

Modul “Einführung in die Astronomie”

# Astronomisches Praktikum



Dr. Karl Remeis Sternwarte, Astronomisches Institut  
Erlangen Centre for Astroparticle Physics  
Sternwartstr. 7  
96049 Bamberg  
<http://www.sternwarte.uni-erlangen.de>  
25. Juli 2017



FRIEDRICH-ALEXANDER  
UNIVERSITÄT  
ERLANGEN-NÜRNBERG

NATURWISSENSCHAFTLICHE  
FAKULTÄT



ERLANGEN CENTRE  
FOR ASTROPARTICLE  
PHYSICS



# Wichtiger Hinweis

Diese Anleitung dient sowohl zur Vorbereitung und Durchführung der Versuche (Teil I und II) des Astronomischen Praktikums als auch als Bedienungshandbuch (Teil III).

Vor Beginn des Praktikums sind die Teile I und II der Anleitung durchzuarbeiten und die Vorübungen zu lösen. Diese sind in den jeweiligen Versuchsbeschreibungen des Teils II gekennzeichnet als:

**Vorübung 1:** u.s.w.

**Lösungen der Vorübungen sind auf  
StudOn im Gruppenbereich  
bis spätestens drei Tage vor Beginn des Praktikums hochzuladen!**

Gehen Sie dazu wie folgt vor:

- Loggen Sie sich auf StudOn ein
- Wenn noch nicht geschehen, treten Sie einer der Gruppen innerhalb des Blocks des astronomischen Praktikums, zu dem Sie sich angemeldet haben, bei
- *Wählen Sie Ihre Gruppe aus* und wählen Sie “neues Objekt hinzufügen”.
- In dem Dropdown-Menü wählen Sie in der Liste unter Inhalt den Punkt **Datei** aus
- Folgen Sie den Anweisungen, um Ihre Vorübung hochzuladen. Dabei sollten Sie für die Vorübungen jeden Versuchs eine *einzelne* Datei hochladen. Vergessen Sie nicht, in der Datei Ihre Gruppennummer und Namen anzugeben.

# Inhaltsverzeichnis

<b>I</b>	<b>Allgemeines</b>	<b>5</b>
1	Regeln und Verhaltensmaßnahmen	6
2	Fehlerrechnung	7
<b>II</b>	<b>Versuchsbeschreibungen</b>	<b>15</b>
3	Azimetmessung eines Fernsehturns	16
4	Planung und Durchführung optischer Beobachtungen	22
5	Eigenschaften optischer CCDs	27
6	Radioastronomie	36
7	Spektroskopie & Spektralklassifikation	48
<b>III</b>	<b>Beobachten und Datenauswertung</b>	<b>62</b>
8	Computerbenutzung und Linux	63
9	Teleskope und ihre Instrumentierung	65
10	Die Bamberger Small Radio Telescopes (SRTs)	73
11	Textverarbeitung in $\LaTeX$	77
12	Einführung in Gnuplot	81
13	Programmieren in S-Lang (ISIS)	85
14	Bildverarbeitung mit GIMP	92

**Teil I**

**Allgemeines**

# Kapitel 1

## Regeln und Verhaltensmaßnahmen

- Das Praktikum findet in der Dr. Remeis-Sternwarte in der Sternwartstr. 7, Bamberg, statt. Eine **Anfahrtsbeschreibung** findet sich auf <http://www.sternwarte.uni-erlangen.de/Institut/Anfahrt.html>.
- Das Praktikum dauert zwei Wochen. In dieser Zeit müssen alle Versuche bearbeitet und die Protokolle erfolgreich abgegeben worden sein. Üblicherweise ist die Kernarbeitszeit von 10:00 Uhr morgens bis 18:00 Uhr abends, bei klarem Wetter entsprechend länger (Mitternacht oder später). Normalerweise gibt es vormittags Versuchseinführungen, insbesondere an den ersten Tagen, ansonsten ist die Arbeitseinteilung frei. Dennoch: **Beobachten (auch Freitag abends!) ist Pflicht** – *Sie sollten sich also für den Praktikumszeitraum KEINE festen Abendtermine vornehmen!* Wir haben natürlich auch Versuche, die nicht auf gutes Wetter angewiesen sind, es gibt also immer ausreichend zu tun.
- Die Versuche werden in **Gruppen von vier (evtl. 3) Personen** durchgeführt, die zusammen pro Versuch ein Protokoll abgeben, das gemeinsam erstellt wird. Die Einteilung der Gruppen erfolgt über die Praktikumsseite auf studon.
- **Es besteht Anwesenheitspflicht.** Ausnahmen sind Pflichtklausuren, Krankheit u.ä. Sollten Sie z.B. bei einer Nachholklausur mitschreiben müssen, können wir Ihnen für diesen Vor- oder Nachmittag freigeben. Bitte teilen Sie uns derartige Abwesenheiten aber am ersten Praktikumstag mit, damit wir sie bei der Einteilung der Versuchstermine berücksichtigen können. *Jegliche Abwesenheit sollten Sie bitte VORHER mit den Betreuern UND den anderen Mitgliedern der jeweiligen Arbeitsgruppe absprechen.*
- Es steht pro Praktikumsgruppe ein Arbeitsplatz mit festem Rechner und Druckerzugang zur Verfügung, zusätzlich einige weitere Rechner, die gemeinsam von allen Teilnehmern genutzt werden können. Dennoch **empfehlen wir, falls vorhanden, eigene Laptops mitzubringen.** An der Sternwarte gibt es einen WLAN-Zugang zum studentischen WLAN der FAU (Netzwerk-ID FAU-STUD). *Private Notebooks dürfen auf keinen Fall an das Ethernet-Netzwerk angeschlossen werden.* Wer gegen diese Regel verstößt, wird vom Praktikum ausgeschlossen!
- Beachten Sie, dass das teleskopische Beobachten einen längeren Aufenthalt im Freien bedeutet. **Denken Sie – insbesondere im Winter – daran, ausreichend warme Kleidung mitzubringen.**
- Einfache **Übernachtungsmöglichkeiten** bestehen an der Sternwarte, sowohl im Meridiangebäude zu auch im "Bundschuhhaus". Schlafgelegenheiten (überwiegend Matratzen) sind ausreichend vorhanden. Zwei vollständig eingerichtete Küchen stehen zur Verfügung. Der Charme ist rustikal, aber generell erinnern sich Übernachtende gerne an diese Zeit zurück. Bitte Schlafsäcke usw. selbst mitbringen!
- Leider müssen wir aufgrund schlechter Erfahrungen darauf hinweisen, dass während der offiziellen Praktikumszeiten und bei Beobachtungsnächten **kein Alkohol genossen werden darf.** Bei Verstößen droht Ausschluss aus dem Praktikum, da Sie hiermit sich und andere in Gefahr bringen.

# Kapitel 2

## Fehlerrechnung

### 2.1 Messunsicherheiten

Alle Messungen sind mit Unsicherheiten behaftet. Mathematisch bedeutet dies, dass wir für einen Messwert nur ein Intervall angeben können, und sagen, dass der wahre Wert mit großer Wahrscheinlichkeit in diesem Intervall liegt. Es ist sehr wichtig, die Breite dieses Intervalls zu kennen, um die Bedeutung einer Messung einschätzen zu können. Falls z. B. in einem Experiment ein neues Teilchen „X“ entdeckt wird und seine Masse zu  $3.2 \text{ GeV}/c^2$  bestimmt wird, während in einem anderen Experiment ein Teilchen „Y“ mit Masse  $3.43 \text{ GeV}/c^2$  detektiert wurde, könnte man zunächst nicht sagen, ob in beiden Experimenten identische Teilchen entdeckt wurden oder nicht. Man betrachtet dann die angegebenen Unsicherheiten jeder Messung:

Expt.	Teilchen	Masse ( $\text{GeV}/c^2$ )	Unsicherheit ( $\text{GeV}/c^2$ )
1	X	3.20	$\pm 0.25$
2	Y	3.43	$\pm 0.17$

Diese Daten machen deutlich, dass es noch nicht möglich ist, eine Entscheidung darüber zu treffen, da die experimentelle Auflösung noch zu niedrig ist. Jedoch kann man daraus schließen, dass zumindest ein, möglicherweise sogar zwei neue Teilchentypen beobachtet wurden und weitere Experimente sinnvoll erscheinen. Experiment 2 könnte auf seine bessere Messqualität hinweisen, da die Unsicherheiten kleiner sind. Angenommen ein Jahr später könnten dank verbesserter Messtechnik und größerer Datenmenge neue Ergebnisse präsentiert werden:

Expt.	Teilchen	Masse ( $\text{GeV}/c^2$ )	Unsicherheit ( $\text{GeV}/c^2$ )
1	X	3.22	$\pm 0.03$
2	Y	3.46	$\pm 0.02$

Nun können wir ziemlich sicher sein, dass X und Y verschiedene Teilchenarten sind.

Die Aussagekraft einer Messung wird also von der Messungenauigkeit bestimmt. Oft steckt mehr Arbeit hinter der Bestimmung der Messunsicherheiten als der Messwerte. Es gibt zwei Arten von Messunsicherheiten: systematische und statistische. Statistische Unsicherheiten können oft durch wiederholte Messungen abgeschätzt werden. Mit statistischen Methoden lässt sich dann die Breite dieses Konfidenzintervalls berechnen. Im Rahmen dieses Intervalls ist der Messwert dann jedoch tatsächlich zufällig und nicht genauer zu bestimmen.

Systematische Fehler dagegen werden durch ein unbekanntes Verhalten des Versuchsaufbaus verursacht, das sich zumindest im Prinzip untersuchen und modellieren lässt. Theoretisch könnte man systematische Fehler auf Null reduzieren, praktisch ist der Aufwand ab einem gewissen Punkt nicht mehr gerechtfertigt. Hat man die statistische Unsicherheit abgeschätzt/berechnet, sollte man sowohl beim Messwert wie bei der Messunsicherheit die Zahl der signifikanten Ziffern sinnvoll begrenzen und daran denken, dass auch die Schätzung der Messunsicherheit selbst mit einer Unsicherheit behaftet ist. Normalerweise geht man bei der Fehlerabschätzung in zwei Schritten vor:

1. Die Messunsicherheiten zu einzelnen Messgrößen werden unabhängig voneinander abgeschätzt, basierend auf der Kenntnis des Messprozesses oder mittels statistischer Methoden.
2. Die Unsicherheiten einzelner Messgrößen werden kombiniert, um die Unsicherheit in den abgeleiteten Größen zu bestimmen (“Fehlerfortpflanzung”).

## 2.2 Messstatistik

Es ist meist sinnvoll, die Messung oft zu wiederholen und über die einzelnen Ergebnisse zu mitteln. Das hat zwei Vorteile:

1. Mit dem Mittelwert finden wir den wahrscheinlichsten Wert innerhalb des Unsicherheitsintervalls.
2. Über die Streuung um diesen Mittelwert können wir die Breite dieses Intervalls bestimmen.

Eine gute Methode, sich das zu veranschaulichen, stellt ein Histogramm dar: Die Messwerte  $x_i$  werden in diskrete „bins“ aufgeteilt. Die Form lässt sich oft durch eine Gausskurve annähern, entspricht also der sogenannten Normalverteilung. Sei nun  $x_i$  der Wert der  $i$ -ten Messung (bei  $n$  Messungen). Wir können nun eine Streubreite  $S$  um einen beliebigen Wert  $M$  definieren durch

$$S = \sum_{i=1}^n (x_i - M)^2 \quad (2.1)$$

Der beste Wert für  $M$  ist derjenige, der die Streubreite  $S$  minimiert:

$$0 \stackrel{!}{=} \frac{\partial S}{\partial M} = 2 \sum_{i=1}^n (M - x_i) = 2 \left( n \cdot M - \sum_{i=1}^n x_i \right)$$

$$\Rightarrow M = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n x_i \equiv \bar{x} \quad (\text{Def. des Mittelwerts}) \quad (2.2)$$

$x_i - \bar{x}$  wird das Residuum der Messung genannt, und  $\bar{x}$  minimiert die Summe der quadrierten Residuen. Die sog. Varianz ergibt sich aus dem Minimalwert von  $S$  und der Anzahl der Messungen  $n$  durch:

$$V \equiv \frac{S_{\min}}{n - 1} \quad (2.3)$$

$V$  hat die Dimension  $[x^2]$ . Die Quadratwurzel von  $V$  nennt man Standardabweichung:

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum (x_i - \bar{x})^2}{n - 1}} \quad (2.4)$$

Sie hat den Vorteil, dieselbe Einheit wie die Messgröße zu besitzen. Etwa 68 % der Daten liegen innerhalb  $1\sigma$  um den Mittelwert, 95 % innerhalb  $2\sigma$ , 99,5 % innerhalb  $3\sigma$ . Die Standardabweichung ist ein Maß für die reale Streubreite aller **Werte der Messung** um den Mittelwert (FWHM der Gausskurve).

Man beachte, dass die gemessene Standardabweichung von der wahren Standardabweichung einer Gaußkurve abweicht, für die man eine unendliche Anzahl von Messungen bräuchte. Die Unsicherheit in der statistisch abgeschätzten Standardabweichung beträgt

$$\delta\sigma = \frac{\sigma}{\sqrt{2n - 2}}. \quad (2.5)$$

Der Standardfehler,

$$\delta\bar{x} = \sigma_m = \frac{\sigma}{\sqrt{n}}, \quad (2.6)$$

widerum gibt die theoretische Streubreite des Mittelwertes an. Er ist also ein Maß dafür, wie genau wir den ursprünglichen Mittelwert aus der Messverteilung bestimmen können.

Die Entscheidung welche Größe die Ungenauigkeit des Messprozesses am besten charakterisiert hängt von der Fragestellung ab. In den meisten Fällen wird bei realen (nicht idealen) Versuchsanordnungen die Standardabweichung gewählt.

## 2.3 Fehlerfortpflanzung

### 2.3.1 Kombination von Messunsicherheiten

Die Streuung von Messwerten wurde lange Zeit als *Messfehler* bezeichnet. Inzwischen hat sich jedoch eingebürgert, von Messunsicherheiten zu sprechen, da "Fehler" eher die Assoziationen eines Fehlverhaltens oder technischen Versagens weckt. Da sich dieser Begriff jedoch in älterer Literatur zum Thema Messstatistik und in stehenden Begriffen wie der *Gaußschen Fehlerfortpflanzung* hält, weisen wir hier explizit darauf hin, dass *Unsicherheit* die aktuellere und anschaulichere Bezeichnung ist.

Häufig entsprechen die Messwerte nicht direkt den gesuchten Größen, sondern ergeben sich aus einem funktionalen Zusammenhang. Beispielsweise will man die Größe

$$S = S(x, y) = x + y \quad (2.7)$$

mit der dazugehörigen Unsicherheit  $\delta S$  aus den Messwerten  $x$  und  $y$  bestimmen und die Unsicherheiten  $\delta x$  und  $\delta y$  sind bekannt. Der Wert für  $S$  selbst ergibt sich einfach aus dem funktionalen Zusammenhang (Gl. 2.7) durch einsetzen der entsprechenden Messwerte  $x$  und  $y$ .

Man mag denken die Unsicherheiten addieren sich ebenfalls, doch es ist unwahrscheinlich gleichzeitig die maximalen Abweichung für  $x$  und  $y$  zu messen, so dass diese Rechnung  $\delta S$  überschätzt. Es gibt eine 50-prozentige Chance, dass die gemessenen Abweichungen unterschiedliche Vorzeichen haben und sich teilweise aufheben. Falls  $x$  und  $y$  einer Normalverteilung entstammen, ist folgendes eine gute Abschätzung:

$$\delta S = \sqrt{(\delta x)^2 + (\delta y)^2} \quad (2.8)$$

Es kann sogar gezeigt werden, dass dies mit zunehmender Zahl von Variablen sogar für nicht normalverteilte Messunsicherheiten eine gute Näherung bietet.

### 2.3.2 Funktionen einer einzelnen Variable

Angenommen man misst  $x$ , will aber den Wert  $S = S(x)$  bestimmen, wobei  $S(x)$  eine beliebige differenzierbare Funktion sei. Die Unsicherheit nach Anwendung der Funktion  $S$  berechnet sich dann in guter Näherung mittels

$$\delta S = \left| \frac{dS}{dx} \right|_{\bar{x}} \delta x \quad (2.9)$$

### 2.3.3 Funktionen mehrerer Variablen

Für eine Funktion  $S$ , die von mehreren Variablen ( $w, x, y, \dots$ ) mit individuellen Unsicherheiten ( $\delta w, \delta x, \delta y, \dots$ ) abhängt, liefert das *Gaußsche Fehlerfortpflanzungsgesetz* die kombinierte Unsicherheit  $\delta S$ :

$$\delta S = \sqrt{\left(\frac{\partial S}{\partial w}\right)^2 (\delta w)^2 + \left(\frac{\partial S}{\partial x}\right)^2 (\delta x)^2 + \left(\frac{\partial S}{\partial y}\right)^2 (\delta y)^2 + \dots} \quad (2.10)$$

#### Beispiele

##### i) Summen und Differenzen

Für  $S = x \pm y$  folgt aus Gleichung (2.10):

$$\delta S = \sqrt{(\delta x)^2 + (\delta y)^2} \quad (2.11)$$

Die (absoluten) Unsicherheiten addieren sich quadratisch.

ii) *Produkte und Quotienten*

Für  $S = x \cdot y$  oder auch  $S = x/y$  ergibt sich:

$$\frac{\delta S}{S} = \sqrt{\left(\frac{\delta x}{x}\right)^2 + \left(\frac{\delta y}{y}\right)^2} \quad (2.12)$$

Die relativen Unsicherheiten addieren sich quadratisch.

Für die allgemeinere Funktion  $S = x^m \cdot y^n$  gilt  $\frac{\delta S}{S} = \sqrt{\left(m \cdot \frac{\delta x}{x}\right)^2 + \left(n \cdot \frac{\delta y}{y}\right)^2}$ .

Die obigen Formeln gelten nur im Falle unkorrelierter Variablen. Anderenfalls werden die Formeln komplizierter.

## 2.4 Fitten von Kurvenparametern

An  $n$  gemessene Datenpunkten  $(x_i, y_i)$  mit  $i = 1, \dots, n$  soll eine theoretische Funktion  $y(x)$  möglichst gut angepasst werden. Jeder  $y_i$ -Wert ist mit einer Messunsicherheit  $\sigma_i$  behaftet, die Unsicherheiten für die  $x_i$  seien vernachlässigbar. Das Problem wird an einem einfachen Beispiel mit

$$y(x) = m_0 \cdot x + c_0 \quad (2.13)$$

erläutert. Gesucht sind die besten Werte der zu bestimmenden Parameter  $m$  und  $c$  sowie deren Unsicherheiten.

Für das theoretische Modell kann man zu jedem Wert  $x_i$

$$y_i^{\text{th}} = m \cdot x_i + c \quad (2.14)$$

berechnen. Die Güte des Fits an diesem Punkt  $i$  ergibt sich aus der Abweichung von theoretischem und gemessenem  $y_i$ -Wert nach

$$\frac{y_i^{\text{th}} - y_i}{\sigma_i}. \quad (2.15)$$

Die beste Wahl der Parameter ist diejenige, welche die Summe der Quadrate dieser Abweichungen, das sogenannte  $\chi^2$  ("chi-quadrat"), minimiert:

$$\chi^2(m, c) = \sum_{i=1}^n \left( \frac{y_i^{\text{th}} - y_i}{\sigma_i} \right)^2 = \sum_{i=1}^n \left( \frac{m \cdot x_i + c - y_i}{\sigma_i} \right)^2 \quad (2.16)$$

Die gesuchten besten Werte für  $m$  und  $c$  erhält man daher aus den Bedingungen

$$\frac{\partial(\chi^2)}{\partial m} = 2 \sum_{i=1}^n \left( \frac{m \cdot x_i + c - y_i}{\sigma_i} \right) \cdot \frac{x_i}{\sigma_i} \stackrel{!}{=} 0 \quad (2.17)$$

und

$$\frac{\partial(\chi^2)}{\partial c} = 2 \sum_{i=1}^n \left( \frac{m \cdot x_i + c - y_i}{\sigma_i} \right) \cdot \frac{1}{\sigma_i} \stackrel{!}{=} 0 \quad (2.18)$$

Aus den linearen Gleichungen (2.17) und (2.18) lassen sich  $m$  und  $c$  nun einfach bestimmen. Mit

$$\begin{aligned} S &= \sum_{i=1}^n \frac{1}{\sigma_i^2}, & S_x &= \sum_{i=1}^n \frac{x_i}{\sigma_i^2}, & S_y &= \sum_{i=1}^n \frac{y_i}{\sigma_i^2} \\ S_{xx} &= \sum_{i=1}^n \frac{x_i^2}{\sigma_i^2}, & S_{xy} &= \sum_{i=1}^n \frac{x_i y_i}{\sigma_i^2}, & \Delta &= S \cdot S_{xx} - (S_x)^2 \end{aligned} \quad (2.19)$$

lauten die Lösungen:

$$c = \frac{S_{xx}S_y - S_xS_{xy}}{\Delta}, \quad m = \frac{SS_{xy} - S_xS_y}{\Delta} \quad (2.20)$$

mit den Unsicherheiten

$$\sigma_c = \sqrt{\frac{S_{xx}}{\Delta}}, \quad \sigma_m = \sqrt{\frac{S}{\Delta}} \quad (2.21)$$

Die Größe  $\chi^2/\text{DoF}$  – „reduziertes  $\chi^2$ “ oder „ $\chi^2$  per degree of freedom“ (Zahl der Freiheitsgrade, hier:  $n - 2$ ) – ist ein Maß für die Güte des Fits. Für  $\chi^2/\text{DoF} \approx 1$  weichen alle Datenpunkte  $y_i$  in etwa  $\sigma_i$  von der Fitgeraden ab – genau wie erwartet. Ist allerdings  $\chi^2/\text{DoF}$  deutlich kleiner als 1, dann weichen die einzelnen Datenpunkte im Schnitt schwächer von der Fitgeraden ab als aus ihren Streuungen zu erwarten wäre. In diesem Fall wurden die Unsicherheiten  $\sigma_i$  überschätzt. Entsprechend wurden für  $\chi^2/\text{DoF} \gg 1$  die Unsicherheiten  $\sigma_i$  unterschätzt oder die Fitfunktion ist zur Beschreibung der Daten schlichtweg ungeeignet.

## 2.5 Darstellung des Endergebnisses

Das Endergebnis bestimmt den Bereich, in dem der wahre Wert mit einer bestimmten Wahrscheinlichkeit liegt und wird entweder in absoluter,

$$\text{Ergebnis} = \text{Wert} \pm \text{Unsicherheit}, \quad (2.22)$$

oder relativer Form,

$$\text{Ergebnis} = \text{Wert} \cdot (1 \pm \text{Unsicherheit}/\text{Wert}), \quad (2.23)$$

angegeben. Die Angabe der absoluten Messunsicherheit ermöglicht die Überprüfung, ob der erwartete Wert – bei Praktikumsübungen ist das meist ein bekannter Tabellenwert – im statistischen Erwartungsbereich (auch *Konfidenzintervall*) liegt. Die relative Unsicherheit (meist in Prozent) ermöglicht eine Beurteilung der Genauigkeit der Messung.

Ergebniszahl und Unsicherheiten sind zu runden. Dafür gelten (nach DIN 1333) folgende Regeln: Ist bei der Unsicherheit – von links nach rechts gelesen – die erste gültige Ziffer, d.h. die erste Ziffer ungleich Null, eine

- 3 bis 9, dann ist *sie* die Rundungsstelle und wird aufgerundet,
- 1 oder 2, dann ist die *nächste* Stelle (rechts daneben) die Rundungsstelle und wird aufgerundet.

Unsicherheiten werden immer aufgerundet, damit die statistische Sicherheit erhalten bleibt. Die Ergebniszahl (gleiche Einheit vorausgesetzt) wird hingegen auf das Komma bezogen an der gleichen Stelle wie der Messunsicherheit nach den bekannten Regeln gerundet:

- abrunden, wenn nächste Stelle 0 ... 4,
- aufrunden, wenn nächste Stelle 5 ... 9.

Beispiele:

- $E = 2.998 \pm 0.031 \text{ keV} = 3.00 \pm 0.04 \text{ keV} = 3 \cdot (1.000 \pm 0.014) \text{ keV}$
- $d = 1.3325 \times 10^3 \pm 1295 \times 10^{-2} \text{ m} = 1333 \pm 13 \text{ m} = 1333 \cdot (1.000 \pm 0.010) \text{ m}$

## 2.6 Aufgaben<sup>1</sup>

Allgemeine Richtlinien zum Protokoll und zur Bearbeitung der Vorübungen/Aufgaben:

- Sowohl die Vorübungen als auch die Aufgaben sind Bestandteil des Protokolls. Neben der endgültigen Version des Protokolls (Verbesserung aller vom Betreuer beanstandeten Fehler) sind auch immer alle Vorversionen abzugeben.
- Das Protokoll kann in handschriftlicher oder maschineller Form (z.B.  $\text{\LaTeX}$ ) angefertigt werden (maschinell lassen sich Verbesserungen schneller einfügen und ersparen das Neuschreiben). In jedem Fall ist auf die Leserlichkeit zu achten!

<sup>1</sup>2016

- Das Protokoll soll die ausführlich bearbeiteten Vorübungen und Aufgaben enthalten. Ausführungen in Textform sind nicht notwendig.
- Die Aufgaben sind nachvollziehbar niederzuschreiben. Nachvollziehbar heißt alle zur Bearbeitung der Aufgabe benötigten Angaben, Formeln und Rechenschritte sind anzugeben, und Benennungen der Variablen sinnvoll zu wählen.
- In allen Vorübungen und Aufgaben sind die  $1\sigma$ -Unsicherheitsintervalle angegeben.

### Vorübung 1: Runden von Meßergebnissen

Schreiben Sie die folgenden Resultate in vernünftiger Weise neu, d.h. runden Sie die Meßergebnisse und -unsicherheiten nach den bekannten Regeln (DIN 1333).

