stelle eines Minimums vom Einzelspalt völlig ausgelöscht werden. Vor allem aber enthält das Maximum nullter Ordnung, welches keine Beugungsinformation enthält, die größte Lichtmenge.

Um dieses zu umgehen, werden die einzelnen Spalte entsprechend Abbildung 19 als keilförmige Stufen mit dem Blazewinkel  $\Theta$  ausgeführt, so daß die auf die unterschiedlichen Stufen eintreffenden Strahlen mit einem Gangunterschied  $\Delta = na \sin(\Theta + \delta)$  reflektiert werden. Maxima  $n$ -ter Ordnung entstehen, analog zum normalen Gitter, wenn der Gangunterschied ein ganzzahliges Vielfaches der Wellenlänge beträgt. Somit kann die Hauptmenge des Lichtes, welche ursprünglich keine Information enthielt, als Informationsträger genutzt werden.

Zur Bestimmung des mit einem Blazegitter beobachtbaren Spektralbereichs betrachten wir zunächst den Fall einer monochromatischen Lichtquelle. Fällt Licht mit der Wellenlänge  $\lambda_B$  unter dem Einfallswinkel  $\delta$  auf die Blaze-Spiegelflächen, so gilt

$$\varepsilon = \delta - \Theta \quad \text{und} \quad \beta = \Theta + \delta \quad (10)$$

und daher

$$\frac{\Delta}{a} = \frac{n\lambda_B}{a} = \sin(\Theta + \delta) = \sin(2\Theta + \varepsilon) \quad (11)$$

Damit stehen die Wellenlänge  $\lambda_B$ , der Reflexionswinkel  $\delta$  und der Blazewinkel  $\Theta$  in enger Beziehung zueinander. Durch minimale Änderung des Reflexionswinkels  $\delta$  verschiebt sich die Lage der Spektrallinie innerhalb einer Ordnung entsprechend. Durch eine Änderung des Einfallswinkels durch Drehen des Gitters im Strahlengang ist es also möglich, abschnittsweise einen sehr breiten Wellenlängenbereich zu detektieren.

Für nicht-monochromatisches Licht ist die Intensitätsverteilung des Spektrums durch die Beugung am Gesamtgitter bestimmt. Diese Verteilung bezeichnet man als die Blazefunktion des Blazegitters. Ihre Breite bei halber Intensität ist als sogenannter nutzbarer Wellenlängenbereich  $\lambda/b$  definiert (Abbildung 20). Es gilt

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda_B}{n} \quad (12)$$

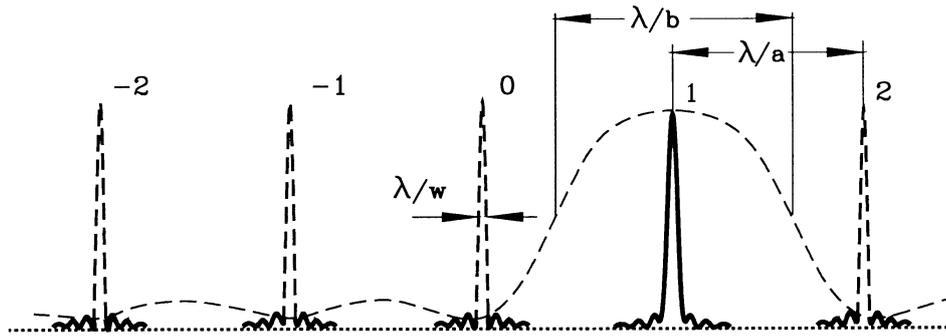


Abbildung 20: In "erster Ordnung geblazedes" Gitter (Schmidt, 1995).

wo  $n$  die Beugungsordnung und die Blazewellenlänge  $\lambda_B$  die zentrale Wellenlänge ist. Ein maximal großer nutzbarer Wellenlängenbereich ergibt sich daher bei  $n = 1$ .

### 2.3.2 Die Dispersion

Die Dispersion ist ein Maß dafür, um welchen Wellenlängenanteil sich das Spektrum einer Ordnung mit zunehmendem Winkel ändert. In der folgenden Herleitung sei der Einfachheit halber der Einfallswinkel gleich Null. Beugungsmaxima entstehen dann für

$$\lambda = \frac{a \sin \beta}{n}. \quad (13)$$

wo  $\beta$  der Ausfallswinkel,  $a$  der Abstand der Gitterstriche und  $n$  die Ordnung des Spektrums ist. Damit ist

$$\frac{d\beta}{d\lambda} = \frac{n}{a \cos \beta} \quad (14)$$

Da  $\beta$  im allgemeinen klein und damit  $\cos \beta \approx 1$  ist, bleibt daher die Dispersion innerhalb einer Ordnung praktisch konstant. Dies ist ein entscheidender Vorteil des Dispersionsgitters gegenüber dem Prisma, welches eine nichtlineare Dispersion zeigt. Üblicherweise wird die Dispersion in  $\text{\AA}/\text{mm}$  angegeben.

### 2.3.3 Das Auflösungsvermögen

Zur Herleitung der spektralen Auflösung eines Spektrographen geht man von der Annahme aus, daß die Intensitätsverteilungen zweier Linien mit den Wellenlängen  $\lambda$  und  $\lambda + \Delta\lambda$  gerade dann noch getrennt wahrgenommen werden können, wenn das Hauptmaximum der einen Linie mit dem ersten Minimum der anderen Linie zusammenfällt. Das Verhältnis

$$A = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \quad (15)$$

wird als das Auflösungsvermögen des Spektrographen bezeichnet. Für einen Gitterspektrographen erhält man

$$\frac{\lambda}{\Delta\lambda} = Nn \quad (16)$$

wo  $N$  die Zahl der Gitterstriche und  $n$  die Beugungsordnung ist.

Das spektrale Auflösungsvermögen hängt somit theoretisch nur von der zu analysierenden Ordnung und der Anzahl der Gitterstriche des Beugungsgitters ab. Praktisch wird die spektrale Auflösung eines Spektrographen allerdings zusätzlich von einer Reihe von Faktoren beeinträchtigt. Neben den Eigenschaften des Gitters sind dies insbesondere die Auflösung der optischen Anordnung des Spektrographen und die Breite des Eintrittspaltes. Auf diese Punkte soll hier jedoch nicht weiter eingegangen werden.

### 3 Versuchsaufbau

Im ersten Teil des Versuches werden wir ein Spektrum der Sonne mit dem 10 C Reflektionsspektrographen am 40 cm Reflektor des Instituts für Astronomie und Astrophysik, Abteilung Astronomie, aufnehmen. Der Versuchsaufbau besteht aus dem 40 cm Reflektor, dem 10 C Reflektionsspektrographen, und einer CCD-Kamera, die als Detektor für das aufgenommene Spektrum dient. In den nächsten Abschnitten werden Sie diese Komponenten genauer kennenlernen.

#### 3.1 Spiegelteleskop



Abbildung 21: Der Tübinger 40 cm Reflektor.

Der Tübinger 40 cm Reflektor wurde in den 1950er Jahren von der Firma Carl Zeiss hergestellt. Der Reflektor diente ursprünglich als eines der Testteleskope bei der Suche nach dem

Tabelle 2: Technische Daten des Tübinger 40 cm Reflektors.