- |  |  |
|--|--|
| (i) $d = 781 \pm 70.36$ pc                                       | (vi) $E = 11.52547 \pm 0.2175$ keV                               |
| (ii) $t = 1.7743 \pm 1.72$ s                                     | (vii) $Q = 12.145 \times 10^{-15} \pm 6.00051 \times 10^{-16}$ C |
| (iii) $\pi = 3.24 \times 10^{-2} \pm 2.66 \times 10^{-3}$ arcsec | (viii) $B = (2.01 \pm 0.98) \times 10^{15}$ G (in T)             |
| (iv) $\lambda = 0.000482124 \pm 0.00000077$ mm (in Å)            | (ix) $F = 714.384 \pm 24.98$ Jy                                  |
| (v) $p = 3.745 \times 10^3 \pm 86$ g cm s <sup>-1</sup>          | (x) $\sigma = 241 \pm 31$ mb                                     |

Bei den folgenden Aufgaben und allen anderen Praktikumsversuchen sind die Ergebnisse regelgemäß zu runden (nach DIN 1333)! Im Folgenden sind immer "ungerundete" (mindestens eine Stelle mehr als das Gerundete) und gerundete Ergebnisse anzugeben.

### Vorübung 2: Schwerebeschleunigung von Sternen

Anhand verschiedener Indikatoren wurden für die Schwerebeschleunigung  $\log g$  an der Oberfläche des Überriesen Deneb ( $\alpha$  Cygni) folgende Werte bestimmt: 1.13 dex, 1.10 dex, 1.06 dex, 1.10 dex, 1.05 dex und 1.20 dex.

Dabei kennzeichnet die Einheit "dex" zehner-logarithmische Größen, wobei  $g$  in cgs-Einheiten angegeben wird, d.h. in diesem Fall cm s<sup>-2</sup>.

a) Berechnen Sie folgende Größen auf der *logarithmischen* Skala. Stellen Sie die Ergebnisse in **sinnvollen** Wert±Unsicherheit Kombinationen (Tipp: es gibt 3) dar (**Erläuterung/Interpretation**).

- Mittelwert  $\log g$
- Standardabweichung  $\sigma_{\log g}$
- Standardfehler  $\delta \log g$
- Unsicherheit der Standardabweichung  $\delta \sigma_{\log g}$

b) Verwenden Sie die **Gaußschen Fehlerfortpflanzung** des funktionalen Zusammenhangs von  $g(\log g)$  dazu, um die in a) bestimmten Größen auf die *nicht-logarithmischen* Skala in cgs-Einheiten umzurechnen (es werden nur in a) berechnete Werte benötigt!).

Vergleichen Sie anschließend die Schwerebeschleunigung auf Deneb mit der auf der Erdoberfläche.

c) Die Schwerebeschleunigung auf Sternen ist in der Regel schwer zu bestimmen. Oft gelingt dies nicht genauer als  $\delta \log g = 0.21$  dex. Wie groß ist im allgemeinen Fall die zugehörige *relative* Unsicherheit  $\delta \bar{g} / \bar{g}$  auf der *nicht-logarithmischen* Skala (Fehlerfortpflanzung)? **Interpretieren** Sie diesen Wert hinsichtlich der Güte der Messung.

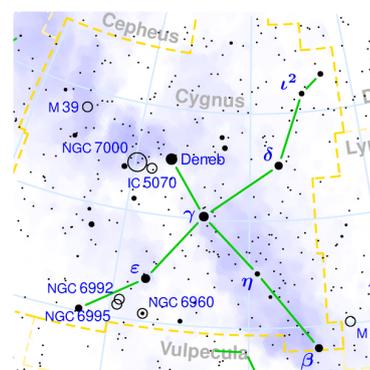


Abbildung 2.1: Position von Deneb im Sternbild Schwan (Quelle: Wikipedia)

### Aufgabe 1: Entfernungsbestimmung von Sternen

Die Entfernung  $d$  (in pc) von relativ nahen Sternen kann über die Parallaxe  $\pi$  (in arcsec) des Sterns aufgrund der Bahnbewegung der Erde mit Hilfe der einfachen Beziehung  $d = 1/\pi$  bestimmt werden.

- Der Hipparcos-Satellit hat für den Stern  $\epsilon$  Eri die Parallaxe  $313.7 \pm 0.3$  msec gemessen. Hier ist 1 msec eine Millibogensekunde. Bestimmen Sie die Entfernung mit Unsicherheit (Fehlerfortpflanzung).
- Die Nachweisgrenze des Hipparcos-Satelliten liegt bei 0.5 mas. Aufgrund dieser beschränkten Meßgenauigkeit versagt diese Methode zur Entfernungsbestimmung bei fernen Objekten, bei denen die Meßunsicherheit dieselbe Größenordnung wie die Parallaxe selbst besitzt. Deneb besitzt eine Parallaxe von 1.0 mas mit einer relativen Unsicherheit von 57%. Bestimmen Sie dessen Entfernung mit absoluter Unsicherheit (Fehlerfortpflanzung).

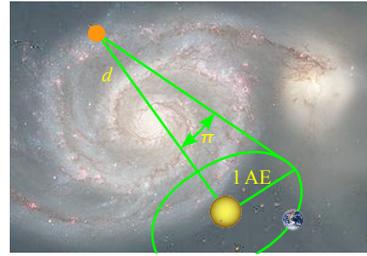


Abbildung 2.2: Entfernungsbestimmung mittels Parallaxe (Quelle Hintergrundbild: NASA)

- Eine alternative Methode zur Entfernungsbestimmung basiert auf der spektroskopischen Bestimmung der absoluten visuellen Helligkeit bzw. Leuchtkraft. Die scheinbare Helligkeit von Deneb beträgt  $m_V = 1.25$  mag. Die absolute Helligkeit bzw. Leuchtkraft wurde zu  $M_V = -8.3 \pm 0.1$  mag bzw.  $L = (1.3 \pm 0.4) \times 10^5 L_\odot$  bestimmt. Die interstellare Extinktion beträgt  $A_V = 0.113$  mag. Die Effektivtemperatur der Sonne beträgt  $T_{\text{eff},\odot} = 5778$  K.
  - Bestimmen Sie aus der Beziehung  $(m - M)_V - A_V = 5 \log_{10} d - 5$  die Entfernung von Deneb mit Unsicherheit.
  - Die Effektivtemperatur von Deneb wurde mittels quantitativer Spektralanalyse zu  $T_{\text{eff}} = 8590 \pm 87$  K bestimmt. Drücken Sie mit Hilfe des Stefan-Boltzmann-Gesetzes  $L = \sigma \times 4\pi R^2 \times T_{\text{eff}}^4$  den Radius von Deneb (in **Sonnenradien**  $R_\odot$ ) als Funktion von Leuchtkraft und Effektivtemperatur (in **Einheiten**  $L_\odot$  und  $T_{\text{eff},\odot}$ ) aus (Hinweis: Zur Berechnung werden keine anderen Werte benötigt als die angegebenen!). Bestimmen Sie daraus den Radius von Deneb mit Unsicherheit!

**Aufgabe 2: Die Orbitalperiode des Röntgendoppelsterns 4U 0115+634**

Im Röntgendoppelstern 4U 0115+634 akkretiert ein Neutronenstern Materie seines optischen Begleiters und setzt dabei Röntgenstrahlung durch Comptonisierung frei. Die Orbitalperiode dieses Doppelsternsystems wurde im Jahre 1997 zu  $P_{\text{orb}} = 24.31705 \pm 0.00003$  d bestimmt.

- a) Unabhängig von dieser Messung wurde in einer neueren Arbeit die Orbitalperiode zu  $P_{\text{orb}} = 24.3165 \pm 0.0011$  d ermittelt. Wie groß ist die Differenz  $\Delta P_{\text{orb}}$  zwischen den beiden gemessenen Orbitalperioden. Berechnen Sie außerdem die absoluten und relativen Unsicherheiten dieser Differenz.
- b) Im Jahr 2010 ergibt eine neue Messung eine Orbitalperiode von  $P_{\text{orb}} = 24.31618 \pm 0.00003$  d. Berechnen Sie analog Aufgabe 2a) die Differenz der in 1997 gemessenen Orbitalperiode.

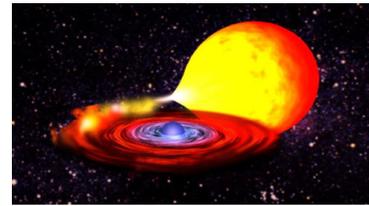


Abbildung 2.3: Künstlerische Darstellung eines akkretierenden Röntgenpulsars mit optischem Begleiter (Quelle: NASA)

**Aufgabe 3: Die Gaußsche Normalverteilung**

Die Gaußsche Normalverteilung ist durch die Wahrscheinlichkeitsdichte

$$f(x) \propto \exp\left(-\frac{(x - M)^2}{2\sigma^2}\right) \tag{2.24}$$

gegeben, wobei  $M$  den Mittelwert und  $\sigma$  die Standardabweichung bezeichnet.

- a) Berechnen Sie die **Normierungskonstante**  $\kappa$  der Gaußschen Wahrscheinlichkeitsdichte mit Hilfe der Forderung  $\int_{-\infty}^{+\infty} f(x) dx \stackrel{!}{=} 1$ . Verwenden Sie dazu  $\int_0^{+\infty} e^{-a^2 x^2} dx = \frac{\sqrt{\pi}}{2a}$  (für  $a \in \mathbb{R}^+$ ).
- b) Berechnen Sie die Wahrscheinlichkeiten  $\alpha$ , dass sich die in 2a) und 2b) bestimmten Orbitalperioden von 4U 0115+634 im Vergleich zur Messung aus 1997 **nicht** geändert haben. **Interpretieren** Sie das Ergebnis! Ist eine grobe Abschätzung der hier auszurechnenden Wahrscheinlichkeiten allein anhand der in Aufgabe 2) gegebenen/berechneten Werte möglich?

Tipps zur Vorgehensweise:

- 1) Setzen Sie Glg. (2.24) in Bezug zur Aufgabe, d.h. identifizieren Sie diejenigen Größen, die  $x$ ,  $M$  und  $\sigma$  zuzuordnen sind.
- 2) Die Integrationsgrenzen (symmetrisch zu  $M$ ) sind bestimmt durch den zu testenden Wert ( $M - \Delta$ ).

*Hinweis:* Die Wahrscheinlichkeit  $\alpha$ , daß der wahre Wert um mehr als  $\Delta$  vom gemessenen Wert  $M$  abweicht, ist gegeben durch die in Abb. 5.4 rot markierte Fläche. Diese lässt sich mit Hilfe des bestimmten Integrals  $\int_{M-\Delta}^{M+\Delta} f(x) dx$ , das analytisch nicht lösbar ist, berechnen. Diese Aufgabe kann zum Beispiel mit Hilfe der Fehlerfunktion  $\text{erf}(x)$  (in ISIS verfügbar<sup>d</sup>) gelöst werden, die definiert ist als

$$\text{erf}(x) := \frac{2}{\sqrt{\pi}} \int_0^x e^{-t^2} dt. \tag{2.25}$$

<sup>d</sup>Um diese Funktion in ISIS nutzen zu können, muß vorher der Befehl `require("gsl")`; ausgeführt werden!

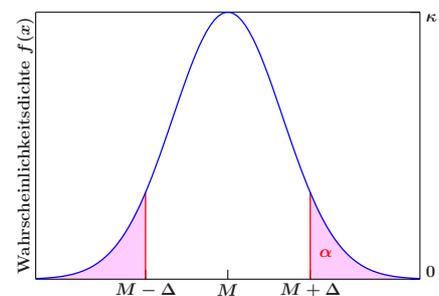


Abbildung 2.4: Gaußverteilung

**Teil II**

**Versuchsbeschreibungen**

# Kapitel 3

## Astronomische Zeitmaße und Koordinatensysteme: Azimutmessung eines Fernsehturmes

### 3.1 Einleitung

#### 3.1.1 Zeitmaße

Die Zeit ist bei fast allen astronomischen Messungen von entscheidender Bedeutung. Deshalb sollten Sie sich einen Überblick über die gebräuchlichen astronomischen Zeitmaße verschaffen. Speziell geht es um die Klärung der Begriffe:

- Wahre Sonnenzeit (WZ)
- Mittlere Sonnenzeit (MZ)
- Zeitgleichung ( $ZG = WZ - MZ$ )
- Weltzeit, Universal Time (UT)
- Zonenzeiten (z.B. MEZ)
- Julianisches Datum (JD)
- Sternzeit, Sidereal Time (ST)
- Ephemeridenzeit (ET, TT oder TDT)
- Atomzeit

#### 3.1.2 Koordinatensysteme

Für Ortsangaben und Positionsmessungen werden in der Astronomie hauptsächlich folgende Polarkoordinatensysteme benutzt:

- Horizontsystem
- Festes und bewegliches Äquatorsystem
- Ekliptikales System
- Galaktisches System

### 3.2 Vorbereitung

**Vorübung 1:** Geben Sie für die verschiedenen Zeitmaße die jeweiligen genauen Definitionen an.

**Vorübung 2:** Überlegen Sie, welche der Zeiten *streng* gleichförmig verlaufen und erklären Sie für die übrigen Zeiten die Gründe für die Ungleichförmigkeit.

**Vorübung 3:** Erklären Sie Ursache und Verlauf der Zeitgleichung während eines Jahres. Diskutieren Sie die beiden Hauptbeiträge zur Zeitgleichung und zeichnen Sie qualitativ richtig deren Verlauf sowie die Überlagerung beider Anteile.

**Vorübung 4:** Charakterisieren Sie die oben angegebenen fünf Koordinatensysteme durch Angabe von Ursprung, Grundkreis, Längen- und Breitenkoordinaten, Polen und üblichem Verwendungszweck. Übernehmen Sie dazu auch graphische Darstellungen aus Lehrbüchern in Ihr Protokoll.

**Vorübung 5:** Welche Effekte verursachen eine zeitliche Variabilität der Koordinaten eines Fixsterns im Horizontsystem, festen und beweglichen Äquatorsystem? Wie groß sind die Perioden dieser Effekte?

**Vorübung 6:** Wozu dient das *Nautische Dreieck*?

### 3.3 Durchführung

#### 3.3.1 Azimutmessung eines Fernsehturmes mit Hilfe der Sonne

Bei der Azimutmessung eines Fernsehturmes mit Hilfe einer Positionsmessung der Sonne werden der Zusammenhang zwischen mittlerer Sonnenzeit und Sternzeit sowie die Koordinatentransformation zwischen Horizont- und Äquatorsystem benötigt.

Als Azimut eines Objekts wird der Winkel zwischen der Nord-Süd-Richtung auf der Erde (Großkreis durch Zenit, Nadir und Südpunkt = Meridian des Beobachters) und der Richtung zu diesem Objekt (Großkreis durch Zenit, Nadir und Objekt) bezeichnet. Definitionsgemäß zählt man diesen Winkel von Süden über Westen, Norden und Osten und gibt ihn meistens im Stundenmaß an ( $1^h = 15^\circ$ ).

Das Azimut eines Punktes auf der Erde kann dadurch bestimmt werden, dass für einen bestimmten Zeitpunkt das Azimut der Sonne berechnet und die Längeneinstellung des Messinstruments in Sonnenrichtung als Referenz verwendet wird. In unserem Versuch wird als Messinstrument ein Theodolit benutzt.

Ist  $a_\odot$  das Azimut der Sonne und  $\Delta a$  der Winkel zwischen den Großkreisen durch die Sonne bzw. den Fernsehturm im Horizontsystem, dann ist das Azimut  $a_T$  des Turms einfach

$$a_T = a_\odot + \Delta a \quad (3.1)$$

Das Azimut der Sonne muss für den Beobachtungszeitpunkt berechnet werden. Dazu müssen die Koordinaten der Sonne im Äquatorsystem (Rektaszension  $\alpha_\odot$  bzw. Stundenwinkel  $\tau_\odot$ , Deklination  $\delta_\odot$ ) in horizontale Koordinaten umgerechnet werden. Dies geschieht mit Hilfe von Winkelbeziehungen der sphärischen Trigonometrie, die das sog. *Nautische Dreieck* (Eckpunkte: Himmelsnordpol, Zenit, Objekt) liefert. Als Breitenkoordinate im Horizontsystem wird die Höhe  $h$  über dem Horizont oder die Zenitdistanz  $z = 90^\circ - h$  verwendet. Ist  $\Phi$  die geographische Breite des Beobachtungsorts, dann gilt:

$$\sin a \cdot \sin z = \cos \delta \cdot \sin \tau \quad (3.2)$$

und

$$-\sin z \cdot \cos a = \sin \delta \cdot \cos \Phi - \cos \delta \cdot \sin \Phi \cdot \cos \tau \quad (3.3)$$

Um Eindeutigkeit zu gewährleisten, setzt man:

$$\sin \delta = n \cdot \sin M \quad \text{und} \quad \cos \delta \cdot \cos \tau = n \cdot \cos M. \quad (3.4)$$

Damit wird

$$\cot M = \cos \tau \cdot \cot \delta \quad (3.5)$$

und aus Gl. (3.3) ergibt sich:

$$-\sin z \cdot \cos a = n \cdot \sin M \cdot \cos \Phi - n \cdot \cos M \cdot \sin \Phi = n \cdot \sin (M - \Phi) \quad (3.6)$$

oder

$$\cos a = \frac{n \cdot \sin (\Phi - M)}{\sin z} = \frac{\cos \delta \cdot \cos \tau \cdot \sin (\Phi - M)}{\sin z \cdot \cos M} \quad (3.7)$$

Zusammen mit Gl. (3.2) erhält man schließlich das gesuchte Azimut  $a$  aus:

$$\tan a = \frac{\cos M \cdot \tan \tau}{\sin (\Phi - M)} \quad (3.8)$$

(unabhängig von  $z$ ), wobei

$$M = \arctan \frac{\tan \delta}{\cos \tau} \quad (3.9)$$

### Ablauf und Reduktion der Messungen

Der Theodolit wird auf einer Betonsäule mit einem Adapter befestigt und mit Hilfe der eingebauten Libellen (Wasserwaagen) horizontal justiert. Eine entsprechende Anleitung ist in der technischen Beschreibung des Instruments zu finden (siehe Anhang). Dann wird einer der beiden vom Garten der Sternwarte aus sichtbaren Fernsehtürme (in östlicher Richtung auf dem Geisberg bzw. in südöstlicher Richtung auf dem Kälberberg, beide etwa 13 km entfernt) fokussiert und am besten zwischen den beiden parallelen vertikalen Fäden des Fadenkreuzes zentriert. Für diese Position wird die Längenskala abgelesen (mehrfache unabhängige Einstellungen und Mittelwertbildung).

Anmerkung: im Praktikum werden zwei verschiedene Theodoliten verwendet; derjenige mit dem gerade herausgeführten Okular hat eine 400-Grad-Skala (Gon) mit dezimaler Unterteilung (4 Dezimalen), der andere Theodolit mit dem abgewinkelten Zenitokular hat eine 360-Grad-Skala mit Bogenminuten und Bogensekunden. Ein weiterer Unterschied zwischen beiden Geräten ist, dass das im Okular sichtbare Bild bei dem Theodoliten mit geradem Okular aufrecht und seitenrichtig ist, bei dem anderen Theodoliten mit Zenitokular jedoch aufrecht und seitenverkehrt.

Danach setzt man den Filter für die Sonnenbeobachtung auf das Objektiv (Klemmschraube nicht vergessen!) und sucht die Sonne. Man fixiert die Längeneinstellung so, dass die Sonne kurz danach mit ihrem vorangehenden Rand die beiden vertikalen Fadenkreuzfäden überquert. Zum Zeitpunkt der Überschreitung des zweiten Fadens durch den vorauslaufenden Sonnenrand startet der Beobachter die Stoppuhr. Die Zeit bis zur Berührung desselben Fadens durch den nachfolgenden Sonnenrand (gut 2 Minuten) wird dazu genutzt, die Längenskala abzulesen (vor den Sonnenmessungen trainieren!). Bei Überschreitung des zweiten Fadens durch den nachfolgenden Sonnenrand wird mit einer entsprechenden Stoppuhrtaste die Zwischenzeit genommen. Wegen der Symmetrie der Sonnenscheibe liefert die Hälfte der Zwischenzeit die Dauer von der ersten Randberührung bis zur Überquerung des zweiten vertikalen Fadens durch das Sonnenzentrum. Den zugehörigen Zeitpunkt in MEZ oder MESZ (und damit in UT) bekommt man dadurch, dass die Stoppuhr dann angehalten wird, wenn die als Zeitreferenz benutzte Funkuhr eine volle Minute erreicht. Zieht man davon die Endzeit der Stoppuhr ab und addiert die Hälfte der Zwischenzeit, bekommt man den Zeitpunkt (in mittlerer Sonnenzeit), zu dem die Mitte der Sonnenscheibe die fixierte Längensposition überschritten hat.

In die obigen Formeln geht der Stundenwinkel  $\tau_{\odot}$  der Sonne ein. Da  $\tau_{\odot}$  durch die Beziehung

$$\tau_{\odot} = \Theta_{\text{Bbg.}} - \alpha_{\odot} \quad (3.10)$$

mit der Rektaszension  $\alpha_{\odot}$  der Sonne zum Messzeitpunkt und der lokalen Sternzeit  $\Theta_{\text{lokal}}$  des Messortes verknüpft ist, muss einerseits die Messzeit in lokale Sternzeit umgewandelt werden und andererseits  $\alpha_{\odot}$  für denselben Zeitpunkt aus den Tabellen des Jahrbuchs (*Nautical Almanac* des entsprechenden Jahres) interpoliert werden (Achtung: dort sind  $\alpha$  und  $\delta$  der Sonne für 0 Uhr ET (TT) – nicht UT – jeden Tages angegeben, also  $\Delta T = \text{TT} - \text{UT}$  berücksichtigen!). Die lokale Sternzeit  $\Theta_{\text{lokal}}$  bekommt man mit Hilfe der Tabelle: *Universal and Sidereal Times* des Jahrbuchs, in der für jeden Tag des Jahres für 0 Uhr UT die Sternzeit des Meridians von Greenwich (0. Längengrad) angegeben ist; dazu muss man dann noch die östliche Länge der Remeis-Sternwarte Bamberg (+10° 53' 22'' umgerechnet in das Stundenmaß) addieren und die seit 0 Uhr UT des Tages bis zum Messzeitpunkt vergangene mittlere Sonnenzeit – umgerechnet in entsprechende Sternzeit – dazuzählen. Somit sind alle Größen für die Berechnung des Sonnenazimuts  $a_{\odot}$  bekannt, das mit obiger Formel (3.8) als  $\tan a_{\odot} = f(\tau_{\odot}, \delta_{\odot}, \Phi_{\text{Bbg.}})$  erhalten wird. Zu dem berechneten Azimut der Sonne  $a_{\odot}$  muss dann noch der Zwischenwinkel  $\Delta a$  zwischen Fernsehturm und Sonnenrichtung addiert werden, um den gesuchten Azimutwinkel  $a_T = a_{\odot} + \Delta a$  des Fernsehturms zu bekommen.

Da vor allem die Zeitmessungen für die Sonnenrandberührungen mit einem bestimmten Fehler behaftet sind, ist es wichtig, möglichst viele Sonnenpassagen zu messen und die Ergebnisse zu mitteln. Auch die Positionierung des Fernsehturmes im Zentrum des Fadenkreuzes sowie die Ablesung der Längenskala sind Quellen für Fehler, die durch mehrfache Messungen reduziert werden können.

**Die Reduktion ist unbedingt mit einem selbst entwickelten Computerprogramm durchzuführen!**

Andernfalls sind sowohl der Zeitaufwand für die Auswertung der zahlreichen Messungen als auch die Fehlerquote zu groß. Als Programmiersprachen kommen z.B. C, C++, Fortran, Maple, etc. in Frage. (Falls Sie mit keiner Programmiersprache vertraut sind, finden Sie alles nötige über die Skriptsprache S-Lang in Kapitel 13.) Das Programm sollte so einfach wie möglich gehalten werden. Deshalb ist es empfehlenswert, als Eingabewert die Passagezeit der Sonnenmitte in UT (nicht die Randberührungszeiten) zu verwenden. Ferner sollten die direkt aus dem Jahrbuch zu entnehmenden Daten für  $\alpha$ ,  $\delta$  der Sonne, Sternzeit von Greenwich für 0 Uhr UT und  $\Delta T = TT - UT$  verwendet werden und keine eigenen Berechnungen, Inter- oder Extrapolationen für diese Werte. Als Output sollte das Sonnenazimut  $a_{\odot}$ , nicht das Turmazimut gewählt werden. Die Fehlersuche in dem zu entwickelnden Programm wird erheblich erleichtert, wenn die für die Messzeitpunkte interpolierten Sonnenkoordinaten  $\alpha_{\odot}$ ,  $\delta_{\odot}$ ,  $\Theta_{\text{Bbg.}}$ ,  $\tau_{\odot}$  und die Hilfsgröße  $M$  als Zwischenergebnisse zur Kontrolle abrufbar sind. Vor der Verwendung für die Auswertung der eigenen Beobachtungen wird das Programm anhand eines vorgegebenen Testwertes überprüft.

**Aufgabe 1:** Erstellen Sie ein Reduktionsprogramm und lassen Sie es anhand des ausgeteilten Testwertes überprüfen. Dies sollte *vor* der eigentlichen Messung erfolgen.