	Hauptfernrohr	Sucher	Leitfernrohr
Öffnung $D$	400 mm	80 mm	125 mm
Brennweite $f$	6000 mm	400 mm	1250 mm
Öffnungsverhältnis $f/D$	15	5	10

idealen Standort für das damals in Gründung befindliche Europäische Südobservatorium. Daher ist das Instrument mit einer sogenannten Expeditionsmontierung ausgestattet, die auf verschiedene geographische Breiten eingestellt werden kann. In den 1960er Jahren wurde das Instrument zur Untersuchung der astronomischen Tauglichkeit des Gamsbergs in Namibia eingesetzt. In den 1970er Jahren diente es dann der Untersuchung von Sternen variabler Helligkeit in einer Sternwarte auf den Hängen des Ätna in Sizilien, danach wurde es endgültig in einer Beobachtungshütte in Tübingen aufgebaut. Da in dieser Zeit 40 cm Teleskope, die mit Photoplatten oder Photomultipliern ausgestattet waren, gegenüber den Großteleskopen nicht mehr konkurrenzfähig waren, fiel das Teleskop in den Dornröschenschlaf. Erst seit 1990 wird es wieder verstärkt für wissenschaftliche Kampagnen eingesetzt, so für die Photometrie variabler Sterne, wie zum Beispiel Masse akkretierender weißer Zwerge und schwarzer Löcher. Seit 1997 ist das Teleskop zusätzlich mit einem kleinen Spektrographen ausgestattet. Die technischen Daten des Instruments finden sie in Tabelle 2. Außer dem 40 cm Hauptfernrohr besitzt das Teleskop ein Sucherfernrohr mit größerem Gesichtsfeld, mit dem ein astronomisches Objekt aufgesucht werden kann, und ein Nachführteleskop, das mit einer kleinen CCD-Kamera hilft, Ungenauigkeiten in der Teleskopnachführung auszugleichen. Dafür werden Hilfsmotoren an der Stunden- und der Polachse eingesetzt, die die Teleskopbewegung verlangsamen und beschleunigen können. Aufgrund dieser automatischen Nachführung können mit dem Instrument auch längere astronomische Aufnahmen gemacht werden (bis in den Stundenbereich).

### 3.2 Der 10 C-Gitterspektrograph

Bei dem in Tübingen verwendeten Spektrographen handelt es sich um einen 10 C-Reflexionsgitterspektrographen der Firma Optomechanics Research, Inc., Vail, Arizona (Abbildung 22). Abbildung 22 zeigt den schematischen Aufbau des Spektrographen, die wichtigsten von außen sichtbaren Bedienelemente sind in Abbildung 23 zusammengestellt.

Die Eintrittsspaltanordnung des Spektrographen besteht aus drei Einzelspalten. Es stehen zwei Spaltanordnungen unterschiedlicher Breite ( $50\mu\text{m}$  und  $100\mu\text{m}$ ) zur Verfügung. Durch den mittleren, etwas längeren Spalt tritt das Licht, welches von dem zu untersuchenden Objekt (z.B. Sonne, Stern, Flatfield) ausgesandt wird, ein. Zu beiden Seiten des Zentralspaltes ist jeweils ein kürzerer Spalt mit derselben Breite wie der Hauptspalt angebracht. Das Licht der Vergleichslichtlampen tritt mittels einer optischen Anordnung, bestehend aus Lichtleitern und einer Linse auf die beiden Nebenspalte. Damit kann simultan zum Spektrum des astronomischen Objekts das Spektrum einer bekannten Quelle aufgenommen werden. Dieses Spektrum kann dann zur Wellenlängenkalkulation des astronomischen Spektrums verwandt werden. Am Tübinger Spektrograph werden als Vergleichslampen eine Quecksilber- und eine Neon-Lampe verwendet, die in dem in Abbildung 24 gezeigten Kasten untergebracht sind. Abbildung 26 auf S. 43 zeigt das Emissionslinienspektrum dieser Lampen, Tabelle 5 auf S. 42 listet die genaue Lage der Emissionslinien der Kalibrationslampen auf. Astronomischer Konvention entsprechend werden dabei

Tabelle 3: Technische Daten des 10 C Gitterspektrographen.

Gewicht	~ 4.5 kg
<b>Kamera</b>	
Brennweite	$f = 135 \text{ mm}$
Öffnungsverhältnis	$f/D = 2.8$
<b>Kollimator</b>	
Brennweite	$f = 225 \text{ mm}$
<b>Hauptspalt</b>	
Abmessungen	$50 \mu\text{m} \times 1.5 \text{ mm}$ $100 \mu\text{m} \times 1.5 \text{ mm}$
Neigung gegenüber der opt. Achse	$35^\circ$
Projektion auf Kamera	$40 \mu\text{m}$ bzw. $80 \mu\text{m}$ $900 \mu\text{m} = 100 \text{ pixel}$
<b>Nebenspalte</b>	
Abmessungen	Breite wie Hauptspalt $\times 0.75 \text{ mm}$
Projektion auf Kamera	$455 \mu\text{m} \sim 50 \text{ pixel}$
<b>Gitter 1</b>	
Abmessung	$25 \text{ mm} \times 25 \text{ mm}$
Linienzahl	$g_1 = 600/\text{mm}$
Maximum 1. Ordnung	$5000 \text{ \AA}$
Dispersion	$1.04 \text{ \AA/pixel}$
$\Delta\lambda$	$5.97 \text{ \AA}$
$\lambda/\Delta\lambda$	840 bei $5000 \text{ \AA}$
Überlappung	$300 \text{ \AA}$
<b>Gitter 2</b>	
Abmessung	$25 \text{ mm} \times 25 \text{ mm}$
Linienzahl	$g_2 = 1200/\text{mm}$
Maximum 1. Ordnung	$5000 \text{ \AA}$
Dispersion	$0.54 \text{ \AA/pixel}$
$\Delta\lambda$	$2.85 \text{ \AA}$
$\lambda/\Delta\lambda$	1754 bei $5000 \text{ \AA}$
Überlappung	$160 \text{ \AA}$
<b>Hg Vergleichslampe</b>	
Typ	Osram Hg 100
Brennspannung	45 V
Betriebsstrom	1 A
Leistung	22...44 W
<b>Ne Vergleichslampe</b>	
Typ	Osram Ne/10
Brennspannung	30 V
Betriebsstrom	1 A
Leistung	30 W
<b>Blafilter</b>	
Opazität	$5100 \text{ \AA} - 5500 \text{ \AA}$
Linienfreiheit	in 1. Ordnung $< 7500 \text{ \AA}$
Abmessungen	$12.5 \text{ mm} \times 16.5 \text{ mm} \times 3 \text{ mm}$

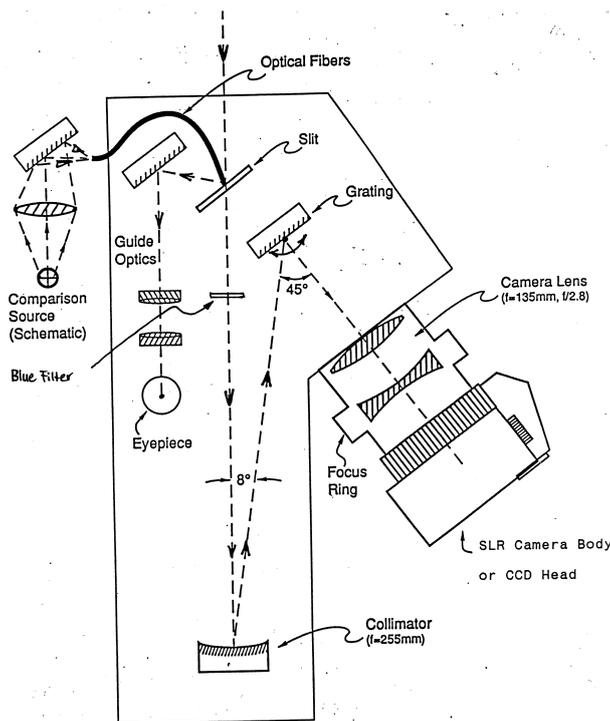


Abbildung 22: Aufbau des 10 C Spektrographen Quelle: (Optomechanics Research, 1997).

die Ionen mit römischen Zahlen numeriert: Hg I entspricht also neutralem Quecksilber, Hg II entspricht  $\text{Hg}^+$ , und so weiter.

Hinter der Spaltanordnung befindet sich ein Blaufilter, welcher durch einen Filterschieber wahlweise aus dem Strahlengang genommen werden kann. Er ist im Wellenlängenbereich unterhalb von  $5100 \text{ \AA}$  opak, also lichtundurchlässig, während er 90% der Strahlung oberhalb von  $5500 \text{ \AA}$  transmittiert. Mit dem Blaufilter wird bei einer Wellenlänge oberhalb von  $7500 \text{ \AA}$  eine Kontamination der Linien erster Ordnung durch jene aus zweiter Ordnung vermieden.

Der 10 C-Gitterspektrograph ist mit zwei Blazegittern ausgestattet, welche Gitterkonstanten von  $g_1 = 600/\text{mm}$  und  $g_2 = 1200/\text{mm}$  haben. Das von diesen Gittern erzeugte Spektrum wird schließlich mit einer Kameralinse auf die zur Detektion des Spektrums verwendeten CCD-Detektor gelenkt.