### 3.3.2 Ablauf der Messung

- i) Machen Sie sich mit den Bedienelementen des Theodoliten vertraut und justieren Sie den Theodoliten mit Hilfe der technischen Beschreibung des Instruments (siehe Anhang) in horizontaler Lage (schon vor der eigentlichen Messung trainieren, da sonst Zeit verlorenght).
- ii) Zentrieren Sie den Fernsehturm zwischen den parallelen vertikalen Fäden des Achsenkreuzes und lesen Sie die Längenskala ab. Mitteln Sie die Ergebnisse der Messungen aller Mitglieder der Arbeitsgruppe.
- iii) Setzen Sie den Sonnenfilter auf das Objektiv und messen Sie die Passagezeiten der Sonne mindestens zweimal pro Mitglied der Arbeitsgruppe (Minimum: 6 Messungen insgesamt).
- iv) Stellen Sie wieder den Fernsehturm ein und wiederholen Sie Punkt 2. Bilden Sie den Mittelwert für die Turmposition aus den Messungen aller Mitglieder der Arbeitsgruppe vor und nach den Messungen der Sonnenpassagen und benutzen Sie diesen Mittelwert für die Reduktion aller Sonnenmessungen.
- v) Berechnen Sie das Azimut des Fernsehturms durch Mittelung der Ergebnisse der einzelnen Sonnenmessungen. Geben Sie einen Messfehler für das Turmazimut in Form der Standardabweichung vom Mittelwert aller Einzelmessungen an.

**Im Protokoll bitte eine Tabelle mit allen Messwerten (Messtag, Stoppuhr- und Funkuhrzeiten, Positionswerte Turm und Sonne sowie berechnete Werte des Sonnenazimuts für alle gemessenen Sonnenpassagen einfügen, damit die Ergebnisse nachprüfbar sind).**

## Beschreibung der Theodoliten



**Theodolit Th 2**  
Gebrauchs- und Justieranweisung

### 1 Technische Daten

**Fernrohr** (anallaktisch, aufrechtes Fernrohrbild)

Typ	G-Apochromat
Vergütung	ZEISS-T-Belag
Vergrößerung	30fach
Öffnung	40 mm
Fernrohrlänge	155 mm
Gesichtsfeld	2,4 m auf 100 m
Kürzeste Zielweite	1,6 m
Distanzstriche:	
Multiplikationskonstante	100
Additionskonstante zu vernachlässigen ab	2,5 m

### 2 Bedienungselemente

**Erläuterungen zu Bild 1 und 2**

- 1 Tragegriff mit Halteschrauben
- 2 Führungsschienen zum Aufstecken der Beleuchtung
- 3 Justierschraube des Höhenindex
- 4 Beleuchtungsspiegel
- 5 Umschalthebel
- 6 Steckzapfenklemme
- 7 Feinhorizontierschraube
- 8 Anzugschraube
- 9 Lothaken
- 10 Kugelklemme
- 11 Kreisbremse
- 12 Kreisfeintrieb
- 13 Sicherungskappe
- 14 Alhidadenquerlibelle
- 15 Libellenjustierschrauben
- 16 Mikroskopokular
- 17 Mikroskopprändel
- 18 Gesichtsfeldbeleuchtung
- 19 Zielkollimator
- 20 Mikrometertrommel
- 21 Höhenklemme
- 22 Höhenfeintrieb
- 23 Dosenlibelle
- 24 Seitenfeintrieb
- 25 Seitenklemme
- 26 Justierschrauben der Dosenlibelle
- 27 Optisches Lot
- 28 Fernrohrokular
- 29 Ringkappe
- 30 Fokussiererring

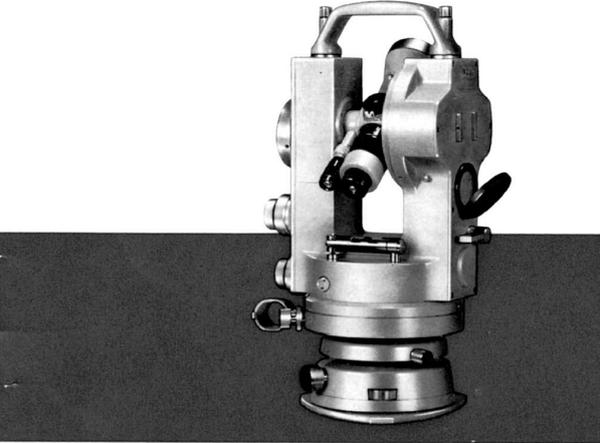


Bild 2 Bedienungselemente Th 2

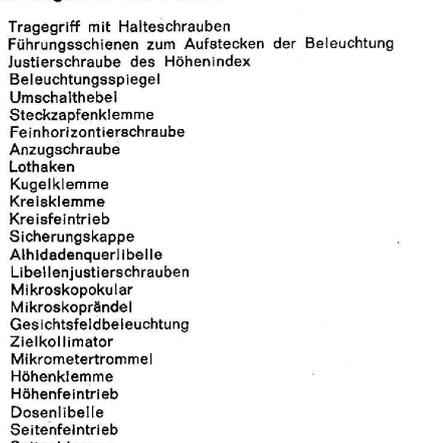


Bild 1 Bedienungselemente Th 2

4.2 Horizontieren

4.2.1 Horizontieren mit Kugelfuß

Den Theodolit so auf das Stativ setzen, daß die Bolzen auf dem Stativteller in die Schlitze des Rechtwinkelgleiters eingreifen. (Roter Punkt am Kugelfuß über rotem Strich auf dem Stativteller.)

Anzugschraube (8) mäßig anziehen.

(Am Stativ S 2 R sind die Bolzen bereits am Stativteller angebracht. Stative S 2 können nach entsprechender Anweisung mit diesen Bolzen versehen werden.)

Feinhorizontierschrauben (7) in die durch Kerbe gekennzeichnete Mittelstellung drehen.

Nach Lösen der Kugelklemme (10) Instrument kippen, bis die Dosenlibelle (23) einspielt. Klemme wieder anziehen.

Alhidadenquerlibelle (14) parallel zur Verbindungslinie einer Feinhorizontierschraube mit dem festen Lager (roter Punkt) stellen. Libelle mit der betreffenden Feinhorizontierschraube einspielen lassen. Alhidade um zwei rechte Winkel drehen und Libellenausschlag ablesen. Die Hälfte des Ausschlags mit der Feinhorizontierschraube beseitigen. Die Blase steht jetzt in ihrem Spielpunkt.

Die Alhidade nun um einen rechten Winkel drehen. Mit der zweiten Feinhorizontierschraube die Libelle auf den vorher bestimmten Spielpunkt einspielen lassen.

Bleibt die Libellenblase in jeder Richtung im Spielpunkt stehen, ist die Instrumentenstehachse genau senkrecht. Anderenfalls muß die Horizontierung wiederholt werden. Nur wenn Spielpunkt und Libellenmitte mehr als zwei Striche voneinander abweichen, soll die Libelle nach 9.3 justiert werden.

**Ablesung**

Den beweglichen Beleuchtungsspiegel (4) so einstellen, daß alle Ablesestellen gleichmäßig beleuchtet werden, aber nicht blenden. Beide Kreisablesungen werden unmittelbar neben dem Fernrohrokular im Ablesemikroskop abgelesen. Je nach der Stellung des Umschalthebels (5), vertikal oder horizontal, erscheint das betreffende Ablesebild im Mikroskop: horizontal gelb, vertikal hellblau.

Zu Beginn der Messung durch Drehen am Mikroskopokular (16) das Ablesebild scharf und parallaxenfrei einstellen.

Zur Ablesung wird mit der Mikrometertrommel (20) die Koinzidenz der beiden diametral zueinander gelegenen Teilkreisstellen genau eingestellt. Diese Einstellung muß mit größter Sorgfalt und Genauigkeit erfolgen, da sie ausschlaggebend für die Präzision der Messung ist. Die letzte Bewegung an der Mikrometertrommel sollte immer in der gleichen Richtung erfolgen.

Durch das Koinzidieren stellt sich im Ablesebild die Gradzahl immer neben die betreffende Zahl der Zehnerminutenskala. Man liest nun einfach von links nach rechts: Grade und Zehnerminuten links der Teilkreisstriche, rechts die Minuten und Sekunden am Mikrometerindex. Hier hat jedes Intervall den Wert einer Sekunde.

Die Art der Ablesungen am Horizontalkreis und am Vertikalkreis ist im Prinzip völlig gleich. Der Vertikalkreis ist so beziffert, daß Zenitdistanzen abgelesen werden. Der Höhenwinkel ergibt sich in Lage I als Ergänzung der Zenitdistanz zu  $100^\circ$  ( $90^\circ$ ).

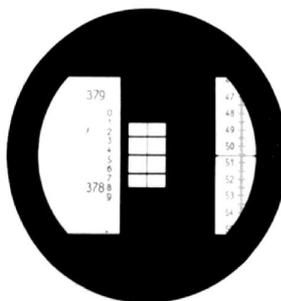


Bild 4. Hz-Ablesebild Th 2 ( $400^\circ$ )  
ca.  $\frac{1}{2}$  scheinbare Größe

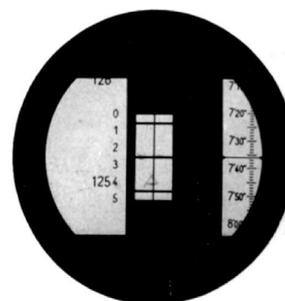


Bild 5. V-Ablesebild Th 2 ( $360^\circ$ )  
ca.  $\frac{1}{2}$  scheinbare Größe

# Kapitel 4

## Planung und Durchführung optischer Beobachtungen

### 4.1 Einleitung

#### Teleskope

Ähnlich wie unser Auge sammeln astronomische Teleskope/Fernrohre das einfallende Licht eines leuchtenden Objekts. Im Vergleich zur dunkel-adaptierten Pupille des Menschen (Durchmesser:  $\sim 6$  mm) verfügen Teleskope aber über eine deutlich größere *Öffnung*  $D$  und somit Lichtsammel­fläche, welche das Detektieren viel geringerer Strahlungsflüsse ermöglicht. Dadurch werden erheblich dunklere Objekte sichtbar. Die Öffnung bestimmt somit die *Lichtstärke* des Instruments und ist eine von zwei charakteristischen Kenngrößen eines Teleskopes. Für sehr weit entfernte Objekte – wie z.B. Sterne – ist die empfangene Lichtstärke proportional zur Sammel­fläche, also  $\propto D^2$ . Ein Beispiel: Für eine Person, die mit dem bloßen Auge einen Stern von  $m = 6.0$  Magnitude gerade noch wahrnehmen kann, besteht für die (visuelle) teleskopische Grenzmagnitude die Faustregel:

$$m_{\text{Grenze}} = 7.1 + 5 \cdot \log D, \quad (D = \text{Fernrohröffnung in cm}) \quad (4.1)$$

Die zweite Kenngröße eines astronomischen Teleskopes ist die *Brennweite*  $f_{\text{Teleskop}}$ , welche den *Abbildungsmaßstab* und somit die erreichbare Vergrößerung bestimmt. Für einen sehr weit entfernt liegenden Gegenstand mit Winkeldurchmesser  $\varphi$  ergibt sich die Bildgröße  $B$  in der Brennebene des Teleskopes in guter Näherung wie folgt:

$$B = f_{\text{Teleskop}} \cdot \varphi \quad (4.2)$$

Eine weitere Kenngröße ist das Gesichtsfeld. Bei Okularbeobachtungen hängt es von der Teleskopbrennweite  $f_{\text{Teleskop}}$  und dem scheinbaren Sichtfeld des Okulars ab. Erreichbare Vergrößerungen, abhängig von der Okularbrennweite  $f_{\text{Okular}}$ , sind

$$V = \frac{f_{\text{Teleskop}}}{f_{\text{Okular}}} \quad (4.3)$$

und als Faustregel gilt

$$\text{Sichtfeld} = \frac{\text{scheinbares Gesichtsfeld}}{V} \quad (4.4)$$

### 4.2 Vorbereitung

#### Vorübung 1:

- Leiten Sie Gleichung 4.1 her!
- Was sind die Grenzmagnituden der Bamberger Teleskope für visuelle Beobachtungen (Durchmesser  $D$ : 50 cm bzw. 40 cm)?

### Vorübung 2:

- a) Der Planet Venus hat in unterer Konjunktion einen Winkeldurchmesser von  $64.5''$ . Welchen linearen Durchmesser hat er, wenn er mit Hilfe des 50 cm Teleskops ( $f_{\text{Teleskop}} = 3.35 \text{ m}$ ) auf einen Detektor in der Brennebene abgebildet wird?
- b) Als Seeing bezeichnet man die Unschärfe von Objekten aufgrund atmosphärischer Störungen wie z.B. Turbulenzen innerhalb der Luftschichten. Das mittlere Seeing in Bamberg beträgt in etwa  $2.5''$ . Wie groß ist in diesem Falle die Ausdehnung eines Sterns in der Brennebene des 50 cm Teleskopes (Ergebnis in  $\mu\text{m}$  angeben)?

## 4.3 Durchführung

### Astronomische Kataloge

Um Sterne und andere astronomische Objekte identifizieren zu können, werden sie in astronomischen Katalogen aufgelistet. Solche Kataloge enthalten zum Beispiel alle Sterne bis zu einer bestimmten Grenzgröße. Sie sind typischerweise nach den Koordinaten bezüglich eines gewissen Zeitpunktes, der Epoche, angeordnet. Bekannte Kataloge sind die Bonner Durchmusterung (BD, Epoche 1855.0), der Henry Draper Katalog (HD, Epoche 1900.0) und der Cape Katalog (CD, 1900.0 und 1950.0). Diese Kataloge enthalten neben den Koordinaten visuell geschätzte Helligkeiten sowie teilweise auch den Spektraltyp. Der Smithsonian Astrophysical Observatory Katalog (SAO, Epoche 1950.0) gibt eine gewichtete Zusammenstellung bis 9.5 mag. Zu diesem Katalog gibt es auch einen Atlas, so dass relative Positionen und Intensitäten leicht eingesehen werden können.

Einer der bekanntesten Kataloge von nicht-stellaren Objekten ist der von Messier Ende des 18. Jahrhunderts erstellte "Messier Katalog", der 109 Objekte enthält. Messier war primär an Kometen interessiert, er katalogisierte daher alle "nebelförmigen" Objekte, die am Himmel positionsfest sind und die mit einem kleinen Teleskop leicht mit Kometen verwechselt werden können. Die Objekte im Messier-Katalog zählen zu den optisch schönsten Objekten, die visuell unter Bedingungen in Mitteleuropa beobachtbar sind. Von stärker professionellem Interesse ist der New General Catalogue of Nebulae (NGC) von Dreyer, in dem alle Ende des 19. Jahrhunderts bekannten Nebel zusammengestellt sind. Neuere Kataloge sind nur noch elektronisch erhältlich, so zum Beispiel der mehrere 100 000 Objekte enthaltende Katalog des ROSAT All Sky Survey (RASS), der alle hellen Röntgenquellen enthält, oder die Kataloge des Sloan Digital Sky Survey (SDSS).

Um ein leuchtschwaches Objekt zuverlässig auffinden zu können, wird eine Aufsuchkarte der Umgebung des Sterns mit einem etwas größeren Feld benötigt, um an Hand der Verteilung der Sterne sicherzustellen, dass der richtige Stern im Teleskop eingestellt wurde. Solche Karten wurden bis in die 1980er Jahre hinein traditionell aus Atlanten wie z. B. dem "Atlas Stellarum" (Vehrenberg, Epoche 1950.0) gewonnen, heute werden sie interaktiv online erstellt. Je nach benutztem Teleskop werden dabei schematische Übersichtskarten (insbesondere bei großem Gesichtsfeld des Instruments) oder aber Ausschnitte photographischer Aufnahmen wie dem Digitized Sky Survey (DSS) verwendet. Allerdings muss dazu erst die Position eines Objektes, die in einer früheren Epoche angegeben ist, in die heutige Epoche umgerechnet werden. Die Änderung der Koordinaten ist eine Folge der Präzession der Erde. Für jeden Beobachtungszeitpunkt müssen die aktuellen Koordinaten exakt ausgerechnet werden, damit das Objekt dann im Teleskop aufgefunden werden kann.

Alle diese Kataloge und weitere Informationen über so gut wie alle bekannten astronomischen Objekte sind in der Simbad-Datenbank (<http://simbad.u-strasbg.fr/sim-fid.pl>), die vom Centre des Données Astronomiques in Straßburg unter Aufsicht der International Astronomical Union betrieben wird, zentral gespeichert. Diese Datenbank enthält für jedes Objekt auch Links auf sämtliche wissenschaftlichen Artikel, die sich mit diesem Objekt beschäftigen und ist damit *die* wichtigste Quelle für Informationen über alle Objekte am Himmel.

### 4.3.1 Präparation und erste Beobachtungsnacht

Ziel dieses Versuches ist es, Sie in die Vorbereitung und Durchführung astronomischer Beobachtungen einzuführen:

1. Durch Benutzung astronomischer Datenbanken sollen Sie die historisch gewachsene astronomische Nomenklatur kennenlernen.
2. Anhand der bekannten Koordinaten astronomischer Objekte und der Ihnen bekannten Lage von Bamberg und der momentanen Sternzeit sollen Sie deren Beobachtbarkeit abschätzen können.
3. Mit dem 50 cm in der Ostkuppel, und/oder dem 40 cm-Teleskop in der Westkuppel sowie den Linsenteleskopen im Garten sollen Sie nachts mehrere vorher ausgewählte Objekte einstellen und beobachten.

*Vorbemerkung:* Ein Großteil der Aufgaben in dieser Anleitung dient der Vorbereitung auf Ihre erste Beobachtung. **Daher sollten Sie diese aus offensichtlichen Gründen vor der ersten Beobachtungsnacht vorbereitet haben.**

Sämtliche Aufgaben in dieser Anleitung sollten im Protokoll angesprochen werden. Achten Sie dabei darauf, dass Ihr Protokoll nicht einfach aus einer abgearbeiteten Liste von Antworten auf diese Fragen besteht, sondern dass diese in einen gemeinsamen Sinnzusammenhang gebracht werden.

#### **Aufgabe 1: Optimierung von Beobachtungen:**

Die unten aufgeführten Objekte sollen in der **ersten Nachthälfte (ca. 19-24h)** beobachtet werden. Welche Objekte sind zirkumpolar, welche sind nie sichtbar? Die Beobachtungsbedingungen variieren sehr mit der Zenitdistanz des Objekts. Aufgrund der geringeren Luftmasse sind die Bedingungen in Zenitnähe in der Regel am besten. Die Sterne kulminieren im Meridian, d.h. je kleiner der Stundenwinkel desto besser sollten die Bedingungen sein.

Berechnen Sie zunächst den Stundenwinkel der Objekte zu Beginn (19h) und Mitte der Nacht (\*24h). Bestimmen Sie die Kulminationshöhe. Die lokale Sternzeit können Sie entnehmen:

<http://www.jgiesen.de/astro/astroJS/siderealClock/>

Die Zenitdistanz als Funktion der Zeit können Sie mit Hilfe von <http://catserver.ing.iac.es/staralt/index.php> bestimmen.

Die geographische Länge und Breite der Dr. Remeis-Sternwarte beträgt:  
 $l = +10^{\circ} 53' 22''$ ;  $b = 49^{\circ} 53' 06''$

Jede Beobachtung wird etwa eine halbe Stunde dauern. Legen Sie die Reihenfolge der Objekte fest, so dass jedes bei bestmöglichen Bedingungen beobachtet wird und geben Sie die mittlere Zenitdistanz während der Beobachtung an.

IC 2602, M1, M2 M3, M4, M11, M15, M31, M33, M34, M45, M57, M81, NGC 884, NGC 4945,  $\gamma$  And,  $\beta$  Cyg,  $\epsilon$  Lyr,  $\gamma$  Leo, Peacock, Albireo, Große Magellan'sche Woke (Large Magellanic Cloud).

**Aufgabe 2:** Beobachten sie mindestens zwei interessante Objekte mit den Teleskopen im Garten. Die Objekte sollen dabei von Hand, ohne Hilfe von Koordinaten, eingestellt werden. Erstellen Sie sich dazu mittels des ESO Online Digitized Sky Survey (<http://archive.eso.org/dss/dss>) oder eines Planetariumsprogramms (*Stellarium*) Aufsuchkarten. Die Karten sollten die wichtigsten Sterne des Sternbilds zeigen, in der das jeweilige Objekt zu finden ist. Überlegen Sie sich, wie Sie per "star-hopping" das Objekt erreichen können, und in welchem Sternbild und in welcher Himmelsrichtung es steht. Drucken Sie die Aufsuchkarten aus und fügen Sie diese Ihrem Protokoll bei.

**Aufgabe 3:** Für schwache Objekte und größere Teleskope als die Bamberger sind Suchkarten unverzichtbar. Erstellen Sie mit dem ESO Online Digitized Sky Survey eine  $10' \times 10'$  Aufsuchkarte für die Objekte MCG-6-30-15 und M89. Um was für Objekte handelt es sich hier? Falls M89 beobachtbar ist, suchen Sie dieses Objekt mit dem Teleskop auf.

Zur Lösung der folgenden Aufgaben beachten Sie bitte Abschnitt 9.1.1.

**Aufgabe 4:** Berechnen Sie die Winkelgeschwindigkeit, mit der die Teleskope um die Stundenwinkelachse gedreht werden müssen, um die Erdrotation auszugleichen. Wie lange dauert es, bis bei ausgestellter Nachführung der Vollmond einmal durch das Gesichtsfeld des Teleskops gewandert ist?

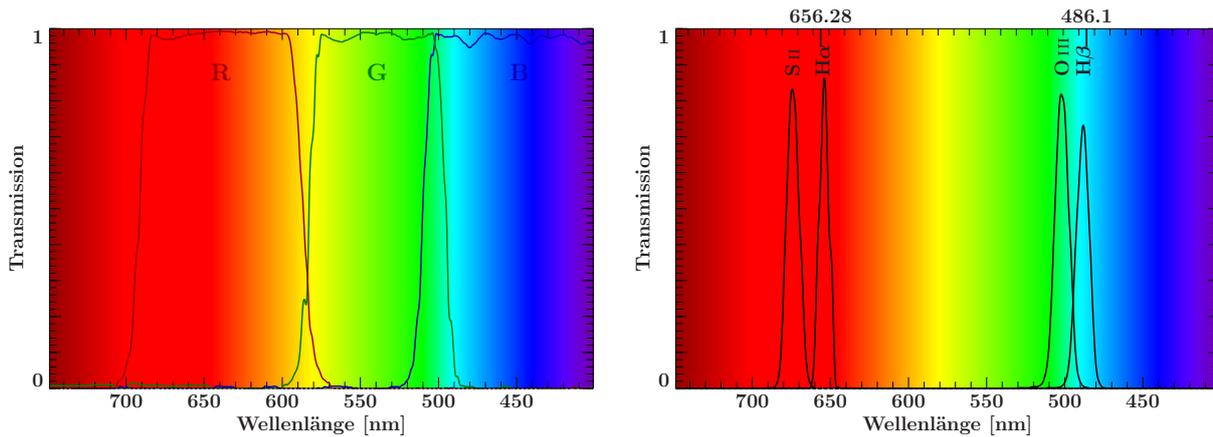


Abbildung 4.1: Transmissionskurven für die RGB- und Schmalband-Nebelfilter  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $S II$ ,  $O III$ .

**Aufgabe 5:** Eine Gruppe interessanter Objekte sind (visuelle) Doppelsterne, in denen zwei Sterne gravitativ aneinander gebunden sind. Überlegen Sie sich, welche Kriterien neben seiner Position ein visueller Doppelstern erfüllen muss, um mit dem Bamberger Teleskop als solcher erkennbar zu sein.

An allen drei Teleskopen soll das Universal-Zoomokular eingesetzt werden. Berechnen Sie die Gesichtsfelder beim Einsatz an den 50cm ( $f_{\text{tel}}=3.35\text{m}$ ) und 40cm ( $f_{\text{tel}}=4.0\text{m}$ ) Spiegelteleskopen und am APO ( $f_{\text{tel}}=80.5\text{cm}$ )-Refraktor für minimale ( $f=8\text{mm}$ ) und maximale Okularbrennweite ( $f=24\text{mm}$ ).

Das scheinbare Gesichtsfeld des Universal-Zoomokulars beträgt  $S=68^\circ$  bei  $f_{\text{okular}}=8\text{mm}$  und  $S=48^\circ$  bei  $f_{\text{okular}}=24\text{mm}$ .

Berechnen Sie zudem die Gesamthelligkeit der Doppelsterne der in den vorherigen Aufgaben gegebenen Objekte aus den Magnituden der Einzelkomponenten und beobachten Sie einen dieser Doppelsterne.

Das Aufsuchen von Objekten geschieht an den beiden Theodolitensäulen im Garten. Diese können portable Montierungen (Celestron CGEM) aufnehmen. Es können die **115 mm-Apochromaten (farbkorrigierte Refraktoren)** montiert werden. Daran kann auch die DSLR-Kamera zur Fotografie eingesetzt werden.

### 4.3.2 Imaging von astronomischen Objekten (zweite Beobachtungsnacht)

Zum Abbilden von Himmelsobjekten (Sternhaufen, Galaxien und Nebeln) steht eine CCD Kamera (SBIG STL11000M) mit Filterrad zur Verfügung. Als Filter können eingesetzt werden: LRGB<sup>1</sup>, Sloan  $g'$ ,  $r'$ ,  $i'$  und Schmalband-Nebelfilter<sup>2</sup>  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $S II$ ,  $O III$ . Man erkundige sich beim Betreuer, welche Filter eingesetzt sind. Die Kamera darf auf keinen Fall selbst geöffnet werden!

**Aufgabe 6:** Bilden Sie einen Sternhaufen, Nebel oder Galaxie in Filtern (L, R, G und B oder  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $S II$ ,  $O III$ ) mit der CCD-Kamera am 50 cm oder 40 cm-Teleskop ab. Die Objekte können sehr einfach mit Hilfe des Computers oder von Koordinaten eingestellt werden. Um aber zu überprüfen ob Sie sich tatsächlich im richtigen Bereich des Himmels befinden, erstellen Sie bitte vorher eine Umgebungskarte mit etwa  $1^\circ$  Gesichtsfeld und notieren sich die Koordinaten des Objekts. Fügen sie auch diese Karte dem Protokoll bei. Es ist notwendig in jedem Filter mehrere Einzelbilder aufzunehmen, die anschließend koaddiert werden. Um ein Farbbild zu erhalten, müssen dann die Filteraufnahmen kombiniert werden, was mit ISIS (Kapitel 13, insb. §§ 13.3.2–13.4.5), GIMP (Kapitel 14) oder AstroArt (wie in der Einführung) durchgeführt werden kann. Beschreiben Sie kurz das beobachtete Objekt und erläutern Sie, worum es sich dabei handelt.