### 3.3 CCD-Kamera ST-7

Die am 40 cm Teleskop als abbildendes Instrument und Detektor für den Spektrographen eingesetzte CCD-Kamera ist eine handelsübliche Kamera vom Typ ST 7 der kalifornischen Santa Barbara Instrument Group (SBIG). Die Kamera ist mit zwei CCD-Chips ausgestattet, von denen hier nur der große Chip KAF-400 von Kodak verwendet wird (mit einem kleinen Chip ist eine Steuerung der Teleskopnachführung möglich, die am 40 cm Teleskop aber mit dem Leitfernrohr erfolgen kann, siehe Abschnitt 3.1). Die CCD wird mit einem Peltier-Element gekühlt. Am CCD-Chip lassen sich so ca.  $30^\circ\text{C}$  unter der Umgebungstemperatur erreichen. Die Belichtungszeit läßt sich von 0.0 s bis 3600 s mit einer Genauigkeit von 0.1 s einstellen und wird durch einen mechanischen Shutter realisiert.

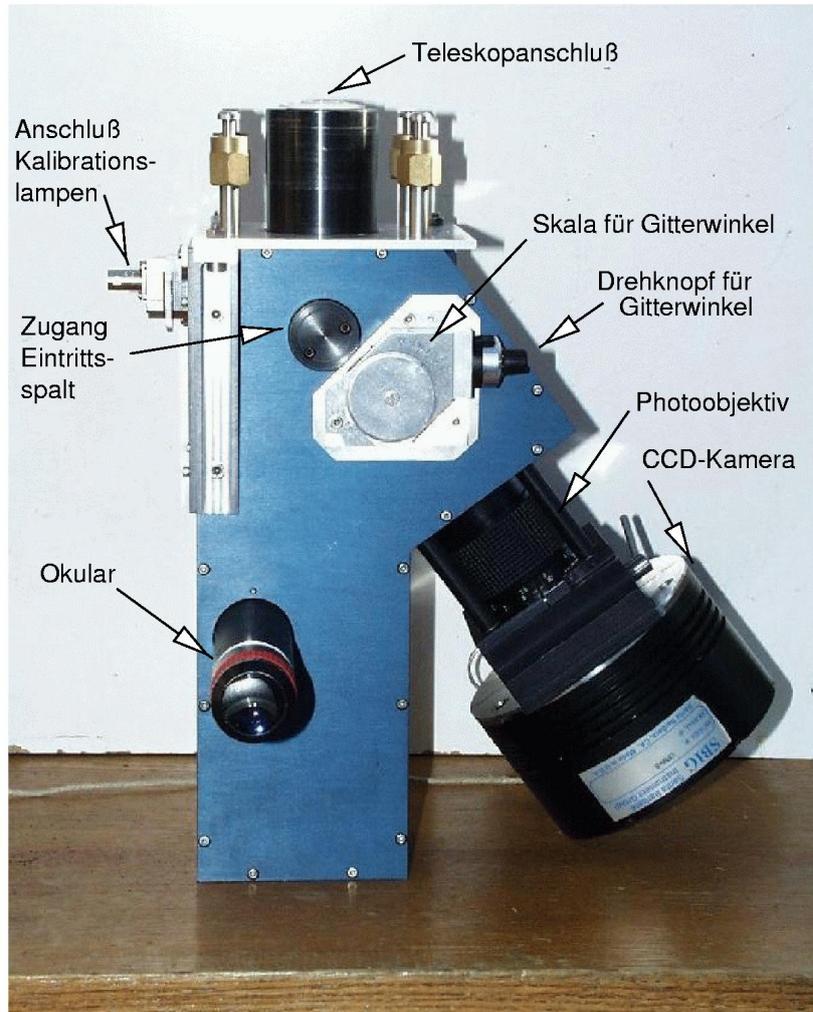


Abbildung 23: Der Tübinger 10 C Spektrograph.

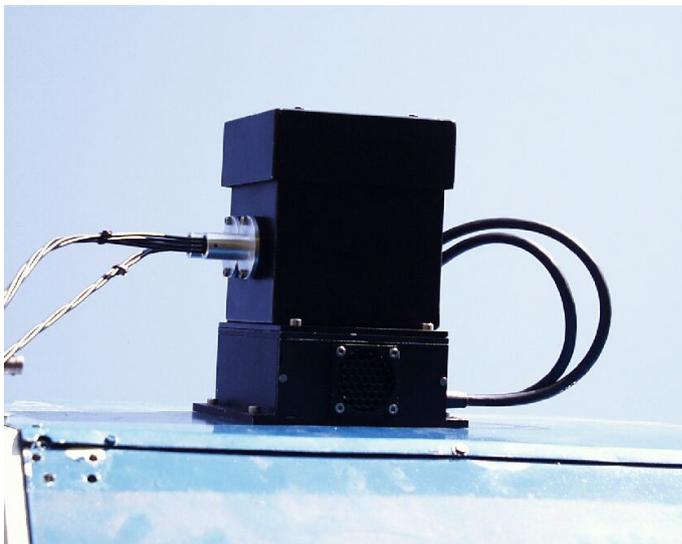


Abbildung 24: Das Gehäuse der Kalibrationslampen. Die Glasfaserleitungen zu den Nebenspalten sind der linken Seite zu sehen. Unten ist die Öffnung des Ventilators zur Kühlung des Gehäuses.

Tabelle 4: Technische Daten der ST7 Kamera.

<b>Chip KAF-0400</b>	
Format	765 × 510 pixel
Pixelgröße	9 μm × 9 μm
Chipgröße	6.9 mm × 4.6 mm
Spektralbereich	400–900 nm
Quantenausbeute	max. 60%
Dunkelstrom	36 $\frac{e^-}{\text{min}}$ bei 0°C
<b>Systemdaten</b>	
Ausleserauschen	15 e <sup>-</sup> rms
Dynamik	16 bit
Max. Übertragungszeit	0.85 s bei 500 kHz
Auslesezeit zum PC	einige Sekunden
Kühlung	$\Delta T = 30^\circ\text{C}$

“My dear Watson, try a little analysis yourself”, said he, with a touch of impatience. “You know my methods. Apply them, and it will be instructive to compare results”.

Conan Doyle  
*The Sign of the Four*

## 4 Versuchsdurchführung

### 4.1 Vorbereitung

Diskutieren Sie die in den vorherigen Abschnitten beschriebenen Grundlagen:

- Aufbau astronomischer Teleskope
- Eigenschaften und Vergleich verschiedener Bilddetektoren
- Prinzip des CCD
- Prinzip des Gitterspektrographen

Um es noch einmal zu wiederholen: *Lösen Sie die in die vorherigen Abschnitte eingestreuten Aufgaben vor dem Versuch und bringen Sie ihre Lösungen am Tag der Versuchsdurchführung mit!*

Der Praktikumstag selbst besteht aus zwei Teilen. Nach einem Testat, bei dem wir die von ihnen mitgebrachten Aufgaben<sup>5</sup> und eventuell sonstige aufgekommene Fragen besprochen haben, beschäftigen wir uns zunächst mit der Datenaufnahme. Wir besichtigen den 30 cm Refraktor und den 40 cm Reflektor des Astronomischen Instituts, betrachten bei gutem Wetter die Sonne, und nehmen mehrere Sonnenspektren auf. Der Nachmittag ist der Datenauswertung gewidmet: wir werten die Sonnenspektren aus und betreiben am Beispiel zweier bereits reduzierter astronomischer Aufnahmen Astrometrie. Den Abschluß bildet die Reduktion einer an einem Großteleskop gewonnenen astronomischen Aufnahme.

Im folgenden stellen wir die einzelnen Arbeitsschritte dar. Sie sollten diesen Abschnitt gelesen haben, so daß Sie die Reihenfolge der Arbeitsschritte verstehen. Die aufgelisteten Programmbefehle dienen als Referenz für die Versuchsausführung, Sie müssen sie jetzt noch nicht verstehen oder gar auswendiglernen!

---

<sup>5</sup>Ist dieser Punkt jetzt häufig genug erwähnt worden :-)?

## 4.2 Sonnenprojektion



Abbildung 25: Der Tübinger 30 cm Refraktor.