Folgenden Internet-Seiten können Ihnen bei der Recherche helfen:

- für Messier-Objekte: <http://www.maa.mhn.de/Messier/indexes.html/> unter *Messier Object Datafile with image icons or in text mode*. Informationen zum Objekt erhalten Sie durch Anklicken der Messier-Nummer.

<sup>1</sup>Siehe <http://www.baader-planetarium.de/sektion/s43c/s43c.htm>.

<sup>2</sup>Siehe <http://www.baader-planetarium.de/sektion/s43d/s43d.htm>.

- für offene Sternhaufen: <http://obswww.unige.ch/webda/navigation.html>

Weiterhin bietet die für Windows, Linux und MacOS erhältliche open source Software *Stellarium* zahlreiche Funktionen, die für die Planung einer Beobachtungsnacht, das Aufsuchen von Objekten und das generelle Verständnis sehr hilfreich sein können. *Stellarium* ist auf allen Rechnern der Sternwarte bereits installiert und kann für den Eigengebrauch von <http://www.stellarium.org> heruntergeladen werden. **Anmerkung:** Sollten Sie mit eigener DSLR Kamera bei geeignetem Wetter astronomische Bilder machen wollen, steht ein entsprechender Adapter für die gängigsten Kamerabajonette zur Verfügung. Bitte wenden Sie sich an einen Betreuer.

# Kapitel 5

## Eigenschaften optischer CCDs

### 5.1 Einleitung

#### 5.1.1 Halbleiter

Aufgrund der räumlichen Nähe vieler Atome und deren Elektronen entstehen in einem Festkörper durch die Überlagerung der einzelnen Energieniveaus der Atome Energiebänder. In Abbildung 5.1 ist schematisch das durch die einzelnen Atomrümpfe entstehende Potential im so genannten „Bändermodell“ dargestellt. Energetisch nahe bei den Atomrümpfen sind die gebundenen Zustände. Darüber entsteht durch Überlappung der Potentiale ein quasi-kontinuierliches Band, das Valenzband. Im Valenzband sind alle Energieplätze von Elektronen besetzt. Ein Elektron kann sich nur dann bewegen, wenn ein anderes Elektron die komplementäre Bewegung durchführt. Folglich kann ein solches Band nicht zur Leitung beitragen. Soll ein Elektron zur Leitung beitragen, muss es vom Valenzband ins Leitungsband, das nicht voll besetzt ist, gebracht werden. Im Leitungsband kann es sich nun bewegen. Der Übergang vom Valenz- ins Leitungsband ist nur durch Energiezufuhr möglich.

Im Bändermodell besteht der Unterschied zwischen Isolatoren, Leitern und Halbleitern nur in der Größe der Energielücke zwischen Valenz- und Leitungsband. Abbildung 5.2 veranschaulicht diese Unterschiede. Bei einem Leiter überlappen sich Valenz- und Leitungsband; d.h. bei beliebig kleinen Temperaturen können Elektronen ohne zusätzliche Energiezufuhr vom Valenz- ins Leitungsband gebracht werden. Steigt die Temperatur an, so können aufgrund der thermischen Energiezufuhr noch mehr Elektronen vom Valenz- ins Leitungsband gebracht werden. Dies trägt zur Verbesserung der Leitfähigkeit bei. Auf der anderen Seite stoßen die freien Elektronen aufgrund stärkerer Gitterschwingungen häufiger mit den Atomen zusammen, was zur Abnahme der Beweglichkeit der Elektronen führt und die Leitfähigkeit des Materials reduziert. Der letztgenannte Effekt überwiegt bei höheren Temperaturen. Ein Isolator zeichnet sich durch eine so große Energielücke zwischen den Bändern aus, dass keine Elektronen mehr vom Valenz- ins

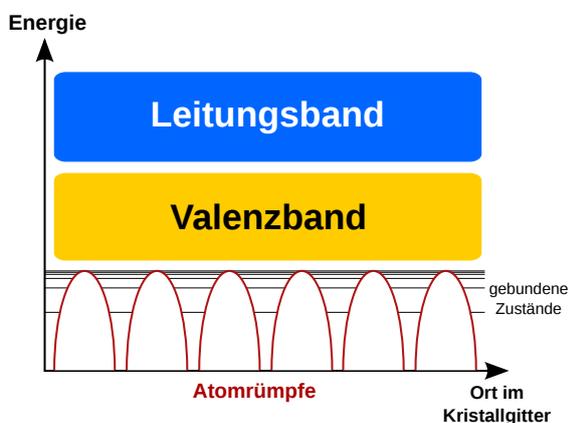


Abbildung 5.1: Zustände im Bändermodell.

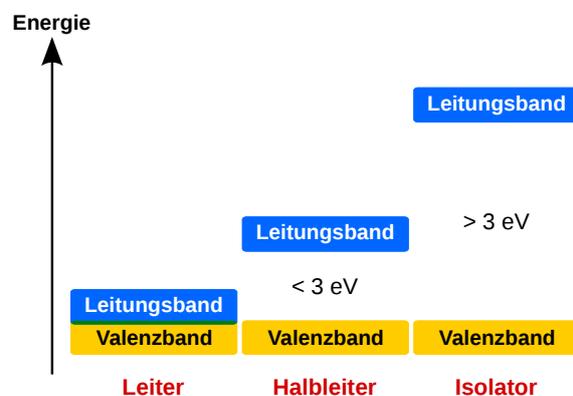


Abbildung 5.2: Leitfähigkeit im Bändermodell.

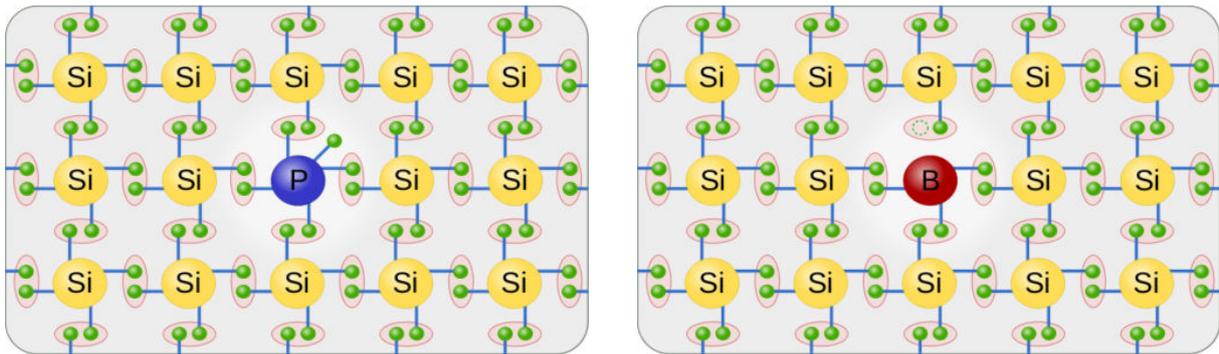


Abbildung 5.3: links: n-Leitung durch Dotierung mit Phosphor; rechts: p-Leitung durch Dotierung mit Bor, jeweils am Beispiel von Silizium.

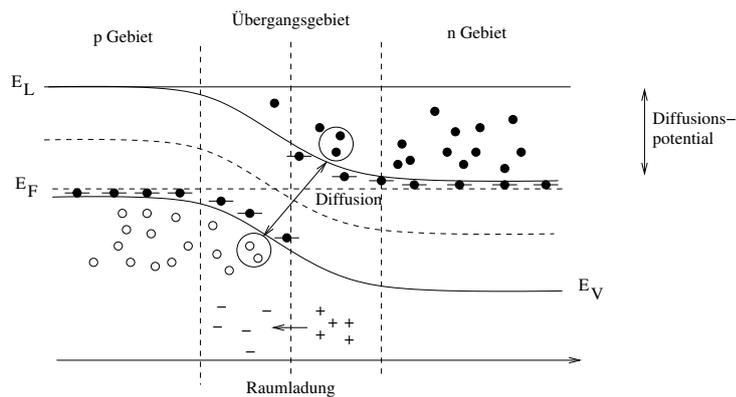


Abbildung 5.4: Schematische Darstellung eines pn-Übergangs.

● symbolisiert negative und  
○ positive Ladungsträger.  
 $E_V$  bezeichnet die Energie des Valenzbandes,  
 $E_L$  die Energie des Leitungsbandes  
und  $E_F$  die Fermi-Energie.

Leitungsband wechseln können. Als Halbleiter werden Stoffe bezeichnet, die bei  $T = 0$  Kelvin als Isolator wirken, aber bei höherer Temperatur zu leiten beginnen. Z.B. beträgt die Energielücke zwischen dem Valenz- und Leitungsband beim Halbleiter Silizium 1.115 eV bei 0 Kelvin. Bei höheren Temperaturen können nun thermisch angeregte Elektronen vom Valenzband ins Leitungsband vordringen und dort zur Leitung beitragen.

### 5.1.2 pn-Übergang

Silizium besitzt in der äußeren Schale vier Elektronen. Wird in die Kristallstruktur ein Element eingebaut (Dotierung), das in der äußeren Schale fünf Elektronen besitzt, z.B. ein Phosphor-Atom, so ist im Gitter ein Elektron überzählig und folglich nur noch schwach an sein Atom gebunden. Es kann jetzt leicht vom Valenz- ins Leitungsband wechseln und dort zur Leitung beitragen, daher wird das Fremdatom als Elektronendonator bezeichnet während die so zustande kommende Leitung *Elektronen-Leitung* oder *n-Leitung* (negative-Leitung; Abb. 5.3, links) genannt wird. Für die Dotierung ist nur ein sehr kleiner Anteil an Donatoren notwendig – in n-dotiertem Silizium wird beispielsweise nur jedes  $10^6$ -te Si-Atom ersetzt.

Wird als Fremdatom jedoch ein Element verwendet, das in der äußeren Schale drei Elektronen hat, wie z.B. Bor, dann fehlt im Gitter ein Elektron. Es ist nun für das Bor-Atom einfach, ein Elektron aus dem Valenzband anzulagern. Folglich entsteht eine Elektronenfehlstelle. Das Fremdatom wird als Elektronenakzeptor bezeichnet und die Leitung als *Defektelektronen-Leitung*, *Löcherleitung* oder *p-Leitung* (positive-Leitung, Abb. 5.3, rechts).

Werden ein p-Halbleiter und ein n-Halbleiter zusammengebracht, entsteht eine typische pn-Übergangszone (Abb. 5.4). In unmittelbarer Nähe der Trennschicht werden die frei beweglichen Elektronen und Löcher aufgrund der hohen Konzentrationsunterschiede zu Diffusionsströmen gezwungen und erhalten dadurch eine andere Verteilung. Elektronen des n-Gebiets diffundieren in das p-Gebiet und füllen dort die Löcher auf. Dadurch wird das p-Gebiet in der Nähe der Trennschicht negativ aufgeladen. Die im n-Gebiet zurückbleibenden Löcher erzeugen dort eine positive Raumladung. Es entsteht ein vom n- ins

p-Gebiet gerichtetes elektrisches Feld. Die Umgebung des pn-Übergangs wird als Verarmungszone oder Depletionszone bezeichnet, weil hier keine freien Ladungsträger mehr vorhanden sind: im p-Gebiet sind die Löcher durch Elektronen besetzt, und im n-Gebiet fehlen die ins p-Gebiet hinübergewanderten Elektronen.

Durch Anlegen einer äußeren Spannung kann ein pn-Übergang verschiedene elektronische Funktionen erfüllen, z.B. als Diode: Wird an die p-Schicht der Pluspol und an die n-Schicht der Minuspol angeschlossen, so wird der Übergang in "Durchlassrichtung" betrieben. Das heißt, die Bandverschiebung wird nahezu aufgehoben und das Bauteil leitet elektrischen Strom. Wird hingegen die äußere Spannung entgegengesetzt angelegt, so wird der Übergang in "Sperrichtung" betrieben. Dabei wird die Potentialdifferenz noch vergrößert und es kann von selbst kein Strom fließen.

Eine weitere wichtige Anwendung des pn-Übergangs bei Halbleitern ist die Photodiode. Hierbei handelt es sich um einen in Sperrichtung gepolten pn-Übergang. Durch Absorption elektromagnetischer Strahlung werden im Depletionsgebiet Elektron-Loch-Paare erzeugt. Das Gleichgewicht zwischen Driftstrom und Diffusionsstrom wird dadurch gestört, es fließt kurzzeitig ein Strom. Strahlungsabsorption ist nur möglich, wenn die Energie  $h\nu$  der einfallenden Photonen größer ist als der Bandabstand des bestrahlten Materials. Allerdings konkurriert die Elektron-Loch-Paar Erzeugung mit einem weiteren Effekt, der Erzeugung von Gitterschwingungen (Phononen). Dies führt dazu, dass zusätzlich zu den  $\sim 1.12$  eV zur Überwindung des Bandabstands Energie aufgebracht werden muss, die in Phononenschwingungen umgesetzt wird. Bei Silizium heißt dies, dass bei einer Temperatur von 300 K im Mittel ein Photon die Energie  $\Delta E_\gamma > 3.68$  eV besitzen muss, damit ein Elektron-Lochpaar erzeugt werden kann. Für Energien unterhalb der Bandlücke sind Halbleiter (und damit auch CCDs) gar nicht mehr empfindlich.

### 5.1.3 CCD

Treffen Photonen also auf einen pn-Übergang, so werden Elektronen freigesetzt, die dann durch eine Ladungsmessung detektiert werden können. Werden nun viele pn-Übergänge in einer zweidimensionalen Struktur kombiniert, so ist es möglich, auch noch den Ort des Einfalls der Photonen zu messen; es entsteht ein abbildender Detektor – ein ideales Instrument, um damit Astronomie zu betreiben. Einen solchen Detektor nennt man ein "Charge Coupled Device". CCDs sind Halbleiterdetektoren, die aus einer zweidimensionalen Anordnung von Bildelementen ("Pixeln") bestehen. Sie wurden 1969 von W.S. Boyle und G.E. Smith von den Bell Laboratories erfunden, das Patent für das CCD wurde 1974 erteilt. 2009 teilten sich die beiden eine Hälfte des Physik-Nobelpreises für ihre Erfindung. Einen Überblick über die Entwicklungsgeschichte des CCDs gibt McLean (1997). In der optischen Astronomie werden CCDs als abbildende Detektoren benutzt, d.h. die durch die Absorption der Photonen entstandenen Elektronen werden über längere Zeit gesammelt und dann ausgelesen.

Um eine räumliche Auflösung des CCDs zu erreichen, d.h. um Abbildung zu ermöglichen, muss die an jedem Ort auf dem CCD entstandene Ladung auch dort gesammelt werden. Dies kann z.B. dadurch erreicht werden, dass über das CCD ein Potentialgradient erzeugt wird, in dem die Elektronen an einer der Oberflächen des CCDs driften. An dieser Oberfläche werden die Elektronen dann in Potentialtöpfen gesammelt. Jeder dieser Potentialtöpfe entspricht einem Pixel. Die Potentialtöpfe werden dadurch erzeugt, dass sich für jedes Pixel drei Kontakte auf der CCD-Oberfläche befinden, von denen der Mittlere auf einem leicht anderen Potential gehalten wird. Diese Potentialtöpfe definieren die Pixelstruktur in Spaltenrichtung. Zur Erzeugung einer zweidimensionalen Abbildung werden einzelne solcher CCD-Spalten durch sogenannte "Channelstops", Ionenimplantate im CCD-Material, in Zeilen getrennt.

Bei optischen CCDs befindet sich die Pixelstruktur normalerweise auf der dem Teleskop zugewandten Seite. Dies liegt daran, dass bei optischen CCDs aufgrund der hohen Wechselwirkungswahrscheinlichkeit die photoempfindliche Zone in einer sehr geringen Tiefe unter der Oberfläche des Halbleiters liegt. Nachteil dieser Konstruktion ist, dass die zu detektierende Strahlung erst durch die Pixelstruktur mitsamt der Kontaktierung dringen muss.

Nach einer gewissen Integrationszeit, während derer die Elektronen in den Potentialtöpfen gesammelt werden, wird das CCD ausgelesen. Das dabei verwendete Verfahren ist in Abbildung 5.5 dargestellt. Durch Anlegen verschiedener Spannungen an die Elektroden ( $\phi$ -Pulse) lassen sich die Elektronen in den Potenti-

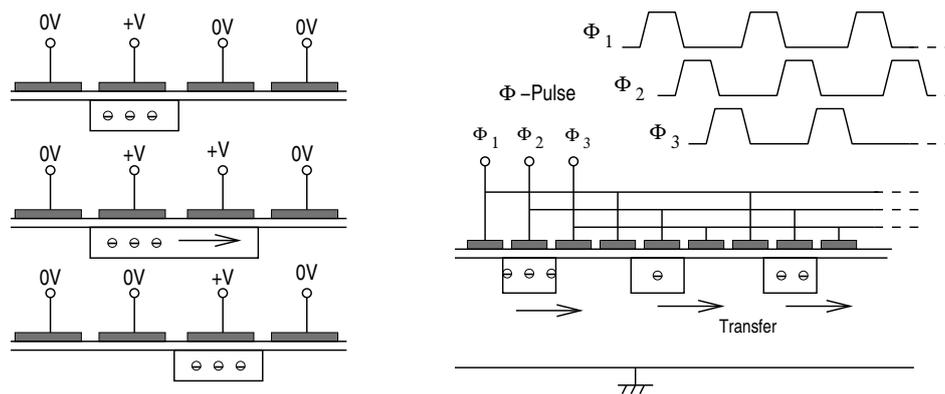


Abbildung 5.5: Schematischer Aufbau und Prinzip des Ausleseverfahrens bei einem dreiphasigen CCD. Die unter den Elektroden angesammelten Ladungen werden durch stufenweise Änderung der an den Pixeln anliegenden Potentiale verschoben (nach McLean, 1997, Fig. 6.9).

altöpfen zur Ausleseelektronik hin verschieben. In der Ausleseelektronik werden die Photoelektronen zunächst in einem Vorverstärker verstärkt. Danach werden die Signale in einem Analog-Digital-Konverter digitalisiert und an die Elektronik weitergeleitet.

## 5.2 Vorbereitung

**Vorübung 1:** Berechnen Sie unter Zuhilfenahme der obigen Angaben, wie viele Elektronen bei der Absorption eines optischen Photons der Wellenlänge  $\lambda = 450 \text{ nm}$  im Halbleiter unter Vernachlässigung der Phononenanregung entstehen, so dass also nur  $1.12 \text{ eV}$  für die Erzeugung eines Elektron-Loch-Paars aufgewandt werden müssen. Sind einfache CCDs rotempfindlich?

## 5.3 Durchführung

### 5.3.1 Vorbemerkung

Planen Sie anhand der folgenden Versuchsbeschreibung die Durchführung des Versuchs *bevor* Sie mit dem Versuch anfangen. Sie sollten *während* des Versuchs in einem Laborbuch Ihre Messwerte aufnehmen und diese noch während Ihrer Messungen gleich auswerten. Dazu genügt es, wenn Sie Ihre Ergebnisse frei Hand während der Messungen skizzieren. Geben Sie Ihre Aufzeichnungen im Laborbuch zusammen mit dem Protokoll ab. Die bei der Messung benutzte Software CCD0ps wird auch in anderen Versuchen verwendet. Sollten Sie noch nicht mit CCD0ps gearbeitet haben, wird Ihnen Ihr Betreuer oder Ihre Betreuerin eine Einführung geben.

Die Bearbeitung und Auswertung der Bilder sollte mit einem selbst geschriebenen ISIS/S-Lang Skript erfolgen (siehe Kapitel 13, insbesondere 13.3.2 und 13.4.2).

Sprechen Sie Ihre Lösungsvorschläge für Aufgaben 1, 4 und 5 sowie den Theorieteil der Aufgabe 8 am **Tag vor dem Versuch** mit dem jeweiligen Versuchsbetreuer durch.

### 5.3.2 Theoretische Grundlagen

**Aufgabe 1:** Informieren Sie sich über Photonen-Statistik und systematische Fehler in CCD-Aufnahmen im Kapitel 2 des Buchs "The Handbook of Astronomical Image Processing" von Berry and Burnell (2005), das als Kopie in der Handbibliothek im Meridiangebäude zu finden ist. (Der folgende Abschnitt stellt nur eine Kurzzusammenfassung dar.)

Aus welche Komponenten setzen sich Signalwerte und Fehler der Bias frames, Dark frames und Flat fields, die Sie im Lauf des Versuchs aufnehmen werden, zusammen?

Die Anzahl der in einem Pixel freigesetzten Elektronen ist nach der Poisson-Statistik verteilt.<sup>1</sup> Der Mittelwert  $N_{\text{EI}}$  und die Standardabweichung  $\sigma_{\text{EI}}$  der Elektronenzahl hängen somit folgendermaßen zusammen:

$$\sigma_{\text{EI}} = \sqrt{N_{\text{EI}}} \quad (5.1)$$

Der tatsächliche Messwert  $N_{\text{ADU}}$ , der von einem CCD-Pixel erhalten wird, ist jedoch in (mehr oder weniger willkürlichen) Einheiten (ADU = Analog-Digital-Units) gegeben, die mit dem Gain Faktor  $g$  in die Anzahl der Elektronen pro Pixel umgerechnet werden können:

$$N_{\text{EI}} = g \cdot N_{\text{ADU}} \quad (5.2)$$

$$\sigma_{\text{EI}} = g \cdot \sigma_{\text{ADU}} \quad (5.3)$$

Neben dem statistischen Fehler wird eine Aufnahme vom Dunkelstrom und Auslese-Bias beeinflusst: Der Dunkelstrom entsteht durch thermische Erzeugung zusätzlicher Elektronen im Chip, der Bias ist ein konstanter ADU-Offset, der beim Auslesen des CCDs entsteht. Ein weiteres Problem ist die ungleichmäßige Empfindlichkeit der einzelnen Pixel.

Durch die zusätzliche Aufnahme von **Calibration frames** lassen sich diese systematischen Fehler reduzieren:

**Bias frames** werden mit der kürzest möglichen Belichtungszeit und ohne Lichteinfall aufgenommen.

**Dark frames** werden mit geschlossenem Shutter (Verschluss) aufgenommen. Die Integrationszeit sollte dabei der Belichtungszeit des eigentlichen Bildes entsprechen.

**Flat fields** sind Aufnahmen einer möglichst homogen ausgeleuchteten Fläche.

Bias oder Dark frames können von den aufgenommenen Bildern subtrahiert werden. Um vollständig kalibrierte CCD-Aufnahmen zu erhalten, dividiert man schließlich durch die entsprechenden Flat fields. Bei diesen Berechnungen ist auch die Fortpflanzung der jeweiligen Messfehler zu beachten.

### 5.3.3 Versuchsdurchführung

Während des Versuchs sollten Sie bereits an Teilen der Auswertung (vorläufige Plots, Überschlagen von Ergebnissen) arbeiten. Das erleichtert den Betreuern, die Güte der Messdaten frühzeitig einzuschätzen und erspart Ihnen bei der Auswertung viel Zeit und Mühe. Auch skizzierte Plots sind hilfreich!

Die Durchführung des Versuchs findet entweder im Raum U1.105 oder in der Dunkelkammer (beide im Keller des Hauptgebäudes) statt. **Die einzelnen Gruppen sind für den Auf- und Abbau selbst verantwortlich.** Die benötigten Utensilien befinden sich auf dem Versuchstisch. Falls noch nicht geschehen, müssen die CCD-Kamera und die LED auf der optischen Bank befestigt werden. Gegebenenfalls muss auch noch das Objektiv auf die Kamera geschraubt werden. Schließen Sie die Kamera mit dem USB-Kabel an den Computer an und schalten Sie die Stromversorgung ein.

Loggen Sie sich mit Ihrem praktiN-Account am Computer ein und starten Sie Windows XP über das Programm VirtualBox. Die in diesem Versuch verwendete Software zur Ansteuerung und zum Auslesen der CCD-Kamera (CCDops) läuft ausschließlich unter Windows. Zur Speicherung der aufgenommenen Daten existiert in Windows im Ordner Eigene Dateien ein Verzeichnis CCDpraktiN, das mit dem Linux-Verzeichnis /home/praktikum/praktiN/ccd verlinkt ist (d.h. alle Daten, die Sie in Windows in diesen Ordner speichern, sind automatisch auch unter Linux verfügbar).

In aufgebautem Zustand sollte die CCD Kamera mit dem Objektiv so aussehen wie in Abb. 5.6. Um den Fokus zu verstellen, drehen Sie an dem schwarzen, geriffelten Griff. Die aktuelle Einstellung in Metern ist dabei gegenüber des roten Strichs abzulesen. Außerdem ist am silbernen Ring dahinter die Blende einzustellen. Die Blende beschreibt das Verhältnis von Brennweite zur Größe der Eintrittspupille. Das heißt, je größer die Zahl, desto mehr Strahlen werden vom Rand des Lichtbündels abgeschnitten und desto

<sup>1</sup>Die Poisson-Statistik mit Mittelwert  $\mu$  hat die Verteilung  $P(n) = \exp(-\mu) \cdot \mu^n / n!$ . Somit ist  $\sigma^2 = \sum_n (n - \mu)^2 \cdot P(n) = \mu$ .



Abbildung 5.6: CCD-Kamera mit Objektiv und dessen Einstellringe für Schärfe und Blende.

größer wird die Tiefenschärfe. Dafür wird aber auch die Menge des einfallenden Lichts reduziert. Eine kleine Zahl hingegen bedeutet eine maximal geöffnete Eintrittspupille mit minimaler Tiefenschärfe und maximaler Lichtausbeute. Da die Öffnung der Eintrittspupille quadratisch in die Menge des einfallenden Lichtes eingeht, bedeutet eine durch  $\sqrt{2}$  geteilte Blendenzahl doppelt so viel Licht auf dem CCD. Die eingestellte Blende ist gegenüber des roten Striches abzulesen.

Um optimale Ergebnisse für die verschiedenen Aufgaben zu erhalten, sollten Sie Schärfe und Blende justieren, bis Sie gute Einstellungen gefunden haben und diese dann entsprechend beibehalten.

### 5.3.4 Bias frames

Um Zeit zu sparen, wird zu folgendem Vorgehen geraten: Fangen Sie mit Aufgabe 3 an. Ohne genaue Berechnungen lässt sich direkt aus den Messergebnissen die optimale Betriebstemperatur abschätzen. Nehmen Sie die Bias frames bei dieser Temperatur auf.

**Aufgabe 2:** Nehmen Sie mehrere Bias frames auf und bestimmen Sie deren Mittelwert, den Sie evtl. später zur Subtraktion verwenden werden.

Welches auffällige Muster erkennen Sie? Beschreiben Sie dessen Entstehung. Das Manual der Kamera, welches beim Versuch ausliegt, gibt Ihnen Hinweise.

### 5.3.5 Temperaturabhängigkeit des Dunkelstroms

In Abhängigkeit davon, mit welcher der beiden zur Verfügung stehenden CCD-Kameras Sie arbeiten, ändern sich die in diesem Versuchsteil benötigten Belichtungszeiten für die Dark frames. Die ST-402M ist ein neueres Modell und besitzt einen wesentlich niedrigeren Dunkelstrom (nachzulesen in den jeweiligen Betriebshandbüchern, die am Praktikumsplatz ausliegen) als die ST-9XE, was in diesem Versuchsteil eine recht lange Belichtungszeit (1-2 Minuten) nötig macht, um überhaupt Dunkelstrom zu messen. Dafür besitzt die ST-402M eine bessere Bildqualität.

**Aufgabe 3:** Nehmen Sie Dark frames für Temperaturen im Bereich von der aktuellen Raumtemperatur bis hin zur maximalen Kühlung der Kamera (in Schritten zu  $3^{\circ}\text{C}$ ) auf. Beachten Sie, dass sich die Temperatur erst auf einen konstanten Wert einpendeln muss, bevor Sie mit der Messung beginnen. Berechnen Sie jeweils den mittleren Dunkelstrom unter Berücksichtigung der Fehler und veranschaulichen Sie den Zusammenhang mit der Temperatur graphisch. Bestimmen Sie aus dieser Darstellung die optimale Betriebstemperatur des CCDs. Machen Sie die folgenden Messungen bei dieser Betriebstemperatur.

### 5.3.6 Bestimmung des Gain Faktors $g$

Der Gain Faktor kann aus einer Flat field Aufnahme abgeleitet werden: Bei einer solchen haben viele Pixel annähernd den gleichen Wert  $N_{\text{ADU}}$ ; damit kann auch dessen statistische Streuung  $\sigma_{\text{ADU}}^{(\text{stat})}$  ermittelt werden.

**Aufgabe 4:** Wie kann  $g$  aus den Messgrößen  $\sigma_{\text{ADU}}^{(\text{stat})}$  und  $N_{\text{ADU}}$  mit Hilfe statistischer Beziehungen berechnet werden? Nutzen Sie dazu die Definition des Gains (Gleichung 5.2) als Ausgangspunkt.

Die Varianz  $\sigma_{\text{ADU}}^2 = \sigma_{\text{ADU}}^2(\text{syst}) + \sigma_{\text{ADU}}^2(\text{stat})$  der Pixelwerte ist jedoch selbst für ein Flat field von den *systematischen* Bildstrukturen dominiert. Daher ist es besser,  $\sigma_{\text{ADU}}^{(\text{stat})}$  aus der Differenz zweier Flat fields  $A$  und  $C$  mit gleicher Belichtungszeit zu bestimmen. Wenn  $A$  und  $C$  systematisch gleich sind, d.h. eine Kovarianz<sup>2</sup> von  $\sigma_{\text{ADU}}^2(\text{syst})$  haben, gilt:

$$\sigma_{\text{ADU}}^2\{A - C\} = \sigma_{\text{ADU}}^2\{A\} + \sigma_{\text{ADU}}^2\{C\} - 2 \cdot \text{Cov}\{A, C\} = 2 \cdot \sigma_{\text{ADU}}^2(\text{stat}) \quad (5.5)$$

**Aufgabe 5:** Am genauesten kann  $g$  mit folgender Formel bestimmt werden:

$$g = \frac{(N_{\text{ADU}}(A) + N_{\text{ADU}}(C)) - (\bar{B}_1 + \bar{B}_2)}{\sigma^2\{A - C\} - \sigma^2\{B_1 - B_2\}} \quad (5.6)$$

wobei  $\bar{B}_1$  und  $\bar{B}_2$  die Mittelwerte zweier Biasframes sind, die genauso wie die Flatfields  $A$  und  $C$  systematisch gleich sind. Begründen Sie unter Verwendung Ihres Ergebnisses aus Aufgabe 4 und der Gleichung 5.5 diese Formel. Gehen Sie dabei besonders darauf ein, warum für diese Bestimmung die normalerweise eingeschaltete automatische Subtraktion eines Dark frames unterbleiben und das Bias abgezogen werden muss.

**Tipp:** Überlegen Sie sich, aus welchen Einzelkomponenten sich das Gesamtsignal  $N_{\text{ADU}}$  und der Noise zusammensetzen. Achten Sie dabei darauf, welche Einheiten (Elektronen oder ADU) die einzelnen Komponenten haben. Gleichung 2.12 aus *Berry and Burnell (2005)* hilft Ihnen dabei. Überlegen Sie sich, welche der Komponenten tatsächlich gemessen werden können und welche nicht. Setzen Sie das Gesamtsignal  $N_{\text{ADU}}$  in Beziehung zum Ausleserauschen  $\sigma_{\text{readout}}$ , indem Sie sich überlegen, welche Komponenten der Poisson-Statistik unterliegen. Nutzen Sie schliesslich Gleichung 5.5, um die Kombination zweier Flat-Fields zu begründen.

Die homogene Ausleuchtung des CCD-Chips, die für die Aufnahme eines Flat fields nötig ist, wird durch Defokussieren auf ein möglichst homogen ausgeleuchtete Fläche erreicht, z.B. den an der Tür des Versuchsraums angebrachten Bogen weißes Papier, den Sie mit dem Baustrahler beleuchten können. Sollte das Differenzbild  $A - C$  systematische Strukturen aufweisen, die nicht durch eine Veränderung der äußeren Bedingungen verursacht worden sind (z.B. Vereisung des CCD-Chips im Inneren der Kamera), kann es notwendig sein, für diese Rechnung einen kleineren Bildausschnitt in der Mitte des Frames zu betrachten.

**Aufgabe 6:** Bestimmen Sie den Gain Faktor  $g$  für die Belichtungszeiten 0.5 s, 1 s, 2 s, 3 s, 4 s, 5 s und 6 s. Vergessen Sie nicht, auch einen Fehler für Ihr Endergebnis zu bestimmen!  
Um eine Überbelichtung des CCDs bei längeren Belichtungszeiten zu verhindern, d.h. um nicht in "digitale Sättigung" bei  $(2^{16} - 1 = 65535)$  ADU zu geraten, müssen ggf. Filter auf das Objektiv geschraubt werden. Verwenden Sie jedoch für alle Belichtungszeiten die gleiche Filterkombination und Blendeneinstellung.

### 5.3.7 Linearität des CCDs

Unser menschliches Auge ist ein logarithmischer Empfänger, d.h. geringere Helligkeiten können präziser unterschieden werden als höhere. Gilt dies auch für die CCD? Um dies zu überprüfen, machen Sie mit Hilfe der LED und den Filtern verschiedene Helligkeitsmessungen.

Die LED wird mit einem Netzteil betrieben. Achten Sie darauf, dass Sie die **Spannung nicht über 2.5 Volt einstellen**, da die LED ansonsten zerstört wird. Die Spannung kann dabei nur in Kombination mit dem Strom geregelt werden – drehen Sie bei *jedem* Einschaltvorgang den Strom vor dem Einschaltvorgang zunächst auf 0 A zurück und regeln Sie ihn dann *langsam* hoch.

<sup>2</sup> Die Kovarianz  $\text{Cov}\{A, C\} := \langle (A - \langle A \rangle) \cdot (C - \langle C \rangle) \rangle$  ist eine Verallgemeinerung der Varianz  $\sigma^2\{A\} = \text{Cov}\{A, A\}$  auf zwei Zufallsgrößen.  $\text{Cov}\{A, C\}$  verschwindet für unabhängige  $A$  und  $C$ , was zu Gl. (2.10) auf S. 9 führt. Ist die Kovarianz ungleich Null, lautet die allgemeine Formel für die Fehlerfortpflanzung:

$$\sigma^2\{f(A, C)\} = \left(\frac{\partial f}{\partial A}\right)^2 \cdot \sigma^2\{A\} + \left(\frac{\partial f}{\partial C}\right)^2 \cdot \sigma^2\{C\} + 2 \cdot \frac{\partial f}{\partial A} \cdot \frac{\partial f}{\partial C} \cdot \text{Cov}\{A, C\} \quad (5.4)$$

**Aufgabe 7:** Nehmen Sie Bilder der LED für alle Filterkombinationen auf (Filter können aufeinander geschraubt werden!). Bestimmen Sie die optimale Belichtungszeit so, dass die höchsten Pixelwerte bei der Aufnahme mit der maximalen Intensität möglichst hoch, aber ausreichend weit unter dem Maximalwert 65 535 ADU liegen.

Plotten Sie die Messdaten in ein *sinnvoll* gewähltes Koordinatensystem (die x-Achse sollte die Intensität des Signals widerspiegeln). Was fällt Ihnen am Verlauf der Kurve auf? Überprüfen Sie sie auf lineare Abhängigkeit, indem Sie versuchen, eine Gerade durch *geeignete* Datenpunkte zu fitten (Fitparameter und Fehler angeben!). Sie können hierzu z.B. die ISIS-Funktion `linear_regression` verwenden (wird in der ISIS-Einführung vorgestellt). Begründen Sie Ihre Auswahl der für den Fit zugelassenen Messpunkte und Ausschluss anderer physikalisch!

Welchen Vorteil können Sie für die CCD-Kamera aus Ihren Ergebnissen für astronomische Beobachtungen im Vergleich zum Auge folgern?

**Optional:** Dem Versuch liegen rote, blaue, UV und gelbe LEDs bei. Sie können Ihre Ergebnisse aus Vorübung 1 überprüfen, indem Sie diese Aufgabe mit 2 LEDs simultan durchführen und die Auswertung für die zweite LED wiederholen. Kombinieren Sie dazu LEDs der Farben rot+blau oder rot+UV. Achten Sie dabei darauf, dass sich die Drähte der beiden LEDs nicht berühren! Kombinieren sie keinesfalls die gelbe LED mit einer der anderen Farben, da letztere unter viel höheren Spannungen (2.5–3 V) betrieben werden.

Beachten Sie für diese Messungen, dass Sie nur das Bild der LED(s) benötigen. Um die Datennahme zu beschleunigen sollten Sie daher nach dem Scharfstellen auf die LED(s) nur einen kleinen Ausschnitt um die LED(s) herum auslesen lassen.

### 5.3.8 Blooming und Smear

Werden Aufnahmen überbelichtet, kann es zu zwei interessanten Effekten kommen, dem “Blooming” und dem “Smear”. Um in einer Aufnahme “Smear” zu provozieren, muss unter anderem der interne Shutter der CCD-Kamera deaktiviert werden. Dazu ist es erforderlich, sie im sog. *Turbo Mode* zu betreiben, der in CCD0ps unter *Focus* aktiviert werden kann.

**Aufgabe 8:** Erklären Sie diese Effekte und visualisieren Sie sie anhand einer Aufnahme der LED.

Wie ändert sich der Smear-Effekt in dem Augenblick, wenn während des Auslesevorgangs (*Focus*-Modus) plötzlich ein Hindernis zwischen Lichtquelle und Kamera gehalten (und wieder entfernt) wird? Wie kann diese Beobachtung erklärt werden?

**Tipp** zum Smear: Produzieren Sie eine Serie von 3 verschiedenen Momentaufnahmen des Smears. Am einfachsten ist es, wenn Sie dazu den Turbo Mode mit einer Belichtungszeit von einigen Sekunden betreiben, die Ihnen genug Reaktionszeit lässt. Verwenden Sie einen Filter, um Blooming an dieser Stelle zu vermeiden.

Erste Aufnahme: Blockieren Sie das Licht für einige Belichtungen. Öffnen Sie den “Shutter” am Anfang, jedoch nicht vor Beginn der Belichtung.

Mittlere Aufnahme: belichten Sie während der gesamten Aufnahme, einschliesslich des Readouts.

Letzte Aufnahme: schließen Sie den “Shutter” kurz vor Ende der Belichtung, um Lichteinfall während des Readout-Vorgangs zu vermeiden.

Beachten Sie bei Ihrem manuellen Shutter, dass das Licht der LED für die Kamera vollständig geblockt wird. Vergessen Sie nicht, Ihre Aufnahmen im Protokoll zu erklären!

## 5.4 Nützliche ISIS-Kommandos

- `img = fits_read_img(filename);`  
Einlesen von CCD-Aufnahmen (Bildern) aus einer FITS-Datei. `img` ist ein 2d-Array.
- `plot_image(img);`  
Plottet das eingelesene Bild

- `print_statistics(img);`  
Schreibt die Statistik (Zahl der Pixel, Min, Max, Mittelwert, Standardabweichung) des Bildes `img` in die Konsole.
- `(x,y) = get_cursor_selection();`  
Erlaubt die Auswahl einer rechteckigen Region im zuletzt (!) geplotteten Bild und gibt die Indizes der Auswahl zurück. Das ausgewählte Subarray kann folgendermaßen weiterverwendet werden:  
`new_img = img[x,y];`
- `fits_write_image_hdu("bla.fits", "bla", new_img);`  
Öffnet ein neues Fits-File, speichert das Bild `new_img` und schliesst das File anschließend wieder. Diese Kommandos ermöglichen es Ihnen, auch kombinierte Aufnahmen, wie z.B. die Summe zweier Biasframes, in Ihrem Protokoll darzustellen.

## Literaturverzeichnis

- Berry, R. and Burnell, J. (2005). *The handbook of astronomical image processing*. Willmann-Bell, Richmond, VA.
- McLean, I. S. (1997). *Electronic Imaging in Astronomy*. Wiley-Praxis, Chichester, New York.

# Kapitel 6

## Radioastronomie

### 6.1 Einleitung

#### 6.1.1 Geschichte und Rolle der Radioastronomie

In diesem Praktikumsversuch soll anhand von Beobachtungen mit den Bamberg Small Radio Telescopes (SRTs, siehe Kap. 10) ein Einstieg in die Radioastronomie gegeben werden. Hier sei zunächst kurz die Geschichte der Radioastronomie umrissen. Die nachfolgende Auflistung ist bei Weitem nicht vollständig, es sollen nur die wichtigsten Meilensteine angeführt werden:

**1931** Der Radioingenieur Karl Guthe Jansky soll für Bell Labs in Holmdel, New Jersey, die elektromagnetische Strahlung von Gewittern untersuchen. Insbesondere die Polarisierung und die Einfallrichtung der Strahlung steht im Mittelpunkt des Interesses. Jansky verwendet eine große, drehbare und vertikal polarisierte Richtantenne für eine Wellenlänge von  $\lambda = 14.6$  m (20.5 MHz) und entdeckt als erster eine elektromagnetische Strahlung, deren Quelle sich offenbar im Weltraum befindet. Durch weitere Untersuchungen gelingt ihm die Identifikation des galaktischen Zentrums als Strahlungsquelle.

**1937** Der Radioingenieur Grote Reber baut in seinem Garten aus eigenen Mitteln das erste Teleskop, das speziell der astronomischen Forschung gewidmet ist. Die Größe des parabolischen Reflektors und das breite Beobachtungsspektrum von 160 MHz bis 3.3 GHz ermöglicht eine Reihe neuer Entdeckungen:

- Das Spektrum der galaktischen Strahlung folgt nicht dem Planck'schen Gesetz für die Schwarzkörperstrahlung. Offenbar müssen andere, nicht-thermische Prozesse diese Strahlung verursachen.
- Reber führt eine erste radioastronomische Himmelsdurchmusterung durch und entdeckt mehrere starke Radioquellen in den Sternbildern Sagittarius, Cygnus, Cassiopeia, Canis Major, Puppis und Perseus. Außerdem entdeckt er die Sonne als starke Radioquelle<sup>1</sup>.

**1944** Hendrik van de Hulst vermutet, dass der interstellare neutrale Wasserstoff (H I) eine Linienstrahlung im Radiobereich erzeugen könnte.

**1951** Ewen und Purcell entdecken die H I-Emission bei  $\lambda = 21$  cm.

**1965** Arno Penzias und Robert Wilson prüfen, ob die Himmelstemperatur im Zenit tatsächlich etwa 0 K beträgt, wie damals vermutet wurde. Sie entdecken dabei die 3 K Hintergrundstrahlung (bei  $\lambda = 7.4$  cm).

**1967** Jocelyn Bell entdeckt den ersten Pulsar.

---

<sup>1</sup>Während Janskys Beobachtungen befand sich die Sonne in einem Aktivitätsminimum, weshalb ihm deren Radiostrahlung nicht auffiel.

Weitere interessante Details über die Geschichte der Radioastronomie gibt beispielsweise Kraus (1986). Heute ist die Radioastronomie ein Forschungsfeld, das sich auch durch die Inbetriebnahme bzw. Planung neuer Großanlagen für die kommenden Jahrzehnte rasant entwickelt. Als wichtigstes zukünftiges Instrument ist das *Square Kilometre Array* (SKA) zu nennen, das derzeit entwickelt wird. Wie der Name sagt, ist das Ziel eine effektive Fläche von einem Quadratkilometer zu erreichen. Über die Einzelheiten des Designs und sogar des Standortes gibt es zur Zeit noch eine lebhaft wissenschaftliche und politische Diskussion. Es wird erwartet, dass das SKA mindestens 1.5 Milliarden Dollar kosten wird und dass der Baubeginn 2016 stattfinden soll. Erste Messungen sollen 2019 durchgeführt werden. Voller Betrieb soll ab 2023 möglich sein. Das SKA ist angelegt als internationales Großprojekt für die nächste Generation von Astronomen. Nähere Informationen sind auf <http://www.skatelescope.org/> zu erhalten. Aber bereits kurz- und mittelfristig stehen der Radioastronomie neue Instrumente zur Verfügung, die das Potential haben, zentrale Fragen der Wissenschaft zu beantworten. Stichwortartig seien hier genannt:

**LOFAR** – Das *LOW Frequency ARray* ist ein Projekt, das den langwelligen Radiohimmel (10–240 MHz) beobachten soll. Es kann als Vorläufer des SKA in diesem niedrigeren Frequenzbereich betrachtet werden. Wie für das SKA wird die Epoche der Reionisation des jungen Universums im zentralen Interesse von LOFAR stehen. Näheres siehe: <http://www.lofar.org/>.

**ALMA** – Das Atacama Large Millimeter/submillimeter Array ist ein neuartiges Radiointerferometer in der chilenischen Atacama Wüste. Sternentstehung im jungen Universum sowie die Planetenentstehung stehen ganz oben auf der Liste der wissenschaftlichen Ziele von ALMA, welches aus 54 Antennen mit 12 m und 12 Antennen mit 7 m Durchmesser besteht. Siehe z.B. <http://www.eso.org/sci/facilities/alma/> für weitere Informationen.

**EVLA** – Das *Expanded Very Large Array* ist ein praktisch ganz neues Instrument, das allerdings auf den aufgerüsteten Antennen seines Vorgängers, dem Very Large Array (VLA) basiert. Im Zuge des EVLA Projektes verbessert der Betreiber des VLA die Gesamtleistung der Anlage (Empfindlichkeit, spektrale Abdeckung und Auflösung) um jeweils mehr als eine Größenordnung. <http://www.aoc.nrao.edu/evla/>

## 6.1.2 Radioastronomische Messtechnik

### Messgrößen in der Radioastronomie

Um die Messung von Strahlung zu erläutern betrachten wir eine Quelle elektromagnetischer Strahlung. Im Allgemeinen wird bei verschiedenen Frequenzen eine unterschiedliche Energiemenge abgestrahlt, zusätzlich zur Frequenzabhängigkeit kann es auch eine Richtungsabhängigkeit geben. Die Quelle verursacht an jedem Punkt im Raum eine bestimmte Flußdichte  $S(\nu)$ , dabei handelt es sich um die pro Zeit und pro Fläche, bei einer bestimmten Frequenz  $\nu$  eingestrahlt Energie. Die Einheit dieser Größe ist *Jansky* (Jy):

$$1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ J s}^{-1} \text{ m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \quad (6.1)$$

Ein einfaches Beispiel ist die Messung der Flussdichte einer Punktquelle. Diese sei weit entfernt, so dass angenommen werden kann, dass die Strahlung frontal auf die Sammelfläche des Radioteleskops trifft. Die gesamte Leistung die auf die Fläche des Teleskops trifft ist:

$$P = A \int_0^{\infty} d\nu S(\nu) \quad [\text{W}] \quad (6.2)$$

Ein reales Radioteleskop kann jedoch nicht die komplette Leistung messen. Die Effizienz der Detektion kann berücksichtigt werden, indem statt der Gesamtfläche  $A$  eine effektive Fläche  $A_{\text{eff}} \leq A$  verwendet wird. Zusätzlich hat das Teleskop eine unterschiedliche Sensitivität für verschiedenen Frequenzen. Die

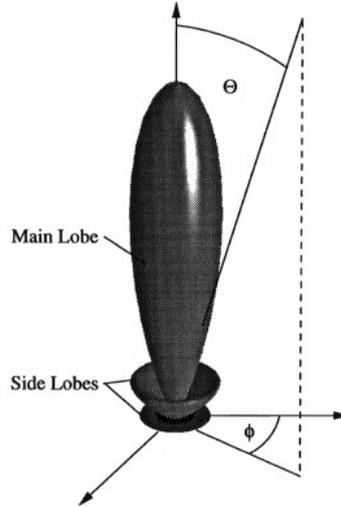


Abbildung 6.1: Richtcharakteristik einer Parabolantenne mit der Hauptkeule (*main beam*) und den Nebenkeulen (*side lobes*). Die Hauptkeule zeigt in Beobachtungsrichtung ( $\Theta$  und  $\phi$  sind hier Winkel bezüglich dieser.).

Frequenzabhängigkeit kann vereinfacht in der für das Radioteleskop charakteristischen effektiven Fläche berücksichtigt werden. Die gemessene Leistung ist somit:

$$P_{\text{mess}} = \int_0^{\infty} d\nu A_{\text{eff}}(\nu) S(\nu) \quad [\text{W}] \quad (6.3)$$

In der Realität kommt Strahlung nicht nur von einer Punktquelle aus einer Richtung, sondern es gibt Hintergrundstrahlung von verschiedenen Quellen aus unterschiedlichen Richtungen. Die Helligkeitsverteilung am Himmel sei gegeben durch die eines schwarzen/thermischen Strahlers mit  $B(\nu, \Theta, \Phi)$  [ $\text{W Hz}^{-1} \text{m}^{-2} \text{sr}^{-1}$ ], wobei die Winkel  $\Phi$  und  $\Theta$  (z.B. Azimut und Elevation oder Rektaszension und Deklination) die Einfallsrichtung darstellen. Die gesamte Flussdichte wird durch Integration über den Raumwinkel erhalten:

$$S(\nu) = \int_{\text{sky}} d\Omega B(\nu, \Theta, \Phi) \quad [\text{W Hz}^{-1} \text{m}^{-2}] \quad (6.4)$$

Ein ideales Teleskop würde nur in Beobachtungsrichtung messen, also direkt die Intensität der Strahlung aus dieser Richtung. Technisch ist das jedoch nicht möglich. Das Radioteleskop misst stets auch etwas Strahlung abseits der Beobachtungsrichtung. Beispielhaft für eine Parabolantenne zeigt Abbildung 6.1 die Winkelabhängigkeit der Sensitivität. Das Maximum in Beobachtungsrichtung wird aufgrund seiner Form als Hauptkeule bezeichnet. Das Auflösungsvermögen des Radioteleskops ist umso höher, je schmäler die Hauptkeule ist. Eine Antenne mit Beobachtungsrichtung  $(\theta, \phi)$  hat eine Empfindlichkeit  $\Pi_{\text{Ant}}(\theta, \phi, \Theta, \Phi, \nu)$  für ein Signal aus der Richtung  $\Omega = (\Theta, \Phi)$ . Diese Größe ist dimensionslos, kann Werte zwischen 0 und 1 annehmen und ist im Allgemeinen frequenzabhängig. Für die gemessene Leistung in Beobachtungsrichtung  $(\theta, \phi)$  müssen Beiträge aus allen Richtungen berücksichtigt werden. Mit Kombination von Gl. 6.3 und Gl. 6.4 erhält man:

$$P_{\text{mess}}(\theta, \phi) = \int_0^{\infty} d\nu A_{\text{eff}}(\nu) \int_{\text{sky}} d\Omega B(\nu, \Theta, \Phi) \Pi_{\text{Ant}}(\theta, \phi, \Theta, \Phi, \nu) \quad [\text{W}] \quad (6.5)$$

Es handelt sich dabei um eine Faltung der Helligkeitsverteilung mit der Antennencharakteristik. Die Hauptkeule dominiert typischerweise die Antennencharakteristik und kann analysiert werden, indem eine Punktquelle beobachtet wird.<sup>2</sup> Als Punktquellen gelten Quellen, deren Winkelausdehnung wesentlich

<sup>2</sup>Die Helligkeitsverteilung einer Punktquelle an der Position  $(\theta_0, \phi_0)$  ist  $B(\nu, \theta, \phi) = B_0(\nu)\delta(\theta - \theta_0)\delta(\phi - \phi_0)$ , wobei  $\delta$  die Dirac  $\delta$ -Distribution ist.

kleiner als die der Hauptkeule der Antenne ist.