Um Ihnen einen Eindruck der Phänomene der Sonnenoberfläche zu geben und den 30 cm Refraktor der Sternwarte in Aktion zu zeigen, betrachten wir bei gutem Wetter die Sonne auf einem weißen Projektionsschirm.

Schauen Sie **niemals** ungeschützt direkt in die Sonne. Das kann schlimmste Augenschäden bis hin zur vollständigen Erblindung hervorrufen. Hausmittel wie Filmnegative oder geschwärztes Glas sind transparent für IR-Strahlung und bieten keinen ausreichenden Schutz.

Werfen Sie die bei allen Billigteleskopen mitgelieferten Okular-Sonnenfilter umgehend in den Müll. Die hohe Temperatur im Brennpunkt kann diese Filter plötzlich zerstören – selbst eine Millisekunde reicht dann aus, irreparable Augenschäden zu verursachen, da Ihre Netzhaut in diesem Fall buchstäblich geschmolzen wird.

Die *einzig* sicheren Methoden zur Sonnenbeobachtung sind spezielle Sonnenbrillen, Schweißerbrillen oder die hier vorgestellte Methode der Sonnenprojektion.

**Aufgabe 6:** Wie lange dauert es, bis im Auge durch das Betrachten der Sonne durch den 30 cm Refraktor Schäden entstehen? Nehmen Sie der Einfachheit halber an, daß die vom Refraktor kommende Energie im Augapfel auf einem Volumen von  $1 \text{ mm}^3$  konzentriert wird. Irreparable Schäden entstehen in diesem Volumen bei einer Temperaturerhöhung des Augapfels auf  $41^\circ\text{C}$  (Beginn der Zerstörung von Eiweiß). Nehmen Sie eine ursprüngliche Augentemperatur von  $36^\circ\text{C}$  an. Die spezifische Wärme von Wasser bei  $38^\circ\text{C}$  ist  $4.18 \text{ J g}^{-1} \text{ K}^{-1}$ , die Solarkonstante (der auf die Erdoberfläche auftreffende Strahlungsfluß) beträgt  $\sim 1 \text{ kW m}^{-2}$ .

Um das Teleskop in Betrieb zu setzen, führen Sie die folgenden Schritte durch:

1. Schalten Sie die Hauptstromversorgung im Kuppelbau ein (roter Drehschalter, Schlüssel ist beim Versuchsleiter) und stellen Sie die Hydraulik der Beobachtungsplattform im Hauptsicherungsschrank an.
2. Gehen Sie in die Kuppel. Öffnen Sie den Beobachtungsspalt: Öffnen Sie den Verschlußhebel und drehen Sie dann am großen Handrad bis der Spalt ganz geöffnet ist.
3. Fahren Sie die Beobachtungsplattform hoch, bis Sie das Teleskop bedienen können. Dabei muß aus Sicherheitsgründen die Reling geschlossen bleiben. *Halten Sie sich beim Bewegen der Plattform nicht am Rande derselben auf!*
4. Drehen Sie die Kuppel bis die Sonne mittig im Kuppelspalt steht (Bedienhebel für die Kuppel ist an der Teleskopsäule).
5. Befestigen Sie den Projektionsschirm am Teleskop. Zur besseren Projektion benutzen Sie das am Sucherfernrohr befindliche Okular, das Sie daher vorher am Teleskop festmachen.
6. Lösen Sie die Feststellhebel der Teleskopmontierung (schwarze Drehknöpfe) und fahren Sie das Teleskop auf die Sonne. Da Sie (s.o.) nicht in die Sonne schauen sollten: minimieren Sie die Schattengröße des Teleskops. *Fassen Sie niemals zwischen Okular und Projektionsschirm. Die Energiedichte im Brennpunkt ist groß genug, Papier sofort zu entzünden, auf der Haut entstehen, wie einige Ihrer Vorgänger erfahren mußten, schmerzhafte Brandblasen. . .*
7. Wenn Sie die Sonne erreicht haben: Ziehen Sie die Feststellknöpfe wieder zu, daß die Nachführung das Teleskop der Sonne einigermaßen nachführen kann.

Nach der Sonnenbeobachtung muß das Teleskop wieder geparkt werden:

1. Fahren Sie das Teleskop wieder von der Sonne weg.
2. Bringen Sie das Teleskop in seine nach Norden gewandte Ruhestellung, um eine Verbiegung des Teleskops zu vermeiden, entfernen Sie den Projektionsschirm und räumen Sie die Okulare auf.
3. Fahren Sie die Kuppel in ihre Ruhestellung (Kuppelspalt nach Osten).
4. Fahren Sie die Beobachtungsplattform ganz nach unten um eine Belastung der Hydraulik unter Dauerdruck zu vermeiden.
5. Schalten Sie die Stromversorgung wieder aus.

**Aufgabe 7:** Warum läuft selbst bei eingestellter automatischer Nachführvorrichtung des Teleskops die Sonne langsam aus dem projizierten Bild?

### 4.3 Sonnenspektroskopie

Zur Aufnahme des Sonnenspektrums wird der in Abschnitt 3.1 beschriebene 40 cm Refraktor mit dem 10 C Spektrographen verwendet. Dieses Teleskop befindet sich in der Beobachtungshütte auf dem Gelände des Instituts.

Aufgabe 8: Warum kann auch bei bedecktem Himmel ein Sonnenspektrum gemessen werden?

Tip: Selbst bei wolkenlosem Himmel wird das Teleskop nicht auf die Sonne pointiert. Warum?

Zur Vorbereitung der Beobachtung

1. Lösen Sie die das Schiebedach der Hütte festhaltenden Hebel und öffnen Sie das Dach (vorsichtig, damit das Dach nicht am Teleskop anstößt!).
2. Stellen Sie mit dem großen Sicherungshebel die Stromversorgung von Teleskop, Vergleichslichtlampen und CCD-Kamera an.
3. Schalten Sie die Vergleichslichtlampen ein, die Hg-Lampe benötigt ungefähr drei Minuten, bis eine ausreichend stabile Lichtleistung geliefert wird.

Das Programm CCDOPS dient einerseits der Bedienung der Kamera (Belichtung, Kühlung, usw.) andererseits sind damit auch einige Datenreduktionen machbar. Im Praktikum werden mit diesem Programm die Belichtungen durchgeführt, während die Auswertungen der aufgenommenen Bilder mit einem speziellen Bildverarbeitungsprogramm (IDL) erfolgen. Zum Hochfahren des CCD sind die folgenden Schritte durchzuführen:

1. Das Programm CCDOPS starten, es kann einige Sekunden dauern, bis die Verbindung zum CCD hergestellt ist.
2. Im Kamera-Setup die Temperaturregelung einstellen, Setpoint  $-30^{\circ}\text{C}$  einstellen. *Dieser Wert wird unter Sonneneinstrahlung nicht erreicht*, eine Messung ist nur dann sinnvoll, wenn Temperaturen unter  $0^{\circ}\text{C}$  erreicht werden können. Sollte dies im Sommer nicht der Fall sein, werden ihnen die prinzipiellen Schritte der Aufnahme erklärt. Die nachfolgende Datenauswertung muß dann leider "aus der Konserve" erfolgen. Warten Sie einige Minuten, bis sich die Temperatur des CCD stabilisiert hat.

Um eine CCD Aufnahme zu erhalten wird wie folgt vorgegangen:

1. Camera-Grab
2. In der Dialogbox ist die Belichtungszeit (in sec) einzugeben
3. Dark frame - none liefert das Bild
4. Dark frame - only liefert das Dark frame

Während der ersten  $\sim 10$  s der Belichtung muß außerdem das Licht der Vergleichslampen aufgenommen werden. Nach der Belichtung wird das Bild automatisch ausgelesen (Dialogbox "digitizing"), in den PC übertragen (Dialogbox "downloading") und dann dargestellt.

Anschließend ist das Bild zu speichern mit File-Save Filename (mit Extension FIT angeben!), um die Daten auf einen anderen Rechner transferieren zu können. Das FITS-Format (Flexible Image Transport System) ist ein Datenformat, das sich für CCD Bilder in der Astronomie allgemein durchgesetzt hat. Im Vergleich zu anderen Bildformaten (z.B. GIF oder Jpeg)

verzichtet es auf Datenkompression und anderen platzsparenden “Schnickschnack”. Daher können FITS-Dateien *sehr* groß werden. Ein Vorteil des FITS-Formates ist, daß es maschinenunabhängig ist und außer den reinen Bilddaten weitere Informationen, wie zum Beispiel die Beobachternamen, eine Identifikation des beobachteten Objektes, des Teleskops, usw. enthält.