Eine (typische) Antenne ist nur sensitiv für eine Polarisationsrichtung, daher müsste die Polarisation in Gl. 6.5 berücksichtigt werden. Ist die beobachtete Strahlung komplett unpolarisiert, so kann davon nur die Hälfte gemessen werden (Projektion auf eine Polarisationsrichtung).

Die gemessene Leistung wird in der Radioastronomie über die **Antennentemperatur** angegeben. Diese kann interpretiert werden als die Temperatur eines elektrischen Widerstands, dessen Rauschleistung der gemessenen Strahlungsleistung entspricht. Anders ausgedrückt wird die Antenne als Widerstand (sog. *Strahlungswiderstand*) in einem Schaltkreis aufgefasst, in dem die gemessene Leistung durch die thermische Energie der Ladungsträger im Widerstand verursacht wird: je wärmer der Widerstand, desto größer die thermische Energie der Ladungsträger, desto größer die stochastisch generierten Ströme und Spannungen, desto größer die Rauschleistung.<sup>3</sup> Die beobachtete Flussdichte lässt sich über die Antennentemperatur ausdrücken:

$$S(\nu) = \frac{2k_{\text{B}}T_{\text{Ant}}(\nu)}{A_{\text{eff}}} \quad [\text{W Hz}^{-1} \text{m}^{-2}] \quad (6.6)$$

dabei ist  $k_{\text{B}} = 1.38 \cdot 10^{-23} \text{ J K}^{-1}$  die Boltzmann Konstante und der Faktor 2 ist nötig, da unpolarisierte Strahlung angenommen wird.

### Störeffekte

Folgende Begriffe bezeichnen bekannte Störeffekte, wie sie bei praktisch allen Radioteleskopen mehr oder weniger vorkommen und die zum Teil wesentlich stärker als das eigentlich zu messende Signal sein können.

**side lobes** – Strahlung wird auch über die sog. *side lobes* aus Richtungen empfangen, die vom main lobe abweichen. Diese Effekte dürfen nicht unterschätzt werden, insbesondere wenn andere Strahlungsquellen aus diesen Richtungen zu erwarten sind.

**spillover** – Da sich die eigentliche Empfangsantenne im Feedhorn (oder in einem Sekundärfokus) befindet, kann Strahlung aus anderen Richtungen als der Beobachtungsrichtung auf direktem Weg (also ohne Reflektion durch die Parabolantenne) den Empfänger erreichen.

**scattering** – Das Feedhorn und seine Montierung (Stützstangen) streuen einen Teil der Wellen, was eine (kleine) Signalmindering bewirkt.

**radio frequency interference (RFI)** – Dies bezeichnet den Einfluss ungewollter (meist künstlicher und menschengemachter) Störsignale, die das eigentliche Messsignal überlagern. RFI ist ein großes Problem in der modernen Radioastronomie und soll im letzten Versuchsteil näher behandelt und demonstriert werden.

## 6.2 Vorbereitung

In diesem Kapitel sind Ziele und Aufgaben dieses Praktikumsversuchs beschrieben. Dieser Text ist als Leitlinie zu verstehen, der dabei helfen soll, den Versuch durchzuführen und im Anschluss daran ein Praktikumsprotokoll zu erstellen. Die theoretischen Vorüberlegungen sollten vor Versuchsbeginn behandelt werden. Sie müssen separat schriftlich abgegeben werden und sollten nach der Versuchsdurchführung in das Praktikumsprotokoll mit einfließen. Eine Abgabe pro Gruppe ist dabei ausreichend. Das Protokoll soll eine allgemeine Einführung haben, einen Teil der die Vorbereitung und Durchführung des Versuchs beschreibt, einen Teil der die Ergebnisse darstellt, sowie eine Diskussion und Interpretation. Die Vorbesprechung, die Zwischenbesprechung für das Vortestat, sowie die Endbesprechung bei Abgabe des fertigen Protokolls erfolgen jeweils mit der ganzen Gruppe.

<sup>3</sup>Formeln und Herleitungen sind z.B. dem SRT Anwenderhandbuch der Uni Wien zu entnehmen: <http://www.univie.ac.at/radio/t5/srtmanual.pdf>

## 6.2.1 Theoretische Vorüberlegungen (vor Versuchsbeginn zu bearbeiten!)

**Vorübung 1:** Berechnen Sie die Winkelauflösung des SRT bei  $\lambda = 21$  cm anhand der Abschätzung der Grösse des sogenannten *Airy-Scheibchens* mit dem Winkeldurchmesser  $\alpha = 1.22\lambda/D$  ( $D = 2.3$  m). Wie groß müsste das SRT sein, um das Auflösungsvermögen des menschlichen Auges ( $\sim 1$  arcmin) zu erreichen? Warum kann das kleinere menschliche Auge eine so viel bessere Auflösung erreichen als das größere Radioteleskop?

**Vorübung 2:** Wie wird eine SRT Radiokarte der Sonne aussehen? Welches Intensitätsprofil erwarten Sie mit dem SRT, wenn Sie einen Scan in einer Linie über die Sonne durchführen? Vergleichen Sie die Winkelausdehnung der Sonne mit dem Auflösungsvermögen des Teleskopes. Wie verändert sich das Intensitätsprofil, wenn der Teleskopdurchmesser vergrößert wird?

**Vorübung 3:** Berechnen Sie die Flussdichte  $S(\nu)$  der Sonne bei 21 cm Wellenlänge unter der Annahme, dass diese ein schwarzer/thermischer Strahler der Temperatur  $T = 5800$  K ist (die Temperatur der Sonnenoberfläche). Welche Näherungen des Planck'schen Strahlungsgesetzes existieren für kurze bzw. lange Wellenlängen und welche ist zur Berechnung des Radioflusses der Sonne geeignet? Vergleichen Sie Ihr Ergebnis mit dem tatsächlichen Wert von  $S \sim 5 \times 10^{-21} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$  und beachten Sie die Einheiten. Welcher Temperatur entspräche der gemessene Wert? Wie können Sie die Abweichung erklären? *Tipp: Der Raumwinkel der Sonne kann mit Hilfe eines Kegels abgeschätzt werden, dessen Öffnungswinkel dem Winkeldurchmesser der Sonne entspricht  $\Omega = 4\pi \sin^2(\theta/4)$ .*

**Vorübung 4:** Was ist der Ursprung der  $\lambda = 21$  cm Wasserstofflinie? Erwarten wir eine solche Linie im Sonnenspektrum?

**Vorübung 5:** Vorbereitung der Aufgabe 5.2. In diesem Versuchsteil soll von den Praktikanten selbst eine RFI Messung konzipiert und durchgeführt werden. Planen Sie eine mögliche Versuchsdurchführung anhand der in Abschnitt 6.1 beschriebenen Störeffekte, soweit dies ohne detaillierte Kenntnis der Bedienung der Teleskope möglich ist. Der mögliche Frequenzbereich des SRT beträgt 1360–1500 MHz.

**Vorübung 6:** Berechnen Sie wie groß die Flussdichte eines Handys bei 2600 MHz wäre, das isotrop mit einer Sendeleistung von 1 W sendet und sich auf dem Mond befindet. Nehmen Sie dazu an, dass das Spektrum des Handys eine *Normal-/Gaußverteilung* um 2600 MHz mit einer vollen Halbwertsbreite (FWHM) von 100 kHz sei. Vergleichen Sie das Ergebnis mit

- i) dem Ergebnis, wenn Sie an Stelle des normalverteilten Bandpasses, einen gleichverteilten Bandpass verwenden, also eine Rechteckverteilung  $f(\nu) = 1$  für  $\nu_0 - \sigma < \nu < \nu_0 + \sigma$  und  $f(\nu) = 0$  sonst.
- ii) der Flussdichte (bei der gleichen Frequenz) der drei stärksten Radioquellen am Himmel nach der Sonne: Cas A ( $S_{1.4\text{GHz}} = 2400 \text{ Jy}$ ,  $\alpha = 0.75$ ), Cyg A ( $S_{1.4\text{GHz}} = 1500 \text{ Jy}$ ,  $\alpha = 0.80$ ) und Tau A ( $S_{1.4\text{GHz}} = 810 \text{ Jy}$ ,  $\alpha = 0.27$ ; Tau A ist der Krebs Nebel M 1). Das Spektrum der drei Quellen kann als ein einfaches Potenzgesetz der Beziehung  $S_\nu \propto \nu^{-\alpha}$  angenommen werden.

## 6.3 Durchführung

### 6.3.1 Kalibration des SRT

Der eingehende Strahlungsfluss wird über das Radioteleskop in ein Ausgabesignal umgewandelt. Das Verhältnis der Intensitäten von ein- und ausgehendem Signal wird durch den Gain-Faktor bestimmt. Der Gain-Faktor ist frequenzabhängig und muss vor der Versuchsdurchführung bestimmt werden. Zur Kalibration des Bamberger SRT wird eine Rauschdiode mit bekannter Abstrahlleistung (Temperatur) verwendet, die sich im Scheitelpunkt der Parabolantenne befindet und den Fokus-Empfänger bestrahlt. Die insgesamt auf das Teleskop einwirkende Intensität wird mit der Antennentemperatur ausgedrückt. Die absolute Kalibration der Antennentemperatur erfolgt, indem das Verhältnis der Ausgabesignale bei ein- und ausgeschalteter Rauschdiode betrachtet wird:

$$\frac{P_{\text{on}}}{P_{\text{off}}} = \frac{T_{\text{Ant}} + T_{\text{noisecal}}}{T_{\text{Ant}}} \quad (6.7)$$

$T_{\text{noisecal}}$  charakterisiert die Intensität des Signals der Rauschdiode. Der vom Hersteller angegebene Wert ist  $T_{\text{noisecal}} = 200$  K. Gleichung 6.7 lässt sich leicht umformen zu:

$$T_{\text{Ant}} = \frac{T_{\text{noisecal}}}{\frac{P_{\text{on}}}{P_{\text{off}}} - 1} \quad (6.8)$$

Durch Wahl des Kommandos Ca1 im Menu der Steuersoftware, wird also auf der gegebenen Position sowohl das Signal mit ( $P_{\text{on}}$ ) und ohne Diodensignal ( $P_{\text{off}}$ ) gemessen und gemäß Glg. 6.7 verglichen. Dieser Prozess dauert nur wenige Sekunden. Über Glg. 6.8, errechnet das Programm den kalibrierten Wert  $T_{\text{Ant}}$ , in dem neben dem Beitrag der beobachteten Quelle  $T_{\text{source}}$  auch die Systemtemperatur  $T_{\text{sys}} = T_{\text{receiver}} + T_{\text{spillover}} + T_{\text{sky}}$  enthalten ist.  $T_{\text{spillover}}$  beinhaltet alle Signale, die “auf Umwegen”, d.h. nicht durch Reflektion an der Parabolantenne in den Empfänger gelangen. Ein großer Beitrag zu  $T_{\text{spillover}}$  kann z.B. durch in der Nähe der Antenne platzierte *warme* Gegenstände (Bäume, Menschen, Erdboden) entstehen. Im Allgemeinen ist  $T_{\text{spillover}}$  und damit  $T_{\text{sys}}$  elevationsabhängig. Die Hintergrundstrahlung und der Beitrag des Receivers werden durch  $T_{\text{sky}}$  bzw.  $T_{\text{receiver}}$  quantifiziert. Da die verschiedenen Beiträge nicht separiert werden können, kann die Differenz der Antennentemperatur an der Quellposition und einer Referenzposition neben der Quelle betrachtet werden, um  $T_{\text{source}}$  und  $T_{\text{sys}}$  zu trennen. Wird eine Messung aufgezeichnet, so speichert die SRT-Software immer die Antennentemperatur  $T_{\text{Ant}}$  an der entsprechenden Position. Beachten Sie, dass das Steuerprogramm immer den Wert der Antennentemperatur entsprechend Glg. 6.8 speichert und auch im rechten Teil der graphischen Oberfläche anzeigt. Der angezeigte Wert wird hierbei jedoch fälschlicherweise stets “ $T_{\text{sys}}$ ” genannt.

Bei der Kalibration sollte keine variable Quelle, wie z.B. die Richtfunkantenne der Internetverbindung der Sternwarte, im Gesichtsfeld sein. Ebenso sollten sehr starke Quellen, wie die Richtfunkantenne oder der Fernsehturm im Osten, im Kalibrationsbereich vermieden werden, da dies aufgrund von  $P_{\text{on}} \approx P_{\text{off}}$  zu Ungenauigkeiten führen kann.

Kalibriert man an Positionen an denen sich keine starke Quelle im Gesichtsfeld befindet, können Unterschiede in der ermittelten Systemtemperatur auf Spillover und Receiver zurückgeführt werden, da in diesem Fall  $T_{\text{sky}} \ll T_{\text{receiver}} + T_{\text{spillover}}$  gilt. Ändert sich zusätzlich das Spillover nicht, z.B. bei Beobachtung der gleichen Position in Azimut und Elevation, so können Variationen der Rauschtemperatur des Receivers durch wiederholte Kalibrationen (nach längeren Zeiträumen) ermittelt werden.

Hinweis: Messen Sie die kalibrierte Temperatur vor und nach jedem einzelnen Versuchsteil, um Schwankungen der Receiver-, und Spillover-Terme zu ermitteln. Da der Gain-Faktor von der Beobachtungsfrequenz abhängt, muss neu kalibriert werden, wenn diese verändert wird.

### 6.3.2 Beobachtungen der Radiosonne

Es gibt verschiedene Möglichkeiten der Sonnenbeobachtung, die hier ausprobiert werden sollen. Ein *npoint scan* führt eine Kartierung eines Himmelsausschnitts, um eine in der Katalogdatei eingetragene Quelle, in einem  $5 \times 5$  Gitter durch. Die Entfernung der Scan-Punkte wird durch die Breite der Antennenkeule definiert, die in der Katalogdatei eingetragen ist. Automatisch wird bei einem *npoint scan* auch eine offset Korrektur der Antenne durchgeführt, d.h. es wird der Offset zwischen eingetragener Quellposition und dem gemessenen Intensitätspeak angegeben.

**Aufgabe 1:** Führen Sie einen  $5 \times 5$  *npoint scan* der Sonne durch und dokumentieren Sie Ihre Ergebnisse. Nutzen Sie dazu die graphische Benutzeroberfläche zur direkten Anzeige. Dazu sollte die Messung mit dem *record*-Befehl aufgezeichnet werden. Stimmt die Position des Intensitätsmaximums mit der eingetragenen Position der Sonne überein? Notieren Sie ggf. den Offset und korrigieren Sie die Offset-Abweichung durch den Befehl *offset*. Wiederholen Sie den *npoint scan*. Stellen Sie eine Verbesserung des Pointings fest?

**Aufgabe 2:** Führen Sie mittels einer Kommandodatei einen Cross-Scan der Sonne durch, dabei handelt sich um zwei Scans der Quelle: Einen Scan in Elevations- sowie einen weiteren in Azimut-Richtung. Messen Sie in Ein-Grad Schritten. Es empfiehlt sich, hierfür das *offset* Kommando zu verwenden.

Zeichnen Sie die Messung auf (`record`). Erstellen Sie jeweils ein hintergrund-subtrahiertes Diagramm, das die Antennentemperatur als Funktion des Offsets in Azimut bzw. Elevation zeigt (Dafür empfohlene Programme sind: ISIS oder `gnuplot`) und ermitteln Sie damit die FWHM (Full Width at Half Maximum) der Antennenkeule. Ist dieser Wert beim Scan in Azimut und Elevation identisch?

**Aufgabe 3:** Bestimmen Sie aus dem Peak des Cross-Scans den gemessenen Radiofluss der Sonne und vergleichen Sie diesen mit dem aktuellen Wert des *Space Weather Prediction Center* (SWPC, <http://www.swpc.noaa.gov/>) der US-amerikanischen *National Oceanic and Atmospheric Administration* (NOAA) ([ftp://ftp.ngdc.noaa.gov/STP/swpc\\_products/daily\\_reports/space\\_weather\\_indices/](ftp://ftp.ngdc.noaa.gov/STP/swpc_products/daily_reports/space_weather_indices/)) und unter Berücksichtigung der geometrischen Fläche des SRT nach Gleichung (6.6). Ist der Vergleich mit dem 10.7 cm Fluss<sup>4</sup> gerechtfertigt? Schätzen Sie den Fehler ab.

**Aufgabe 4:** Das SWPC stellt auf seiner Webseite auch monatlich gemittelte Radiomessdaten der Sonne (<ftp://ftp.swpc.noaa.gov/pub/weekly/RecentIndices.txt>) seit 1991 zur Verfügung. Erstellen Sie aus den gesamten monatlich gemittelten 10.7 cm Werten des SWPC eine Radiolichtkurve der Sonne. Vergleichen Sie diese mit der Sonnenfleckaktivität, die aus der selben Datei des SWPC bestimmt werden kann.

### 6.3.3 Radio Frequency Interference

Ein großes Problem in der Radioastronomie ist die Überlagerung der schwachen zu messenden Signale kosmischer Himmelsquellen durch künstliche, meist menschengemachte Störsignale. Diese sogenannte *radio frequency interference* oder kurz RFI ist das radioastronomische Analogon zur *Lichtverschmutzung* in der optischen Astronomie, die in den vergangenen Jahrzehnten so viele optische Observatorien aus den Städten und im Extremfall sogar in fast gänzlich unbewohnte (und somit unbeleuchtete) Gebiete getrieben hat. Die Situation in der Radioastronomie ist sogar schlechter, weil die zu messenden Signale im Vergleich zu den Störsignalen wesentlich schwächer sind.

Nach internationalem Übereinkommen sind Radiofrequenzen in Blöcke oder sogenannte *Bänder* eingeteilt, von denen die wissenschaftlich bedeutendsten für die Radioastronomie reserviert sind. Das Senden innerhalb dieser reservierten Bänder ist auf der ganzen Welt untersagt. Allerdings gibt es aus verschiedenen Gründen doch durch Menschen verursachte Störstrahlung innerhalb der radioastronomischen Bänder. Dies liegt zum Einen daran, dass manche Emmitter, deren nominale Sendefrequenz nahe an einer astronomischen Bandgrenze liegen, eine (unbeabsichtigt) große Bandbreite haben können, so dass ein Teil ihrer Sendeleistung in das astronomische Band "hinüberschwappt". Zum Anderen emittieren viele Transmitter auch (unbeabsichtigt) Strahlung bei den Vielfachen ihrer nominalen Frequenz ("Obertöne").

Messbare RFI wird erzeugt durch Handys, WLAN Laptops, Garagentüröffnern, Mikrowellen und selbst den Zündkerzen vorbeifahrender Autos (aus diesem Grund sind auf dem Gelände des National Radio Astronomical Observatory (NRAO) in Green Bank, West Virginia, USA, nur uralte Dieselfahrzeuge ohne Zündkerzen und Bordelektronik erlaubt). Eine große Gefahr für die Radioastronomie geht auch von Satelliten aus, weil diese exakt in der selben Richtung zu finden sind, in die Teleskope in der Regel schauen: oben. Zur Vertiefung sei auf Thompson et al. (1991), Crawford (1991) und Cohen & Sullivan (2001) hingewiesen, sowie auf die Webseite der NRAO National Radio Quiet Zone (<http://www.gb.nrao.edu/nrqz/nrqz.shtml>). In diesem Versuchsteil soll der Einfluss und die Stärke von RFI demonstriert werden.

#### Aufgabe 5:

- i) Messen Sie das Spektrum des Satelliten Afristar. Recherchieren Sie dazu die Sendefrequenzen des Satelliten und wählen Sie ein geeignetes Frequenzintervall.
- ii) Führen Sie die in Vorübung 5 geplante Messung durch.

Vergleichen Sie die Stärke der RFI Signale mit der Intensität der Sonne.

---

<sup>4</sup>Die auf der SWPC Seite verwendete Größe der Solaren Fluss-Einheit (solar flux unit, sfu) ist definiert als  $1 \text{ sfu} = 10^{-22} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} = 10000 \text{ Jy}$ .

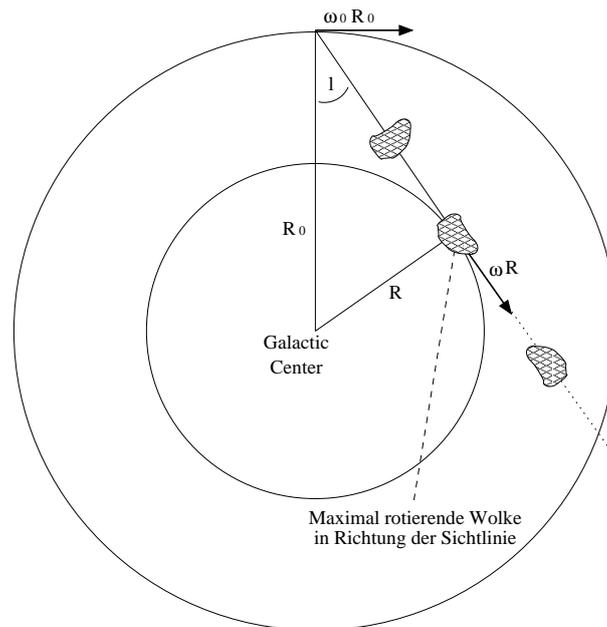


Abbildung 6.2: Skizze zur Messung der Galaktischen Rotation

### 6.3.4 Messung der 21 cm Linie des neutralen Wasserstoffs in der Galaxis

Wasserstoff ist das häufigste Element im Kosmos und stellt rund 80 % der Masse der sichtbaren baryonischen Materie. Typische Temperaturen in interstellaren H I Wolken sind  $\sim 100$  K, so dass sich die Atome in ihrem Grundzustand befinden. Ein solches Wasserstoffatom besteht aus einem Proton und einem Elektron, das sich in einer sehr nahen Bahn um den Kern (das Proton) befindet. Beide Teilchen haben einen *Spin*, der eine vektorielle Größe ist. Die beiden Spins können nun entweder parallel oder antiparallel angeordnet sein, was zwei unterschiedlichen Energiezuständen des gesamten Systems entspricht. Energetisch liegt der antiparallele Zustand niedriger, so dass bei einem *Spin-Flip* eines zunächst parallelen Elektronenspins zu einem antiparallelen Elektronenspin (jeweils bezogen auf den Spin des Protons) Energie frei wird. Die Energiedifferenz entspricht gerade einem Photon der Wellenlänge 21 cm, bzw. der Frequenz 1.420 GHz. Dieses ist allerdings ein verbotener Übergang, bei dem der obere Energiezustand eine sehr lange Lebensdauer hat und normalerweise durch Stöße entvölkert wird, bevor der 21 cm-Übergang stattfinden kann. Der Übergang tritt deshalb nur in Gebieten mit sehr niedriger Teilchendichte und geringer Temperatur (wie in kalten interstellaren Materiewolken) auf.

Die 21 cm-Linie ist ein außerordentlich wichtiges Werkzeug der Radioastronomie, weil sie die nahezu einzige Möglichkeit darstellt, Wasserstoff in seinem Grundzustand auf großen Skalen zu untersuchen. Innerhalb unserer eigenen Galaxis versperrt uns interstellarer Staub den Blick auf weite Teile der Milchstraße. Die selben Bereiche sind dagegen für Radiowellen optisch dünn, d.h. transparent.

Die ursprünglich sehr dünne 21 cm-Linie wird zunächst durch die thermische Bewegung der Atome verbreitert.

**Aufgabe 6:** Berechnen Sie aus der Dopplerformel  $\Delta\nu/\nu = v/c$  die Frequenzänderung, die einer thermischen Bewegung bei 100 K ( $\sim 1 \text{ km s}^{-1}$ ) entspricht.

H I Linienprofile, die deutlich über diesen Wert hinausgehen, sind auf die unterschiedlichen Rotationsgeschwindigkeiten der unterschiedlichen Wolken in unterschiedlichen Bereichen der Galaxis zurückzuführen. Blicken wir auf einen Punkt innerhalb der Milchstraße, so liegen entlang unserer Sichtlinie viele verschiedene H I Wolken, z.B. in verschiedenen Spiralarmen der Galaxis, die durch die Rotation der Galaxis unterschiedliche Relativgeschwindigkeiten zu uns haben.

Die am stärksten **positive** Geschwindigkeit eines H I Profils ist ein Maß für die maximale Rotationsgeschwindigkeit von Gas entlang dieser Sichtlinie. Es gilt für die Geschwindigkeit eines Kanals der

Frequenz  $f$

$$v_{\text{observed}} = \frac{(1420.406 \text{ MHz} - f)c}{1420.406 \text{ MHz}} - v_{\text{lsr}} \quad (6.9)$$

Die Bewegung der Sonne  $v_{\text{lsr}}$  relativ zum *local standard of rest* kann als bekannt vorausgesetzt werden. Die entsprechende Komponente von  $v_{\text{lsr}}$  in Blickrichtung wird von der SRT Software angezeigt (In Messtabelle aufnehmen!). Die Entfernung der Sonne zum Galaktischen Zentrum beträgt  $R_0 = 8.5 \text{ kpc}$  ( $1 \text{ pc} = 3.086 \times 10^{16} \text{ m}$ ). An der Position der Sonne beträgt die Galaktische Rotation  $\omega_0 R_0 = 220 \text{ km s}^{-1}$ . Die Geschwindigkeitskomponente in Blickrichtung hängt von dem Winkel  $l$  zum Galaktischen Zentrum ( $l$ : Galaktische Länge) ab und muss bei der Bestimmung von  $v_{\text{rot}}$ , ebenso wie  $v_{\text{lsr}}$  berücksichtigt werden. Daher ergibt sich die tatsächliche Rotationsgeschwindigkeit der Galaxis im Abstand  $R$  vom Zentrum zu

$$v_{\text{rot}}(R) = v_{\text{observed}}(R) + \omega_0 R_0 \sin(l) . \quad (6.10)$$

**Aufgabe 7:** Die Milchstraße ist nicht immer sichtbar. Bestimmen Sie einen geeigneten Beobachtungszeitraum mit Hilfe des Simulationsmodus der SRT Software (siehe Abschnitt 10.0.1). Berücksichtigen Sie dabei, dass nicht beide Teleskope gleichzeitig bei der selben Frequenz beobachten können. Sprechen Sie sich daher gegebenenfalls mit den anderen Gruppen ab.