Für den Versuch sind die folgenden Aufnahmen zu machen:

- Eine oder mehrere Aufnahmen des Sonnenspektrums mit gleichzeitigem Vergleichsspektrum. Die jeweilige Belichtungsdauer ist abhängig von der Himmelhelligkeit, Richtwert sind 10 bis 20 s.
- Mehrere Dunkelstromaufnahmen (“Dark Frames”). Diese sind mit gleicher Belichtungszeit wie die vorher ausgewählte Spektralaufnahme zu machen.
- Mehrere Flatfield-Aufnahmen. Für diese ist die Hütte vorher zu schließen (siehe oben, passen Sie auf, daß die Streben des Dachs nicht an die Kamera stoßen – Preis von Kamera und Spektrograph entsprechen dem eines gebrauchten Kleinwagens. . . ), und das Teleskop dann auf den weißen Schirm zu richten. Die Ausleuchtung des Schirms erfolgt mit Hilfe der am Teleskop angebrachten Halogenstrahler.

**Aufgabe 9:** Halogenstrahler sind Glühlampen mit einer Temperatur von einigen 1000°C.

Warum können solche Lampen (nicht?) für eine Flußkalibration über einen großen Wellenlängenbereich hinweg verwendet werden?

### 4.3.1 Wellenlängeneichung mit IDL

Die folgenden Auswerteschritte führen Sie an einem UNIX-Rechner durch. Ihre Aufgabe ist es, anhand der Wellenlängenliste (Tabelle 5) und des in Abbildung 26 auf Seite 43 gezeigten Kalibrationsspektrums die sichtbaren Kalibrationslinien zu identifizieren und diese in Ihrem Ausdruck zu markieren. Da der Spektrograph in guter Näherung linear ist, können Sie anschließend mit Hilfe einer linearen Regression den Spektrographen eichen.

Die Auswertung der Aufnahmen erfolgt mit der Interpretersprache IDL (Interactive Data Language) der Firma Research Systems, Boulder, CO, die seit September 2000 zu Kodak gehört. IDL kann sowohl in einem interaktiven Modus betrieben werden, als auch komplette Programme ausführen. Der große Vorteil von IDL liegt in der einfachen Behandlung von Datenfeldern (Arrays), wodurch es besonders für die Bildverarbeitung prädestiniert ist.

Starten Sie zunächst IDL durch den Befehl `idl`. Das Programm meldet sich mit dem Prompt

```
IDL>
```

Laden Sie das CCD-Bild des Sonnenspektrums in ein Array namens `image` und zeigen Sie es in einem Fenster an:

```
IDL> image=readfits('filename.fits')
IDL> ccd_tv,image
```

Starten Sie nun die Routine `show_xy`, mit der Sie sich die  $x/y$ -Koordinate der aktuellen Cursorposition im Bildfenster anzeigen lassen können. Notieren Sie sich jeweils eine  $y$ -Position für ein Eichspektrum (entweder das obere oder das untere) und das Sonnenspektrum. Sie verlassen die Routine `show_xy` durch einen Klick mit der rechten Maustaste in das Bildfenster. Speichern Sie diese Werte in Variablen (hier ein Beispiel mit den Variablen `yeich` und `yspek`):

```
IDL> show_xy
IDL> yeich=396
IDL> yspek=230
```

Kopieren Sie jeweils eine Zeile aus dem Bild, um den Intensitätsverlauf im Eichspektrum und im Sonnenspektrum in einem Array zu speichern. *Erläuterung:* Sie greifen auf das zweidimensionale Array `image` zu mit dem  $x$ -Index `*` = *alle Elemente* und dem zuvor gespeicherten  $y$ -Index. Die Arrays `eicharr` und `spekarr` enthalten nun den jeweiligen Intensitätsverlauf:

```
IDL> eicharr=image[* ,yeich]
IDL> spekarr=image[* ,yspek]
```

Plotten Sie den Inhalt der Arrays in einem Bildschirmfenster. *Hinweis:* Mit `/ylog` wählen Sie eine logarithmische Darstellung, mit `ystyle=1` weisen Sie IDL an, die  $y$ -Grenzen der Grafik auf die tatsächlichen Minimum- und Maximum-Werte zu setzen.

```
IDL> plot,eicharr,/ylog,ystyle=1
IDL> plot,spekarr,ystyle=1
```

Erzeugen Sie nun einen Ausdruck von diesen Plots. Auf den Ausdrucken sollten die Achsen beschriftet sein und der Plot einen Titel haben. Der Ausdruck wird auf Postscript-Druckern erfolgen. Dazu ist der Plot in eine Datei (hier `eichplot.ps`) zu schreiben, welche anschließend auf dem Drucker ausgegeben wird (lange Zeilen geben Sie über den Rand hinaus ein, es erfolgt automatisch ein Umbruch in die nächste Zeile):

```
IDL> open_print,'eichplot.ps',/postscript
IDL> plot,eicharr,/ylog,ystyle=1,title="Eichspektrum",
           ytitle="Intensitaet",xtitle="Pixelnummer"
IDL> close_print,/ghost
```

Nach dem letzten Befehl erscheint das Programm Ghostview, welches den Inhalt der Datei `eichplot.ps` auf dem Bildschirm darstellt. Über den Menüpunkt "File/Print..." kann die Datei auf dem angegebenen Drucker ausgedruckt werden, eventuell ist der Druckername zuvor zu ändern.

Plotten Sie nun das Eichspektrum noch einmal auf dem Bildschirm (mit den Pfeiltasten lassen sich vorherige Befehle nochmal aufrufen), und rufen Sie die Routine `show_xy` auf, um die  $x$ -Positionen der Spektrallinien der Eichlampen zu bestimmen. Notieren Sie diese auf Ihrem Ausdruck.

```
IDL> plot,eicharr,/ylog,ystyle=1,title="Eichspektrum",
           ytitle="Intensitaet",xtitle="Pixelnummer"
IDL> show_xy
```

Anschließend versuchen Sie, diese Linien durch Vergleich mit dem Eichspektrum (Abbildung 26 auf Seite 43) zu identifizieren. Beachten Sie, daß die Linienintensitäten nicht unbedingt im gleichen Verhältnis zu stehen brauchen wie in der Vorlage, wichtig ist das Verhältnis der Linienabstände!

Notieren Sie sich zu jeder identifizierten Linie die Wellenlänge. Tragen Sie Ihre gemessenen Pixelnummern und die Wellenlängen der identifizierten Linien in jeweils ein Array ein. *Beispiel:* Pixelwerte in `pixarr` und Wellenlängenwerte in `wvlarr`:

```
IDL> pixarr=[7,26,76,122,186,231,249,345,371,432,506,542]
IDL> wvlarr=[6143,6164,6217,6266,6334,6383,6402,6506,6532,6599,
           6678,6717]
```

Plotten Sie Pixel gegen Wellenlänge. Wenn Ihre Identifizierung richtig war, sollte sich nahezu eine Gerade ergeben. Benutzen Sie die Routine `oplot`, um zusätzlich die einzelnen Meßpunkte zu markieren (Parameter `psym=2`):

```
IDL> plot,pixarr,wvlarr,ystyle=1
IDL> oplot,pixarr,wvlarr,psym=2
```

Sollte sich keine Gerade ergeben, so überprüfen Sie zunächst, ob Sie in beiden Arrays gleich viele Werte eingetragen haben. Sie können die Einträge korrigieren, indem Sie den betreffenden Befehl mit den Pfeiltasten wieder aufrufen, und dann editieren. Wenn kein Tippfehler vorliegt, ist vermutlich die Identifizierung falsch. Versuchen Sie, eine bessere Identifizierung zu finden und korrigieren Sie Ihre Werte, bis sich eine Gerade ergibt.