**Aufgabe 8:** Messen Sie die H I Linienprofile entlang galaktischer Längen in  $5^\circ$ -Schritten für mindestens 300 s und stellen Sie diese grafisch dar. Achten Sie auf die Verwendung des korrekten Frequenzmodus 4 (1220 kHz Bandbreite) und record-Modus 2 (Aufzeichnung von  $v_{\text{lsr}}$ ). Zeichnen Sie in einer Messtabelle die gemessenen Koordinaten ( $l, b$ ), die Frequenz der maximalen Rotverschiebung der H I Linie, und die Komponente von  $v_{\text{lsr}}$  für diese Blickrichtung auf. Errechnen Sie daraus die entsprechende gemessene Geschwindigkeit  $v_{\text{observed}}$ , den Abstand zum Galaktischen Zentrum  $R$  der maximal rotierenden H I Wolke, sowie die zugehörige Rotationsgeschwindigkeit  $v_{\text{rot}}$ . Sie können Ihre Messungen an jedem Punkt des Himmels stets vergleichen mit dem H I Linienprofil des Leiden-Argentine-Bonn (LAB) Surveys (<http://www.astro.uni-bonn.de/hisurvey/euhou/LABprofile/>). Tragen Sie die gemessenen Werte in einem Diagramm als Funktion von  $R$  auf, um eine Rotationskurve der Galaxis zu erhalten. Zeigen Sie dabei auch die Unsicherheit der Rotationsgeschwindigkeit die aus der Unsicherheit der maximal rotverschobenen Frequenz resultiert. Markieren Sie in einem gemessenen Spektrum beispielhaft die abgelesene Frequenz, sowie die abgeschätzte Frequenzunsicherheit. Alle gemessenen Spektren sollen im Anhang gezeigt werden.

Zur Vertiefung sei Kapitel 4 in Kellermann & Verschuur (1988) empfohlen.

### 6.3.5 Auswertung

Es wird empfohlen die Auswertung mit S-Lang (siehe Kapitel 13) zu machen, da dort spezielle Funktionen geschrieben wurden um die Arbeit zu erleichtern. Diese Funktionen werden in den nächsten Unterkapiteln genauer vorgestellt.

Trotzdem können die Aufgaben natürlich mit jedem beliebigem Programm bearbeitet werden.

### 6.3.6 Format der Aufzeichnungsdatei

Die Daten der Messungen werden im ASCII-Format aufgezeichnet. Die erste Zeile ist eine Kommentarzeile (Beginn mit \*), die den Längen- und Breitengrad der Station angibt. Danach folgen etwaige Kommandos und die Datenzeilen. Sie bestehen immer aus folgenden Einträgen: Zeitstempel, Azimut, Elevation, Azimut-Offset, Elevation-Offset, Mittenfrequenz (MHz), Frequenzauflösung (MHz), Frequenzmodus, Anzahl der Kanäle und schließlich die Messergebnisse. Beim Aufnahmemodus 2 folgt nach den Messergebnissen noch der Wert für  $v_{\text{lsr}}$ .

Der Zeitstempel hat folgendes Format:

yyyy:ddd:hh:mm:ss

Eine Aufzeichnungsdatei sieht beispielsweise so aus:

```
* STATION LAT= 49.90 DEG LONGW= 349.10
* messung.cmd: line 2 : record messung.rad 2
* messung.cmd: line 3 : freq 1420.4 4
* messung.cmd: line 4 : galactic 90 0
* messung.cmd: line 5 :300
2014:070:02:46:40 50.6 31.5 0.0 0.0 1419.79 0.00781250 4 156 22.1 29.2
57.4 116.6 238.7 422.9 ... vlsr -38.43
2014:070:02:46:48 50.6 31.5 0.0 0.0 1419.79 0.00781250 4 156 36.9 42.6
69.4 130.1 251.8 430.5 ...
```

Hier wurde zum Beispiel die Kommandodatei `messung.cmd` gestartet, die die Aufnahme im Modus 2 in der Datei `messung.rad` gespeichert hat.

### 6.3.7 Daten einlesen: SRT\_read

Um die aufgenommene Datei (zum Beispiel `messung.rad`) einzulesen, wird die Funktion `SRT_read` verwendet. Dazu muss ISIS gestartet werden und dort dann:

```
require("isisscripts");
variable all_dat = SRT_read("messung.rad");
```

Damit wurden alle in `messung.rad` vorhandenen Informationen in ISIS importiert und in der Variable `all_dat` gespeichert. Nun ist es für die unterschiedlichen Aufgaben wichtig an die *richtige* Information aus dieser Variable heranzukommen, wozu man verstehen muss wie diese Variable aufgebaut ist. Zunächst wird die komplette Datei in *chunks* unterteilt, wobei jeder chunk einer einzelnen Messung entspricht. Alle in `messung.rad` vorhanden chunks können mit

```
SRT_show_chunks(all_dat);
```

angezeigt werden. Dies könnte dann zum Beispiel so aussehen:

```
chunk 0:    1 lines after 'messung.cmd: line 8 : galactic 0 0'
chunk 1:   26 lines after 'messung.cmd: line 9 : 200'
chunk 2:    1 lines after 'messung.cmd: line 10 : galactic 5 0'
chunk 3:   26 lines after 'messung.cmd: line 11 : 200'
chunk 4:    1 lines after 'messung.cmd: line 12 : galactic 10 0'
...
```

In der ersten Spalte steht die Nummer des chunks. Die Zahl bei `x lines after` gibt die Anzahl der Spektren an, die bei dieser Messung gemacht wurden. Mit einem Blick in `messung.rad` kann man sich überzeugen, dass dies der Anzahl der Zeilen in der Datei entspricht. Dort sieht man auch, dass vor jeder Messung zusätzliche Information stehen, die nach `x lines after` ebenfalls angezeigt werden. Wenn man dann den gewünschten chunk (z.B. 3) identifiziert hat, kann man ihn ganz einfach mit

```
variable chunk = all_dat[3];
```

in einer neuen Variable (hier `chunk`) speichern. Dieser einzelne chunk ist nun selbst eine große Struktur, in dessen Feldern alle benötigten Informationen stehen. Mit `print(chunk)`; kann man sich alle Felder ausgeben lassen. Im Folgenden wird erklärt, wie man sich damit die gewünschten Größen ausrechnen kann.

**Tipp für Experten:** Ein chunk ist eine große Struktur, in der noch viel mehr hilfreiche Einträge zu finden sind, als die unten vorgestellten. Die Bedeutung sollte sich aus den Namen der Felder erschließen.

## Der npoint-scan

Für den npoint-scan wird für jede Antennenposition der Mittelwert der Antennentemperatur im gemessenen Frequenzband benötigt. Wir nehmen im Folgenden an, dass der gewünschte chunk schon in npoint gespeichert wurde (siehe Abschnitt 6.3.7).

In diesem chunk sind nun alle Spektren für jede Antennenposition des  $5 \times 5$ - Gitters gespeichert. `print(npoint.spec[i]);` gibt die gemessene Antennentemperatur für jeden Kanal des Frequenzbands für die *i*-te Antennenposition an. Den Offset des Azimut und der Elevation dafür kann man sich mit `print(npoint.azoff[i]);` und `print(npoint.eloff[i]);` anzeigen lassen. Damit lassen sich die einzelnen Spektren zu den Pixeln des zu erstellenden Bildes zuordnen.

Um den Mittelwert der Antennentemperatur zu bestimmen muss man nun über die *guten* Kanäle jedes Spektrums mitteln. Eine gute Annahme ist, die ersten und letzten 8 Kanäle dafür wegzuschneiden. Dies alles kann mit folgender Zeile gemacht werden:

```
print( mean(npoint.spec[i][[8:55]]) );
```

Dies bedeutet: Von dem *i*-ten Spektrum (welches aus 64 Kanälen besteht) werden mit `[[8:55]]` nur die Kanäle 9 bis 56 ausgewählt (arrays in S-Lang fangen bei 0 und nicht bei 1 an, siehe Kapitel 13) und mit der Funktion `mean` deren Mittelwert gebildet und ausgegeben.

Die resultierenden 25  $T_{Ant}$ -Mittelwerte sollen anschließend mit einem beliebigen Programm (zum Beispiel `gnuplot`) als 2D-Plot des  $5 \times 5$ - Gitters geplottet werden. Dazu empfiehlt es sich die gemittelten Antennentemperaturen mit den zugehörigen Koordinaten in eine extra Textdatei zu speichern.

## Der cross-scan

Bei dem cross-scan wird nun aus der eingelesenen `.rad`-Datei (die im obigen Beispiel in die Variable `all_dat` eingelesen wurde) der Bereich eines Scans in einer bestimmten Richtung (Azimut oder Elevation) folgendermaßen ausgewählt:

```
variable az = all_dat[[i_start: i_end]];
```

Somit werden in dieser Variable alle chunks von `i_start` bis `i_end` gespeichert. Um nun die mittlere Antennentemperatur (Mittelung über den Bandpass, siehe Abschnitt 6.3.7) an einer bestimmten Position so zu speichern, dass sie danach einfach ausgegeben werden können, benötigt man eine `for`-Schleife der Art:

```
variable i;  
variable mean_flux = Double_Type[length(az)];  
for( i=0; i < length(az); i++) {  
    mean_flux[i]= mean(az[i].spec[0][[8:55]]);  
};
```

Die letzte Doppelklammer (`[[8:55]]`) stellt hierbei wieder sicher, dass nur *guten* Kanäle von 9 bis 56 verwendet werden.

Mit einem einfachen `print(mean_flux);` lassen sich die gemittelten Flusswerte ausgeben, um dann in einer Textdatei gespeichert und zum Beispiel mit `gnuplot` weiterbearbeitet werden.

## Messung der Rotationsgeschwindigkeit der Milchstraße

Bei dieser Messung enthält jeder chunk (hier im Beispiel `one_pointing`) eine gewisse Anzahl an Spektren für *eine* bestimmte Blickrichtung, abhängig von der Pointing-Dauer. Jedes Spektrum hat 156 Kanäle und das *i*-te Spektrum daraus kann man sich zum Beispiel anzeigen lassen durch:

```
plot([1:156], one_pointing.spec[i]);
```

Um ein verwertbares Spektrum der Wasserstofflinie an diesem Punkt zu erhalten, müssen die Spektren der einzelnen Scans gemittelt werden. Um später die Dopplerverschiebung der Linie zu bestimmen, werden die Kanäle des Empfängers außerdem noch in die entsprechenden Frequenzen umgerechnet. Diese Schritte werden von der Funktion `SRT_spectrum` durchgeführt, welche einen Plot des jeweiligen Spektrums zurückgibt. Außerdem werden automatisch die schlechten Kanäle am Anfang und Ende des Spektrums weggeschnitten. Das folgende Beispiel gibt die Datei `spec1.ps` im aktuellen Arbeitsverzeichnis aus, welche das gemittelte Spektrum für die entsprechende Antennenposition darstellt:

```
variable one_pointing = all_dat[2]; % Der richtige chunk ist z.B. der zweite.  
variable spectrum = SRT_spectrum (one_pointing; filename="spec1");
```

**Danksagung:** Wir bedanken uns herzlich bei Prof. Dr. Franz Kerschbaum von der Universität Wien, der erheblich zur "Inspiration" zu diesem Versuch beigetragen hat. Das ausgezeichnete SRT Anwenderhandbuch der Uni Wien ist unter <http://www.univie.ac.at/radio/t5/srtmanual.pdf> erhältlich und hat uns bei der Dokumentation dieses Versuchs sehr geholfen.

## Literaturverzeichnis

- Cohen, R. J., & Sullivan, W. T. (2001), *Preserving the Astronomical Sky*, 196, San Francisco: ASP
- Crawford, D. L. (1991), *Light pollution, radio interference, and space debris*, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 17, San Francisco: ASP
- Kellermann, K. I., & Verschuur, G. L. (1988), *Galactic and Extragalactic Radio Astronomy (2nd edition)*, Berlin and New York: Springer-Verlag
- Kraus, J. D. (1986), *Radio Astronomy*, Powell: Cygnus-Quasar Books
- Thompson, A. R., Vanden Bout, P. A., & Gergely, T. E. (1991), *Interference and radioastronomy*, Physics Today, 44, 41

# Kapitel 7

## Spektroskopie & Spektralklassifikation

### 7.1 Einleitung

Um Sterne untersuchen zu können, werden Spektrographen benutzt. Mit Hilfe dieser Geräte lässt sich Licht in seine Bestandteile, d.h. in die einzelnen Farben, zerlegen. Abbildung 7.1 zeigt schematisch den Aufbau und Strahlengang eines Gitterspektrographen wie er auch im Praktikum verwendet wird. Die wesentlichen Komponenten und ihre Aufgaben sind:

- **Teleskop:** Sammelt das vom Stern abgestrahlte Licht und fokussiert es in der Brennebene.
- **Spalt:** Dient zur Abschirmung von unerwünschtem Streulicht. Wie später gezeigt wird, hat die Spaltbreite  $b$  erheblichen Einfluss auf die Qualität des aufgenommenen Spektrums.
- **Kollimator:** Sorgt dafür, dass das Sternlicht parallel auf das Dispersionselement fällt und somit ein sinnvolles Interferenzmuster entsteht.
- **Dispersionselement:** Das Herzstück eines Spektrographen. Trennt das Licht anhand der Wellenlänge in seine Bestandteile. Kann ein Prisma oder ein (Reflektions-)Gitter sein.
- **Kamera-Objektiv:** Bildet das erzeugte Spektrum auf den CCD Detektor ab.
- **CCD Detektor:** Erzeugt ein digitales Bild des Spektrums.

Das Dispersionselement im Bamberger Spektrographen ist ein Blaze-Reflektionsgitter wie es in Abbildung 7.2 skizziert ist. Die regelmäßig angeordneten, geneigten Furchen bilden eine gitterförmige Struktur. Genau wie die Spalte in einem Transmissionsgitter führen diese (verspiegelten) Furchen zu einer periodischen Phasenvariation und somit zur Dispersion des reflektierten Lichtes in die einzelnen Farben. Die Neigung der Furchen um den Blaze-Winkel  $\Theta$  relativ zum *Lot des Gitters* hat zur Folge, dass das Intensitätsmaximum – hervorgerufen durch ungestreutes Licht auf dem klassischen Lichtweg, also *betragsmäßig* gleichem Einfall- und Ausfallwinkel relativ zum *Lot der Furche*, und somit  $\alpha + \beta = 2\Theta$  (Vorzeichenkonvention aus Abbildung 7.2 berücksichtigen) – in Richtung des dispergierten Lichtes verschoben wird. Auf diese Weise werden Lichtverluste minimiert. Die Bedingung für konstruktive Interferenz kann aus dem Huygensschen Prinzip und der Tatsache, dass der Gangunterschied  $\Delta s$  zweier Lichtwellen ein ganzzahliges Vielfaches  $n$  der Lichtwellenlänge  $\lambda$  sein muss, abgeleitet werden<sup>1</sup>. Mit Hilfe von Abbildung 7.2 (Vorzeichenkonvention beachten!) und ein wenig Geometrie ergibt sich folgende Gleichung:

$$d(\sin \alpha + \sin \beta) = \Delta s \stackrel{!}{=} n\lambda. \quad (7.1)$$

Hier ist  $d$  der Abstand zweier Furchen,  $n$  die Beugungsordnung,  $\alpha$  der Einfall- und  $\beta$  der Ausfallwinkel des Lichts relativ zum Lot des Gitters. Während  $\beta$  einen durch die Größe des CCD Detektors limitierten

<sup>1</sup>Veranschaulichung am Doppelspalt:

<http://www.leifiphysik.de/themenbereiche/beugung-und-interferenz/versuche#lightbox=/themenbereiche/beugung-und-interferenz/lb/doppelspalt-animationen-doppelspalt-keimung>

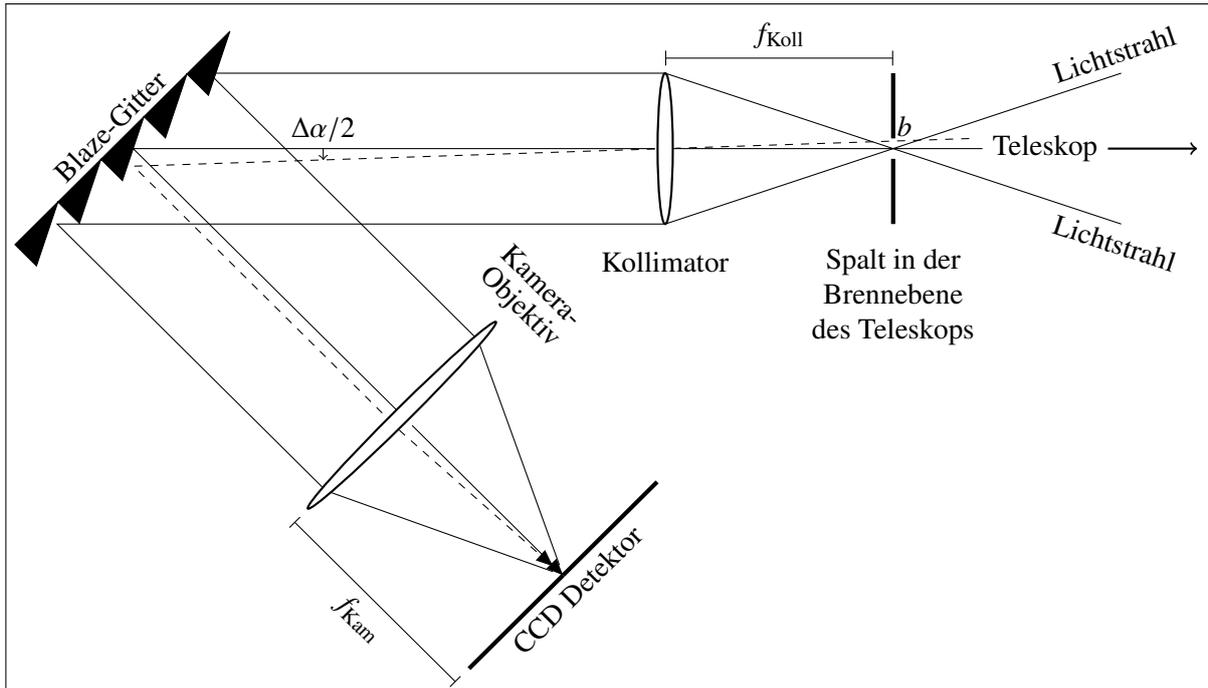


Abbildung 7.1: Schematischer Aufbau und Strahlengang eines Gitterspektrographen. Hierbei ist  $f_{\text{koll}}$  die Kollimatorbrennweite,  $f_{\text{kam}}$  die Kamerabrennweite,  $b$  die Spaltbreite und  $\Delta\alpha$  der aus Sicht des Gitters vom Spalt umspannte Winkelbereich. Die gestrichelte Linie ist ein alternativer Lichtstrahl, der vom Rand des Spaltes kommt.

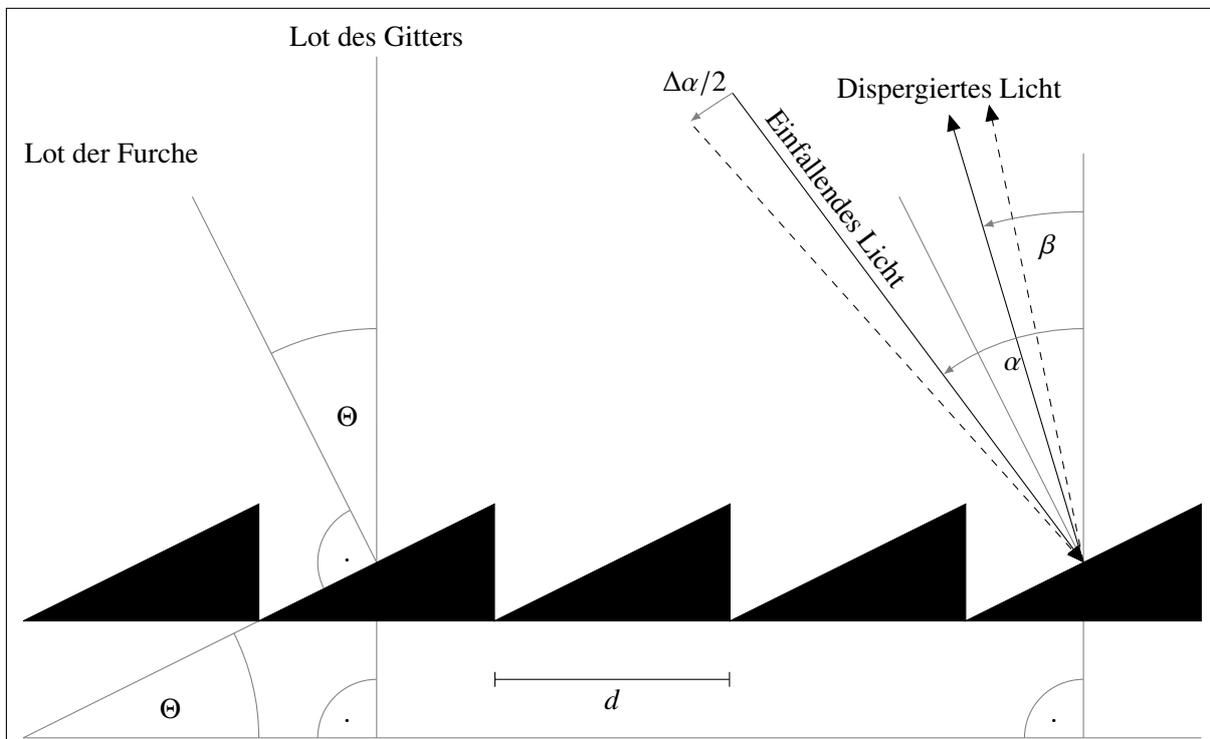
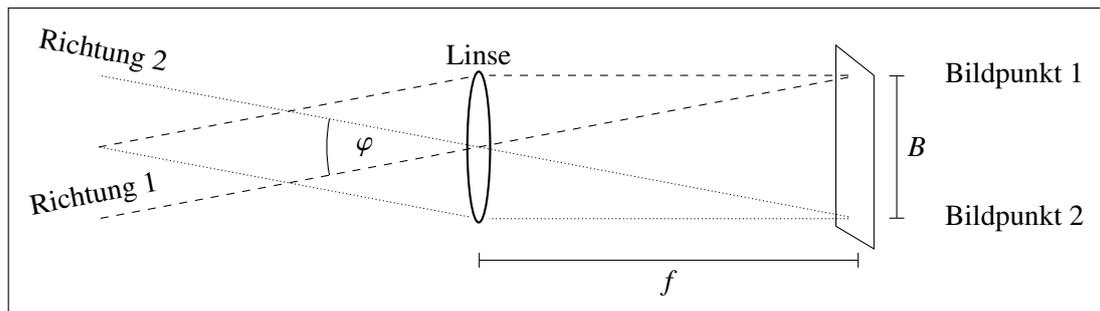


Abbildung 7.2: Blaze-Gitter und Definitionen damit verbundener Größen:  $d$  ist der "Spaltabstand", d.h. der Abstand zweier Furchen,  $\Theta$  der Blaze-Winkel,  $\alpha$  der Einfall- und  $\beta$  der Ausfallwinkel (Beugungswinkel) des Lichts. Bemerkung:  $\alpha$  und  $\beta$  werden relativ zum Lot des Gitters gemessen und sind vorzeichenbehaftet. Winkel entgegen dem Uhrzeigersinn sind positiv, im Uhrzeigersinn negativ.


 Abbildung 7.3: Abbildungsmaßstab einer Linse mit Brennweite  $f$  bei unendlicher Gegenstandsweite.

Wertebereich einnehmen kann, sind  $d$ ,  $n$  und  $\alpha$  gerätespezifische, feste Größen. Gleichung 7.1 erlaubt folglich die Berechnung des Beugungswinkels  $\beta$  in Abhängigkeit der Wellenlänge  $\lambda$ .

Ein wesentliches Qualitätsmerkmal eines Spektrums ist das spektrale Auflösungsvermögen  $R$ , definiert als das Verhältnis von Wellenlänge  $\lambda$  zur zugehörigen Unschärfe  $\Delta\lambda$ , also dem minimalen Abstand im Spektrum mit dem zwei Punkte gerade noch unterschieden werden können:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}. \quad (7.2)$$

Zwei Prozesse sind für das Verschmieren von  $\lambda$  und somit für die Begrenzung von  $R$  verantwortlich. Zum einen kommt es bei der Beugung des Lichtes am Gitter zum Verwaschen der Linien. Mit dem Rayleighschen Kriterium – das Hauptmaximum einer Wellenlänge fällt mit dem ersten Beugungsminimum der anderen zusammen – ergibt sich (für Details siehe Vorlesung Experimentalphysik 3: Optik und Quantenphänomene):

$$R_{\text{Gitter}} = nN. \quad (7.3)$$

Hierbei ist  $n$  wieder die Beugungsordnung und  $N$  die Zahl der ausgeleuchteten Spalte oder Furchen.

## 7.2 Vorbereitung

### Die Rolle des Spaltes

Die Ausdehnung  $b$  des Eintrittsspals ist der zweite Aspekt, der dazu führt, dass beliebig nahe Punkte im Spektrum nicht voneinander getrennt werden können. Aufgrund der endlichen Spaltbreite trifft das Licht nicht nur parallel auf das Gitter, sondern auch leicht geneigt dazu (siehe gestrichelte Linien in Abb. 7.1, 7.2). Entsprechend variiert der Einfallswinkel  $\alpha$  um einen kleinen Bereich  $\Delta\alpha$ .

#### Vorübung 1:

- a) Erläutern Sie anhand von Abbildung 7.3, dass für den Abbildungsmaßstab einer Linse gilt:

$$B = f\varphi. \quad (7.4)$$

Tipp: Kleinwinkelnäherung wegen  $\varphi \ll 1$  möglich.