Drucken Sie Ihre Eichkurve zur Dokumentation wieder aus:

```
IDL> open_print,"eichgerade.ps",/postscript
IDL> plot,pixarr,wvlarr,ystyle=1,title="Eichgerade",
           ytitle="Wellenlaenge [A]",xtitle="Pixelnummer"
IDL> oplot,pixarr,wvlarr,psym=2
IDL> close_print,/ghost
```

Zur Bestimmung der Geradengleichung führen Sie eine lineare Regression durch. Dies erledigt die IDL-Funktion `poly_fit`. Sie führt eine Polynom-Anpassung an die Wertepaare durch, der Grad des Polynoms ist als Parameter zu übergeben. Für eine Gerade ist der Grad 1. Rückgabewert der Funktion ist ein Array (hier `a`) mit den Polynom-Parametern:

```
IDL> a=poly_fit(pixarr,wvlarr,1)
```

Lassen Sie sich die Parameter anzeigen:

```
IDL> print,a
```

Die erste angezeigte Zahl ist der y-Achsen-Abschnitt der Eichgeraden, also die Wellenlänge für Pixel 0. Die zweite Zahl ist die Steigung der Geraden, also der Eichfaktor in  $\text{\AA}/\text{Pixel}$ .

Nun ist das Sonnenspektrum mit einer Wellenlängeneichung zu versehen. Dazu müssen Sie zunächst die Größe des Arrays mit dem Sonnenspektrum wissen:

```
IDL> help,spekarr
SPEKARR          FLOAT          = Array[765]
```

Die zweite Zeile ist die Ausgabe des `help`-Befehls. In diesem Fall handelt es sich also um ein Array mit 765 Werten.

Erzeugen Sie nun ein Array mit den Pixelwerten von 0 bis 764 (`findgen(765)`) und wenden Sie darauf die Geradengleichung mit den gefundenen Eichparametern an:

```
IDL> lambda=a[0]+a[1]*findgen(765)
```

Das Ergebnis ist ein Array mit den Wellenlängenwerten (hier  $\lambda$ ) zu jedem Pixelwert des Sonnenspektrums.

Plotten Sie Ihr Sonnenspektrum mit Wellenlängenskala zunächst auf dem Bildschirm und drucken Sie es anschließend aus. Drucken Sie auch das Eichlampenspektrum mit Wellenlängeneichung aus:

```
IDL> plot,lambda,pekarr,ystyle=1
IDL> open_print,"sonnenspektrum.ps",/postscript
IDL> plot,lambda,pekarr,ystyle=1,title="Sonnenspektrum",
        ytitle="Intensitaet",xtitle="Wellenlaenge [A]"
IDL> close_print,/ghost
IDL> open_print,"eichspektrum.ps",/postscript
IDL> plot,lambda,eicharr,ystyle=1,/ylog,title="Eichspektrum",
        ytitle="Intensitaet",xtitle="Wellenlaenge [A]"
IDL> close_print,/ghost
```

Rufen Sie wieder die Routine `show_xy` auf und bestimmen Sie die Wellenlängen der Absorptionslinien:

```
IDL> show_xy
```

Identifizieren Sie die wichtigsten Linien anhand Tabelle 6 und des in Abbildung 27 auf Seite 45 gezeigten Sonnenspektrums. Fangen Sie mit der stärksten Linie an und vergleichen Sie die gemessene Wellenlänge mit der tabellierten Wellenlänge. Falls dort eine Differenz von mehr als  $1 \text{ \AA}$  auftritt, kann es sein, daß die CCD-Kamera nicht völlig parallel zum Spektrum ausgerichtet war. Sie werden dann im CCD-Bild eine Differenz der Pixelpositionen für einzelne Spektrallinien im oberen und unteren Eichspektrum feststellen. Etwa die Hälfte dieser Differenz ergibt sich damit als Abweichung zwischen Eichspektrum und Sonnenspektrum. Berücksichtigen Sie diesen Offset bei der Identifizierung der übrigen Linien.

*Tip:* Sie können auch mit dem Cursor alle in der Tabelle angegebenen Linienpositionen anfahren und nachsehen, ob sich dort im Sonnenspektrum eine Absorption befindet.

**Aufgabe 10:** Stellen Sie anhand Ihrer Ausdrücke dar, wie die Aufnahmen reduziert und wellenlängenkalibriert wurden.

**Aufgabe 11:** Was ist physikalisch der qualitative Unterschied des Spektrums der Vergleichslampen und dem der Sonne? Warum sehen Sie also im Spektrum der Sonne Absorptionslinien, in dem der Vergleichslampen Emissionslinien? Was für Informationen können aus dem aufgenommenen Sonnenspektrum gewonnen werden?

## 4.4 Astrometrie

In diesem Teil sollen Sie einfache Schritte zur Vermessung astronomischer Bilder kennenlernen. Das verwendete Programm wird bei der Durchführung ausführlich erklärt.

Die Bilder sind an der Tübinger Sternwarte mit der CCD Kamera aufgenommen worden. Sie sollen anhand zweier Bilder einfache Astrometrie durchführen. Beachten Sie, daß die Pixel nicht quadratisch sind.

Die Auswertung der Aufnahmen erfolgt wie zuvor mit IDL. Die Bilder können Sie wieder mit der IDL-Funktion `readfits` einlesen:

```
IDL> image=readfits('filename.fits')
```

#### 4.4.1 Pol- und Äquatordurchmesser des Jupiter

Die Analyse findet im Verzeichnis `~prakt/jupiter` statt, das zu analysierende Bild heißt `jupiter.fit`.

```
IDL> ccd_tv,image,hi=XX ;; Darstellen des Bildes
```

Verändern Sie den “high cut” Wert `XX` bis die Wolkenstruktur auf dem Jupiter sichtbar wird, was der “high cut” bedeutet schauen Sie sich am besten durch Variation von `XX` an.

```
IDL> show_xy ;; Anzeige der Koordinaten der Maus im Bild
```

Zur Auswertung benötigen Sie die technischen Daten des Refraktors der Tübinger Sternwarte:

Typ:	Zweilinsiges Linsenfernrohr (Zeiss E-Objektiv)
Öffnung (Durchmesser):	300 mm
Brennweite:	5000 mm
Öffnungsverhältnis:	1:16.7

Wird die Kamera am großen Refraktor in der Sternwarte des Astronomischen Instituts betrieben, ergeben sich folgende optische Daten:

Gesichtsfeld:	$5.8' \times 4.4'$
Pixelgröße:	$0.9'' \times 1.1''$

*Zum Vergleich:* Der Mond hat einen Winkeldurchmesser von  $\sim 30'$ .

**Aufgabe 12:** Bestimmen Sie den geometrischen Pol- und Äquatordurchmesser von Jupiter und berechnen Sie die Abplattung des Planeten. Vergleichen Sie Ihre Meßwerte mit Literaturwerten (Lexikon!). Woher könnten eventuelle Abweichungen herrühren? Die Entfernung beim Aufnahmezeitpunkt betrug 679 Mio. km

#### 4.5 Reduktion einer astronomischen Aufnahme

In diesem Teil werden Ihnen die einzelnen Schritte zur vollständigen Bildverarbeitung einer CCD Aufnahme vorgestellt. Das verwendete Programm wird bei der Durchführung ausführlich erklärt.

Eine CCD Aufnahme enthält mehrere “Bildfehler”, die man vor einer quantitativen Auswertung korrigieren muß. Aus technischen Gründen ist in allen Aufnahmen ein Offset enthalten, der sog. Bias. Dieser soll verhindern, daß kleine Zählraten durch das Ausleserauschen negativ werden. Der Bias wird durch eine Aufnahme bei geschlossenem Shutter mit einer möglichst kleinen Belichtungszeit bestimmt (viele CCD Kameras erlauben  $t = 0$  nicht). Der Bias muß von allen Aufnahmen subtrahiert werden. Die einzelnen Bildpunkte des CCDs sind nicht gleich empfindlich. Diese Empfindlichkeitsvariation muß ebenfalls korrigiert werden. Dazu nimmt man eine gleichmäßig beleuchtete Fläche auf, ein sogenanntes Flatfield. Die unterschiedlichen Pixelwerte sind also auf die unterschiedliche Empfindlichkeit der Pixel zurückzuführen. Die eigentliche Aufnahme muß durch das Flatfield dividiert werden. Um den Belichtungslevel der Aufnahme nicht zu verändern, wird das Flatfield vorher normiert. Das CCD registriert nicht nur das einfallende Licht, sondern auch die umgebende Wärme. Selbst bei Dunkelheit sammeln sich also Ladungen auf dem CCD an, der Dunkelstrom. Bei geringer Lichtintensität, wie bei fast allen astronomischen Objekten, muß man CCDs daher kühlen (beim Einsatz in Videokameras nicht erforderlich). Bei der vorliegende Aufnahme ist das CCD mit flüssigem Stickstoff gekühlt worden, ein Dunkelstrom ist daher vernachlässigbar. All diese Korrekturen können interaktiv mit

einem Bildverarbeitungsprogramm (IDL) durchgeführt werden. Die einzelnen Befehle sind hierzu aufgelistet und kurz beschrieben. Einzelheiten werden bei der Durchführung erklärt.

Die Aufnahmen sind in Chile an der Europäischen Südsternwarte gemacht worden. Der Chip überdeckt einen Bereich, der größer als der unvignettierte Bereich des Teleskops ist. Teile des CCD werden also nur von einem Teil der Teleskopöffnung belichtet und haben demzufolge eine geringere Intensität. Neben der Empfindlichkeitsvariation des CCDs muß hier also auch die Vignettierung des Bildfeldes ausgeglichen werden. Beides kann in einem Schritt korrigiert werden. Arbeit im Verzeichnis `~prakt/eso`, einlesen der Aufnahmen in IDL Variablen:

```
IDL> image=readfits('Image.fits') ;;Image
IDL> flat=readfits('Flat.fits')   ;;Flat
IDL> bias=readfits('Zero.fits')   ;;Bias
```

Das Originalbild kann mit dem Befehl `ccd_tv, i` dargestellt werden und mit `ccd_screen` und `lpr screen.ps` auf dem Drucker ausgegeben werden. Nach der Reduktion kann man sich mit den gleichen Befehlen das verarbeitete Bild ausgeben lassen.

Wir werden nun erst einmal eine Flatfeldkorrektur ohne vorherige Biaskorrektur durchführen, um dann zu sehen, daß es so nicht geht.

```
IDL> plot,image[* ,1000]           ;; Schnitt durch das Originalbild
IDL> flat=flat/median(flat)        ;; Erstellen eines normierten Flats
IDL> image=image/flat              ;; Flatfeldkorrektur
IDL> oplot,image[* ,1000]         ;; Darstellen des korrigierten Bildes
```

Das korrigierte Bild ist so nicht besser geworden. Wir lesen also die Daten nochmals wie oben ein und korrigieren nun den Bias.

```
IDL> image=readfits('Image.fits') ;; Image neu einlesen
IDL> flat=readfits('Flat.fits')   ;; Flat neu einlesen
IDL> image=image-bias              ;; Biaskorrektur des Images
IDL> flat=flat-bias                ;; Biaskorrektur des Flatfields
IDL> flat=flat/median(flat)        ;; Erstellen eines normierten Flats
IDL> image=image/flat              ;; Flatfeldkorrektur
IDL> oplot,image[* ,1000]         ;; Darstellen des korrigierten Bildes
```

Der Hintergrund im Bild sollte nun fast vollständig glatt sein.

Aufgabe 13: Erklären Sie, warum eine Normierung des Flats zu geschehen hat.

## 5 Nachbearbeitung

**Einleitung:** Skizzieren Sie die Strahlengänge der im Versuch gezeigten Teleskope. Begründen Sie, warum in der Astronomie so gut wie ausschließlich Reflektoren verwendet werden.

**Reduktion einer astronomischen Aufnahme:** Fassen Sie anhand der ausgedruckten Bilder die oben dargestellten Arbeitsschritte kurz zusammen.

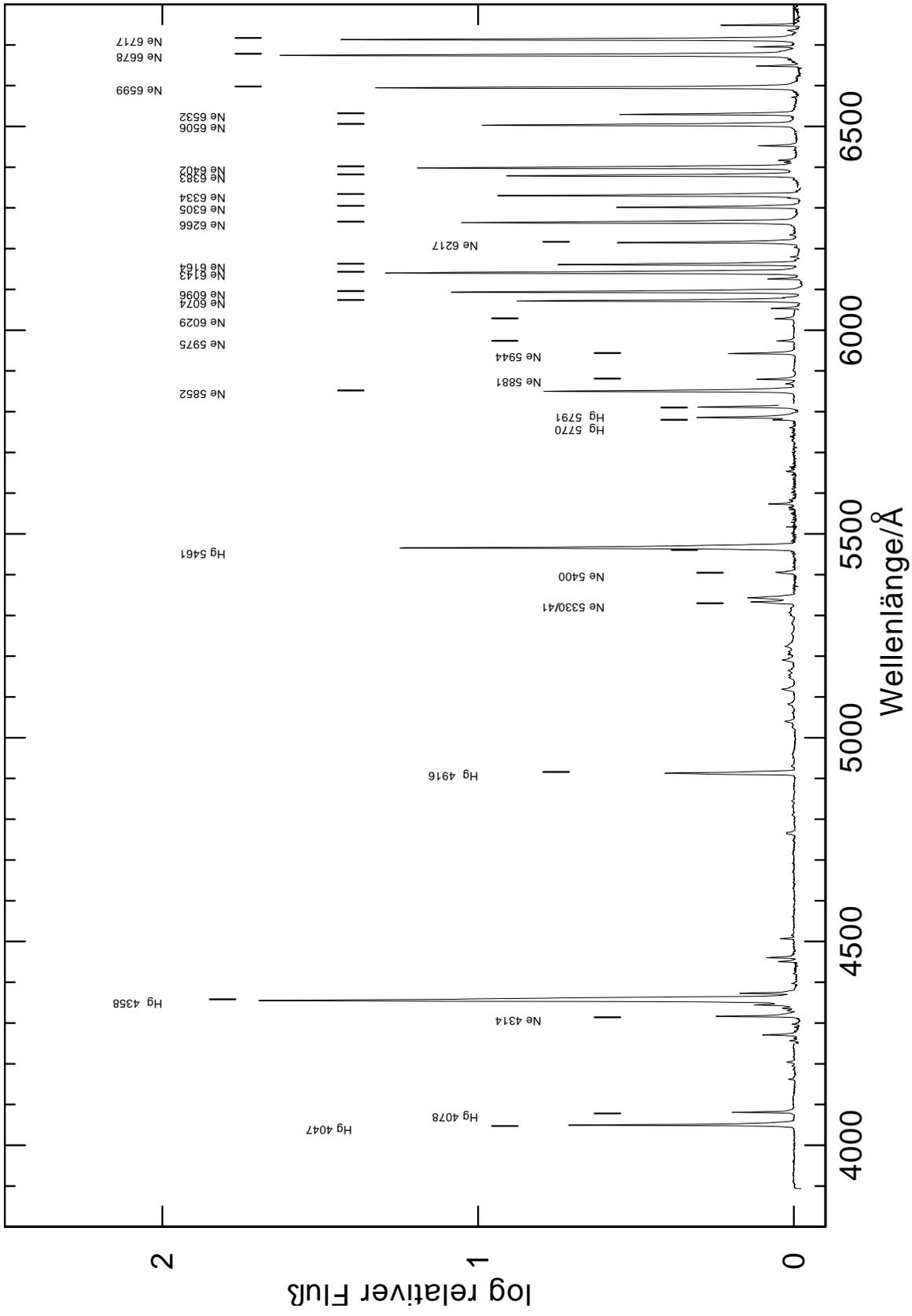
## 6 Literatur

- Born M., Wolf E., 1980, Principles of Optics, Pergamon, Oxford, New York, 6th edition 5
- Bronstein I.N., Semendjajew K.A., 1987, Taschenbuch der Mathematik, Harri Deutsch 10
- Karttunen H., Kröger P., Oja H., et al., 1990, Astronomie, Springer, Berlin, Heidelberg 11
- Kitchin C.R., 1984, Astrophysical Techniques, Adam Hilger, Bristol, Philadelphia, 1st edition 5
- McLean I.S., 1997, Electronic Imaging in Astronomy, Wiley-Praxis, Chichester, New York 15, 15, 16, 17
- Newton I., 1730, Opticks, Vol. 4th, William Innys, London reprint: Dover Publications, 1952 7
- Optomechanics Research 1997, Model 10 C Cassegrain Spectrograph, Tucson 28
- Schmidt W., 1995, Optische Spektroskopie, VCH, Weinheim 20, 21, 23
- Staudt G., 1993, Experimentalphysik II, Attempto, Tübingen 2. Auflage 20, 21
- Weigert A., Zimmermann H., 1976, Brockhaus ABC der Astronomie, VEB F.A. Brockhaus, 7. edition 11

## A Wellenlängenkalibration

Tabelle 5: Laborwellenlängen der Hg- und Ne-Kalibrationslampen nach Kurucz (<http://cfa-www.harvard.edu/amdata/ampdata/kurucz23/sekur.html>).

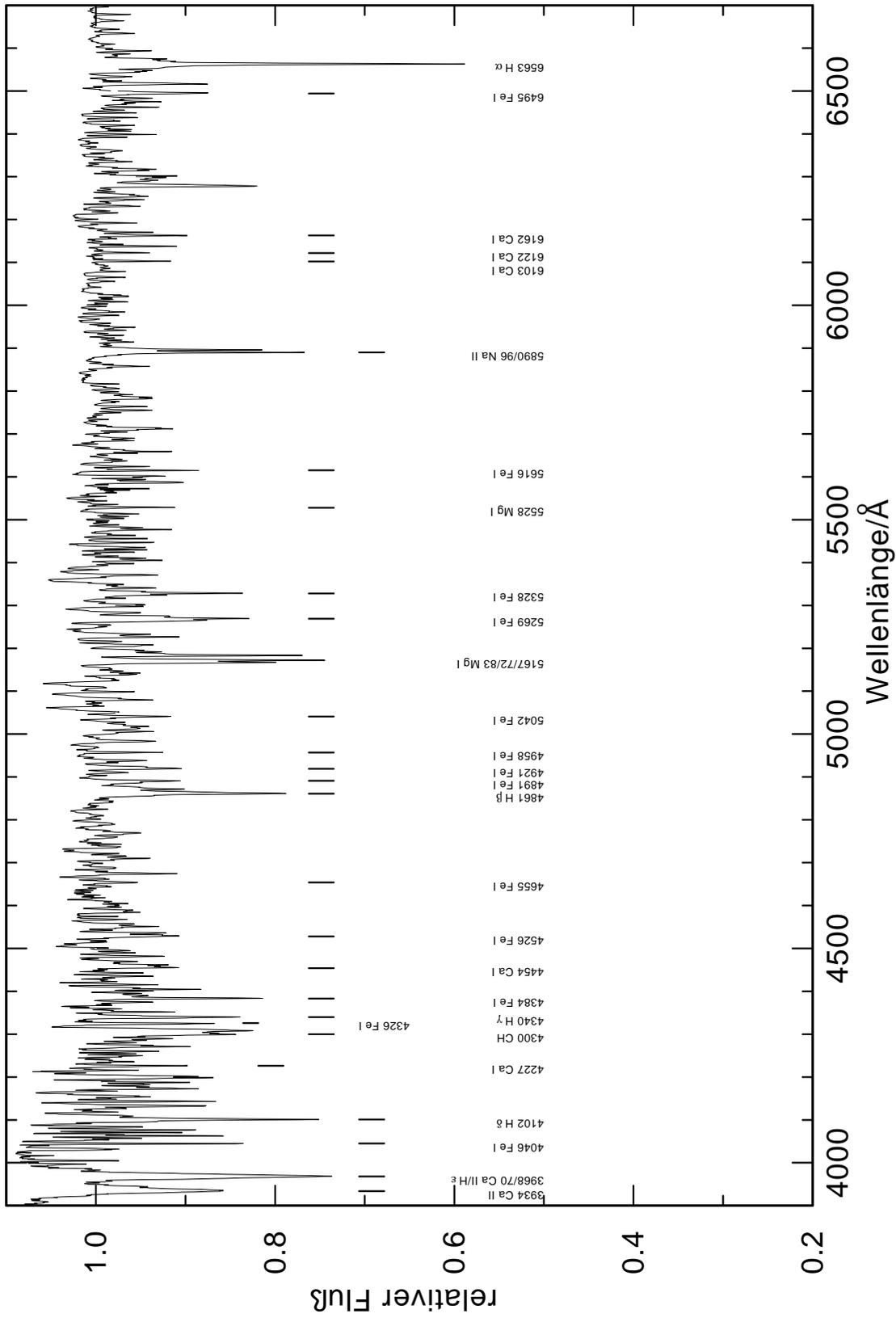
Ion	$\lambda$ [Å]	Ion	$\lambda$ [Å]	Ion	$\lambda$ [Å]
Hg I	4046.559	Ne I	5852.488	Ne I	6334.428
Hg I	4077.827	Ne I	5881.895	Ne I	6382.991
Ne I	4314.252	Ne I	5944.834	Ne I	6402.246
Hg I	4358.323	Ne I	5975.534	Ne I	6506.528
Hg I	4916.062	Ne I	6029.997	Ne I	6532.882
Ne I	5116.503	Ne I	6074.337	Ne I	6598.953
Ne I	5330.777	Ne I	6096.163	Ne I	6678.331
Ne I	5341.094	Ne I	6143.063	Ne I	6717.043
Ne I	5400.562	Ne I	6163.594	Ne I	6929.467
Hg I	5460.731	Ne I	6217.281	Ne I	7032.413
Hg I	5769.593	Ne I	6266.495	Ne I	7059.107
Hg I	5790.660	Ne I	6304.789	Ne I	7245.166



## B Sonnenspektrum

Tabelle 6: Starke Linien im Sonnenspektrum.

Ion	$\lambda_{\text{lit}}$	Ion	$\lambda_{\text{lit}}$	Ion	$\lambda_{\text{lit}}$
Ca II	3936.663	Fe I-blend	4957	Ca I	6102.723
Ca II/H I	3968/70	Fe I	4982.524	Ca I	6122.217
Fe I	4005.241	Fe I	5006.117	Fe I	6137.694
Mn I	4030.753	Fe I	5041.755	Ca I-blend	6161-4
Fe I	4045.813	Fe I	5079.739	Ca I-blend	6169.0-5
Fe I	4063.594	Fe I	5107.446	Fe I	6301.498
H $\delta$	4101.734	Mg I	5167.322	Fe I	6302.494
Fe I	4132.058	Mg I	5172.684	Fe I	6318.018
Fe I	4198.304	Mg I	5183.604	Ca I	6334.428
Ca I	4226.728	Cr I	5269.537	Fe I	6358.693
Fe I	4235.936	Fe I	5328.038	Fe I	6393.602
Fe I	4250.787	Fe I	5371.489	Fe I	6430.844
Fe I	4260.473	Fe I	5397.127	Fe I	6439.075
Fe I	4271.759	Fe I	5405.774	Ca I	6462.567
CH	4310 $\pm$ 10	Mg I	5528.405	Ca I/Fe I	6494/5
Fe I	4325.762	Fe I	5569.618	Fe I	6494.98
H $\gamma$	4340.462	Fe I	5572.548	H $\alpha$	6562.787
Fe I	4383.56	Fe I	5586.756	Fe I	6592.913
Fe I	4404.75	Fe I	5602.945	Fe I	6633.746
Ca I	4454.779	Fe I	5615.644	Fe I	6663.437
Fe I	4461.652	Fe I	5658.816	Fe I	6677.989
Fe I-blend	4482	Fe I	5764.418	Fe I	6717.043
Fe I	4494.563	Fe I	5816.367	Fe I	6750.15
Fe I	4528.613	Ca I	5857.451	Fe I	6783.264
Fe I-blend	4655	Na I	5889.951	Fe I	6855.159
Fe I	4710.283	Na I	5895.924	O <sub>2</sub> (tell.)	6867.19
Fe I	4736.773	Fe I	6008.554	Ca I	7148.150
H $\beta$	4861.323	Fe I	6020.170	O <sub>2</sub> (tell.)	7593.70
Fe I-blend	4891	Fe I	6055.992		
Fe I	4920.502	Fe I	6065.482		



Diese Version der Praktikumsanleitung wurde 1999 und 2000 von Jörn Wilms und Jürgen Barnstedt überarbeitet. Grundlage der Überarbeitung waren die früheren Anleitungen von Stefan Dreizler, Ralf Geckeler und Martin Bässgen, Kommentare von Jochen Deetjen, sowie die Staatsexamensarbeit von Margit Haberleiter. Ihnen allen sei für diese Vorarbeiten gedankt.