- b) Welchen Winkelbereich  $\Delta\alpha$  umspannt der Spalt aus Sicht des Gitters?  
 c) Leiten Sie Gleichung 7.1 nach  $\alpha$  ab und ermitteln so einen Ausdruck für  $d\lambda/d\alpha$ ! Verwenden Sie dabei die Tatsache, dass  $d$ ,  $\beta$  und  $n$  unabhängig von  $\alpha$  sind.  
 d) Bestimmen Sie unter Benutzung der linearen Näherung  $\Delta\lambda = d\lambda/d\alpha \Delta\alpha$  die durch die Spaltbreite  $b$  verursachte Wellenlängenunschärfe  $\Delta\lambda$ . Welche Eigenschaft muss  $b$  erfüllen, damit die Näherung gerechtfertigt ist?

Wie in Vorübung 1 gesehen, führen die leicht unterschiedlichen Einfallswinkel  $\Delta\alpha$  zu einem Verschmieren  $\Delta\lambda$  und entsprechend zu einer endlichen Auflösung:

$$R_{\text{Spalt}} = \frac{n f_{\text{Koll}}}{d b \cos \alpha} \lambda. \quad (7.5)$$

Die durch die Spaltbreite vorgegebene Auflösung (Gleichung 7.5) ist typischerweise deutlich kleiner als die des Gitters (Gleichung 7.3). Daher kann in sehr guter Näherung davon ausgegangen werden, dass das Auflösungsvermögen des gesamten Spektrographen durch Gleichung 7.5 beschrieben wird.

Spektren mit hoher Auflösung sind erstrebenswert, da sie viele Details offenbaren, die in niedrig aufgelösten Spektren verborgen bleiben. Aus diesem Grund sollten die Parameter in Gleichung 7.5 so gewählt werden, dass  $R$  möglichst groß wird. Aufgrund von praktischen und technischen Hindernissen ist dies nur bis zu einem gewissen Grad möglich. Die zwei einfachsten Maßnahmen zur Optimierung des Auflösungsvermögens sind die Spaltbreite  $b$  zu verkleinern und in hohen Beugungsordnungen  $n$  zu beobachten. Beides geht jedoch mit Nachteilen einher. Wie in Vorübung 2 gezeigt wird, besitzen Sterne eine durch das örtliche Seeing verursachte, nicht zu vernachlässigende Ausdehnung in der Fokalebene des Teleskops. Ist  $b$  kleiner als der in der Aufgabe berechnete lineare Durchmesser, führt dies zu unerwünschten Lichtverlusten am Spalt. Daher darf die Spaltbreite nicht zu klein sein.

### Vorübung 2:

Welche Ausdehnung (in  $\mu\text{m}$ ) hat ein Stern aufgrund des durchschnittlichen Bamberger Seeings von  $2.5''$  in der Fokalebene des 40 cm Teleskops ( $f_{\text{Teleskop}} = 4.064 \text{ m}$ ) und des 50 cm Teleskops ( $f_{\text{Teleskop}} = 3.454 \text{ m}$ )? Was wäre demnach ein guter Wert für die Spaltbreite  $b$ ?

## Echelle Spektrograph

Die Verwendung von hohen Beugungsordnungen  $n$  birgt das Problem, dass diese Ordnungen nach Gleichung 7.1 sehr stark überlappen, d.h. Licht verschiedener Ordnungen und Wellenlängen unter dem gleichen Winkel  $\beta$  gebeugt werden:

**Vorübung 3:** Für festen Einfallswinkel  $\alpha$  und Spaltabstand  $d$ : Licht welcher Wellenlänge  $\lambda_{32/48/54}$  wird in Ordnung  $n = 32$ ,  $n = 48$ ,  $n = 54$  unter dem gleichen Ausfallwinkel  $\beta$  gebeugt wie Licht der Wellenlänge  $\lambda_{33} = 6662.2686 \text{ \AA}$  in Ordnung  $n = 33$ ?

Beispielsweise überlappt nahezu das gesamte, mit dem Auge sichtbare Licht ( $3800 \text{ \AA} < \lambda < 7800 \text{ \AA}$ ), wenn man Ordnungen im Bereich  $30 < n < 58$  in Betracht zieht. Will man mit so großen Ordnungen arbeiten, müssen die einzelnen Beugungsordnungen voneinander getrennt werden. Dies kann mit Hilfe eines "Querdispersions-elementes" geschehen, also einem zweiten Gitter oder Prisma welches zur Dispersionsrichtung des Blaze-Gitters um  $90^\circ$  gedreht ist. Das resultierende, stufenförmige Spektrum wird als Echelle-Spektrum (aus dem Französischen: Stufe, Leiter) bezeichnet. Abbildung 7.4 zeigt dieses Prinzip schematisch am Beispiel zweier überlappender Ordnungen. Anstatt das gesamte Spektrum in einer Ordnung zu beobachten, kann man durch geschickte Wahl der involvierten Parameter  $n$ ,  $\alpha$ ,  $\beta$  und  $d$  erreichen, dass jede einzelne überlappende Ordnung jeweils einen kleinen, exklusiven Teilbereich des Spektrums abdeckt. Durch Zusammenfügen der Einzelordnungen entsteht schließlich das komplette Spektrum. Dieser Ansatz hat den Vorteil, dass nur ein relativ kleiner, quadratischer CCD Chip erforderlich ist, um den vollständigen Spektralbereich zu erhalten. Welche Beugungsordnung welchen Bereich des Spektrums abdeckt, lässt sich anhand des klassischen, ungebeugten Lichtwegs mit maximaler Intensität und der Eigenschaft  $\alpha + \beta = 2\Theta$  (siehe oben) herausfinden. Die zugehörige Wellenlänge  $\lambda_n^0$  wird als Blaze-Wellenlänge bezeichnet und ergibt sich aus Gleichung 7.1 zu

$$n\lambda_n^0 = d(\sin \alpha + \sin \beta) \Big|_{\alpha+\beta=2\Theta} = d [\sin \alpha + \sin (2\Theta - \alpha)] . \quad (7.6)$$

Ersetzt man in Gleichung 7.5  $\lambda$  durch  $\lambda_n^0$ , so hat man eine sehr gute Näherung für die Auflösung  $R_{\text{Echelle}}$  eines Echelle Spektrographen. Es lässt sich zeigen:

$$R_{\text{Echelle}} \approx K = \text{konstant} . \quad (7.7)$$

Hierbei ist  $K$  eine gerätespezifische Konstante, die sich aus den in Tabelle 7.1 aufgelisteten Werten berechnen lässt.

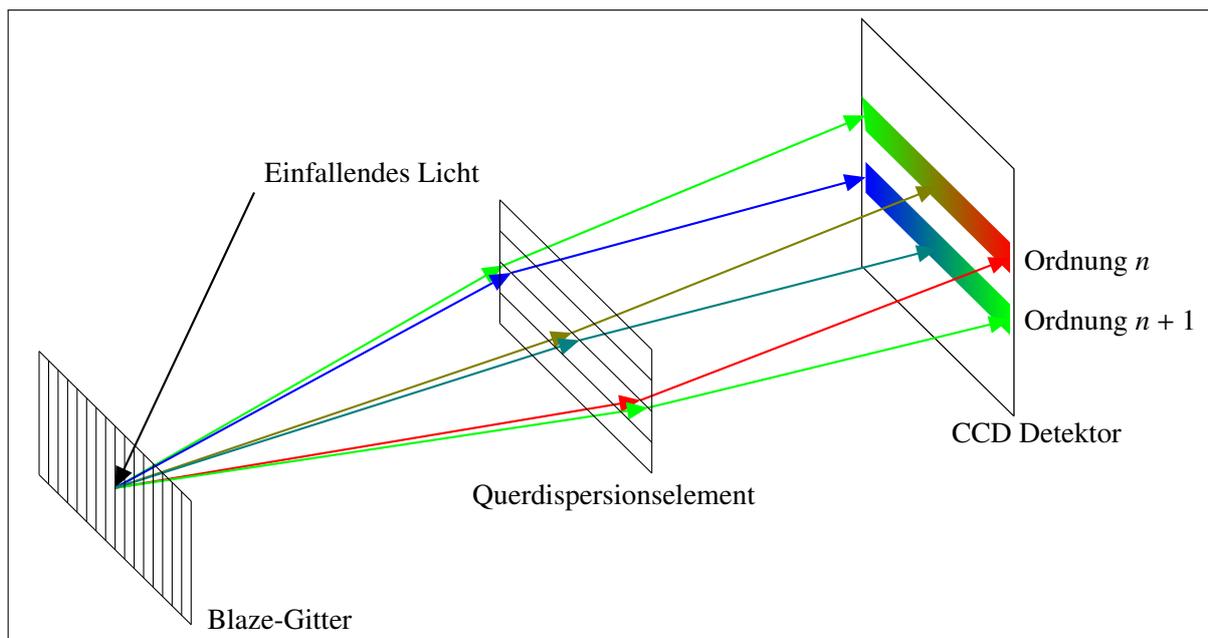


Abbildung 7.4: Prinzip eines Echelle Spektrographen: Um die überlappenden Beugungsordnungen zu trennen, wird zwischen Blaze-Gitter und Kamera-Objektiv (nicht eingezeichnet) ein zusätzliches Gitter oder Prisma mit um  $90^\circ$  gedrehter Dispersionsrichtung eingebaut. Dadurch werden die Ordnungen auf dem CCD Chip räumlich voneinander getrennt.

Tabelle 7.1: Spezifikationen des im Praktikum verwendeten Echelle Spektrographen.

Parameter	Wert	Parameter	Wert
Blaze Winkel $\Theta$	$63.0^\circ$	Spaltbreite $b$	$25 \mu\text{m}$
Einfallwinkel $\alpha$	$69.8^\circ$	Pixelbreite $b_{\text{Pixel}}$	$9 \mu\text{m}$
Ausfallwinkel $\beta$	$56.2^\circ$	Kollimatorbrennweite $f_{\text{Koll}}$	100 mm
Spaltabstand $d$	1/79 mm	Kamerabrennweite $f_{\text{Kam}}$	150 mm

**Vorübung 4:** Leiten Sie Gleichung 7.7 und damit einen Ausdruck für  $K$  her! Berechnen Sie  $R_{\text{Echelle}}$  mit Hilfe von Tabelle 7.1!

Die beste Auflösung eines Spektrographen ist wertlos, wenn der Detektor sie nicht registrieren kann. Daher muss sichergestellt werden, dass das Auflösungsvermögen  $R_{\text{CCD}}$  des CCD Chips in etwa dem aus Gleichung 7.7 entspricht. Nach dem Nyquist-Kriterium ist das räumliche Auflösungselement des CCD durch die zweifache Pixelbreite  $b_{\text{Pixel}}$  gegeben.

**Vorübung 5:** Leiten Sie mit Hilfe des Nyquist-Kriteriums  $R_{\text{CCD}}$  her! Tipp: Aus Symmetriegründen können Sie das Ergebnis von Vorübung 4 benutzen, wenn Sie dort  $\alpha$ ,  $b$  und  $f_{\text{Koll}}$  durch die kameraseitigen Größen ersetzen (siehe Abbildung 7.1). Berechnen Sie  $R_{\text{CCD}}$ !

## 7.3 Durchführung

### Aufgabe 1: Beobachtung

- Nehmen Sie mit Unterstützung der Betreuer mit dem Echelle Spektrographen ein Sonnenspektrum auf. Warum darf das Teleskop dabei unter keinen Umständen direkt auf die Sonne zeigen?
- Wenn es das Wetter zulässt, nehmen Sie auch ein Sternspektrum auf. Die Koordinaten des Zielobjektes werden Ihnen von den Betreuern zugewiesen.

Die Aufnahmen der CCD Kamera als solche können zunächst nicht für eine Analyse des Spektrums verwendet werden. Vorher müssen diese sogenannten Rohdaten reduziert werden, also in einen für die

Auswertung geeigneten Zustand gebracht werden. Dieser Vorgang wird als Datenreduktion bezeichnet. Es folgt ein Überblick über die darin enthaltenen Schritte am Beispiel eines Echelle Spektrums:

- **Subtraktion des Dunkelstroms:** Aufgrund der endlichen Temperatur des Detektors kommt es während einer Aufnahme zu thermischen Anregungen innerhalb des CCD Chips. Das dadurch hervorgerufene, künstliche Signal ist abhängig von der Belichtungszeit und wird durch Subtraktion eines “Darkframes” korrigiert, also einer Aufnahme gleicher Dauer und Temperatur aber mit geschlossenem Blendenverschluss der Kamera (siehe Anleitung zum Versuch “Eigenschaften optischer CCDs”).
- **Entfernung von Cosmics:** Hoch-energetische, kosmische Teilchen (“Cosmics”) verursachen unerwünschte Signale auf dem CCD Chip und treten umso häufiger auf, je länger belichtet wurde. Die Intensität dieses meist auf einzelne Pixel beschränkten Signals liegt fast immer deutlich über dem des eigentlich anvisierten Zielobjektes. Durch Anwendung eines numerischen Filters, der nach bestimmten Kriterien (z.B. Stärke und Pixelausdehnung des Signals) nach solchen Ereignissen sucht und sie gegebenenfalls durch einen (lokalen) Mittelwert ersetzt, können Cosmics wirkungsvoll entfernt werden.
- **Entfernung von Streulicht:** Streulicht, das durch Reflexionen im Spektrographen oder in der Kamera entstanden ist, führt dazu, dass das Licht einer Ordnung durch das angrenzender Ordnungen kontaminiert wird. Die jeweilige Stärke des Streulichts kann durch das Signal zwischen diesen Ordnungen abgeschätzt und dadurch effektiv entfernt werden.
- **Flatfieldkorrektur:** Der Intensitätsverlauf innerhalb einer Ordnung wird gänzlich von der sogenannten Blaze-Funktion dominiert, welche bei der Blaze-Wellenlänge  $\lambda_n^0$  (siehe Gleichung 7.6) ein Maximum hat und zu den Seiten hin stark abfällt. Um die einzelnen Beugungsordnungen zu einem schön glatten Spektrum zu kombinieren, ist es jedoch erforderlich, diesen Effekt zu korrigieren. Dazu nimmt man das Spektrum einer kontinuierlichen – d.h. emissions- und absorptionslinienfreien – Quelle, also ein Flatfield, auf. Division des Sternspektrums durch das Flatfield entfernt schließlich den Verlauf der Blaze-Funktion einigermaßen gut.
- **Wellenlängenkalisierung:** Mit einer Thorium-Argon (ThAr) Vergleichslampe mit sehr genau bekannten Emissionslinien wird die Dispersionsrelation bestimmt, d.h. jeder Pixelposition  $x$  wird eine Wellenlänge  $\lambda$  zugeordnet.
- **Rebinning:** Die einzelnen Beugungsordnungen werden aus dem zweidimensionalen Bild extrahiert und in eindimensionale Datenarrays umgewandelt. Die Pixelskala wird durch die im vorherigen Schritt erzeugte Wellenlängenskala ersetzt.
- **Zusammenfügen der Ordnungen (Order merging):** Die einzelnen Beugungsordnungen werden zu einem einzigen Spektrum zusammengefügt. Im Überlappbereich zweier benachbarter Ordnungen wird ein gewichtetes Mittel gebildet.
- **Normierung:** Indem man den Kontinuumsverlauf von Sternspektren (Bereich ohne Emissions- oder Absorptionslinien) gleich eins setzt – es also normiert – erleichtert man deren Vergleichbarkeit ungemain.

#### Aufgabe 2: Datenreduktion

Reduzieren Sie alle aufgenommenen Spektren mit dem Programmpaket MIDAS, wie in Anhang B ausführlich beschrieben.

#### Aufgabe 3: Empirische Bestimmung des spektralen Auflösungsvermögens

- a) Die Emissionslinien der Thorium-Argon-Lampe haben eine nahezu verschwindend geringe intrinsische Linienbreite. Das Verschmieren der Linien durch die endliche Auflösung des Spektrographen ist daher (in guter Näherung) ihr einziger Verbreiterungsmechanismus.

Bestimmen Sie empirisch die Auflösung  $R_{\text{Emp}}(\lambda)$  anhand ca. fünfzehn (nicht zu starker) Emissionslinien des Thorium-Argon-Vergleichsspektrums (z.B. `stern_thar_swrn.fit`). Wenden Sie dazu den MIDAS Befehl `CENTER/GAUSS GCURSOR ? emission` (siehe Anhang B) an. Die Auflösung  $R_{\text{Emp}}(\lambda)$  ist der Quotient aus Wellenlänge des Linienkerns und Halbwertsbreite. Die ausgewählten Linien sollten den ganzen spektralen Bereich abdecken.

- Vergleichen Sie Ihre Werte mit der von MIDAS – auf die gleiche Weise – bestimmten Auflösung (siehe z.B. `stern_thar_swrnR.ps`).
- Vergleichen Sie  $R_{\text{Emp}}$ ,  $R_{\text{CCD}}$ ,  $R_{\text{Echelle}}$  und diskutieren Sie das Ergebnis!
- Warum können Sie aus dem Verlauf der Datenpunkte in `stern_thar_swrnR.ps` schließen, dass die Auflösung des Echelle Spektrographen nicht durch  $R_{\text{Gitter}}$  (Gleichung 7.3) beschrieben wird? Tipp: Ist  $n$  im Falle eines Echelle Spektrographen konstant?

Der Münchener Optiker Joseph von Fraunhofer studierte als erster (ab 1813) das Sonnenspektrum und vermaß die Wellenlängen der Absorptionslinien (Fraunhofer-Linien) systematisch. Später wurde erkannt, dass die Spektrallinien verschiedenen chemischen Elementen zugeordnet werden können.

Systematische Untersuchungen ab dem Ende des 19. Jahrhunderts an der Harvard-Sternwarte durch Pickering und Fleming zeigten, dass Sternspektren in Spektraltypen eingeordnet werden können. Diese Harvard-Sequenz wird durch Buchstaben bezeichnet: O, B, A, F, G, K, M. Nähere Details hierzu finden sich z.B. in Karttunen et al.

#### Aufgabe 4: Auswertung des Sonnenspektrums

- Identifizieren Sie alle Absorptionslinien des Sonnenspektrums aus Tabelle 7.2 und untersuchen Sie die Abweichungen (Vorzeichen berücksichtigen!) Ihrer Wellenlängenmessungen (z.B. mit `CENTER/GAUSS GCURSOR ? absorption`, siehe Anhang B) von den Tabellenwerten! Was für eine Abweichung würden Sie im Mittel aus welchem Grund erwarten? Stimmt Ihre Messung damit überein? Vergleichen Sie die zugehörige Standardabweichung mit der Genauigkeit Ihrer Wellenlängenkalibration (“MEAN RMS”). Was schließen Sie daraus?
- Erklären Sie mit eigenen Worten was die Äquivalentbreite einer Absorptionslinie ist und wozu man sie verwenden kann. Messen Sie die Äquivalentbreiten (z.B. mit `INTEGRATE/LINE`, siehe Anhang B) der Linien Ca I 6122.23 Å, Fe I 6430.85 Å und H 6562.81 Å in den Spektren der Sonne, von  $\sigma$  Dra (K0V) und  $\chi$  Dra (F7V). Letztere finden Sie im Ordner *spektralklassifikation*. Inwieweit entsprechen die Linien den Erwartungen aus Abbildung 7.5? Tipp: Um Messfehler möglichst klein zu halten, sollten Sie die einzelnen Linien immer direkt hintereinander in den drei unterschiedlichen Spektren vermessen (der MIDAS-Befehl `CHANGE/DIR` kann hier sehr hilfreich sein) und dabei einen identischen spektralen Bereich wählen (bei der Wasserstofflinie sollte man sich auf den Linienkern konzentrieren).

#### Aufgabe 5: Spektralklassifikation von Sternspektren

- Ordnen Sie das von Ihnen beobachtete Sternspektrum in die Harvard Klassifikation ein! Dazu können Sie Ihr Spektrum mit denen des Spektralatlanten (Datei `spektralatlas.pdf` im Ordner *spektralklassifikation*, siehe Anhang A) vergleichen, nachdem Sie die Auflösung Ihres Spektrums entsprechend verringert haben. Verwenden Sie dafür den MIDAS Befehl `RES_DOWNGRADE` (siehe Anhang B). Begründen Sie ihre Entscheidung z.B. durch das Auffinden oder Fehlen charakteristischer Spektrallinien (siehe Abbildung 7.5).
- Im Ordner *spektralklassifikation* sollten Sie zwei weitere (bereits reduzierte und normierte) Sternspektren finden: `stern2.fit` und `stern3.fit` (beim Fehlen dieser Dateien oder entsprechender Leserechte wenden Sie sich an die Betreuer). Klassifizieren Sie auch diese beiden Sterne durch Vergleich mit dem Spektralatlanten und Identifikation typischer Merkmale (vorher `RES_DOWNGRADE` anwenden)!

#### Aufgabe 6: Auswertung des Sternspektrums

- Untersuchen Sie die Abweichungen Ihrer Wellenlängenmessungen von den Tabellenwerten (siehe Tabelle 7.2 oder 7.3) für mindestens fünf eindeutig identifizierte Spektrallinien. Warum sind dabei alleinstehende, schmale Linien zu bevorzugen?
- Bestimmen Sie aus diesen Abweichungen mit Hilfe der Doppler-Formel die relative Geschwindigkeit zum Stern.
- Welche unterschiedlichen Komponenten können diese relative Bewegung verursachen?

#### Aufgabe 7: Anfertigung des Protokolls

Tabelle 7.2: Eine kleine Auswahl an Linien im Sonnenspektrum.

Wellenlänge [ $\text{\AA}$ ]	Element	Wellenlänge [ $\text{\AA}$ ]	Element
3933.69	Ca II (sehr breit)	5162.29	Fe I
3968.55	Ca II (sehr breit)	5172.68	Mg I
4045.78	Fe I	5232.94	Fe I
4101.73	H (H $\delta$ )	5324.18	Fe I
4199.11	Fe I	5497.51	Fe I
4226.72	Ca I	5528.41	Mg I
4310 $\pm$ 10	G-Band (keine Linie)	5601.27	Ca I
4340.47	H (H $\gamma$ )	5731.77	Fe I
4383.55	Fe I	5889.96	Na I
4476.05	Fe I	5895.94	Na I
4545.96	Cr I	6122.22	Ca I
4652.17	Cr I	6162.18	Ca I
4741.53	Fe I	6393.61	Fe I
4861.35	H (H $\beta$ )	6562.82	H (H $\alpha$ )
4920.52	Fe I	6717.68	Ca I
5068.77	Fe I		

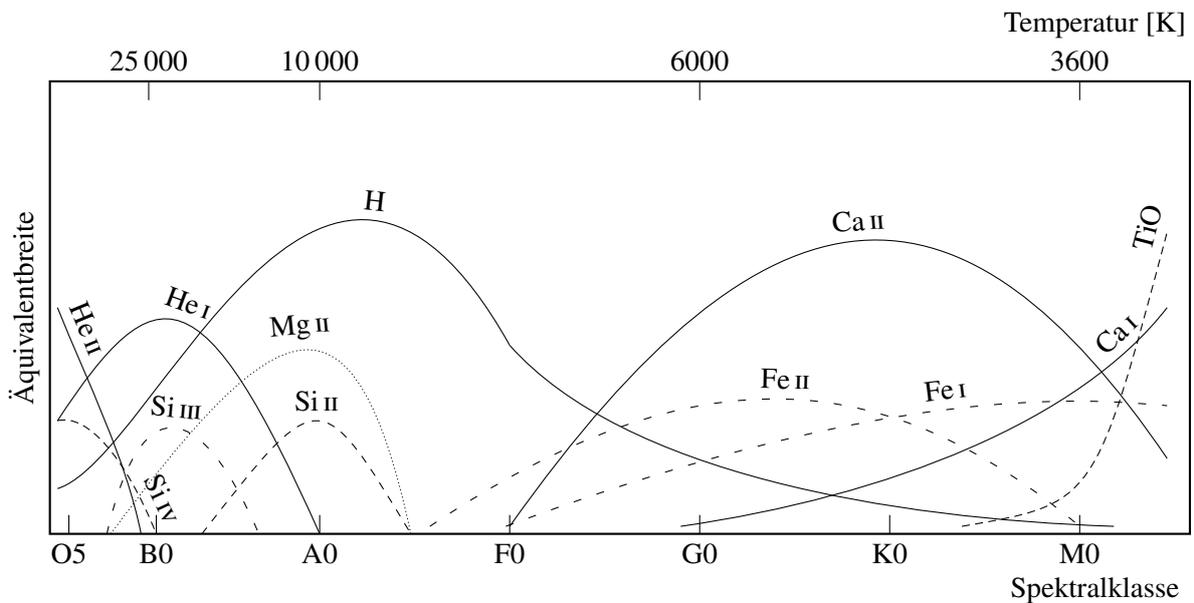


Abbildung 7.5: Qualitative Abhängigkeit der Äquivalentbreite einiger Elemente von der Spektralklasse/Temperatur eines Sternes (Abbildung nach Karttunen et al.).

Tabelle 7.3: Auswahl an Linien für heiße Sterne.

Wellenlänge [Å]	Element	Wellenlänge [Å]	Element
3970.08	H (He)	4685.68	He II
4026.19	He I	4713.15	He I
4120.82	He I	4921.93	He I
4212.41	Si IV	5018.44	Fe II
4372.31	Fe III	5111.07	Fe III
4387.93	He I	5127.35	Fe III
4471.48	He I	5169.03	Fe II
4481.22	Mg II	5264.22	Mg II
4508.28	Fe II	5411.52	He II
4522.63	Fe II	5592.37	O III
4541.59	He II	5875.62	He I
4549.20	Fe II	6347.10	Si II
4567.82	Si III	6371.36	Si II
4574.76	Si III	6678.15	He I

Fertigen Sie ein Versuchsprotokoll an! Nehmen Sie dabei Bezug auf die Themen Spektroskopie (Auflösungsvermögen, Echelle Spektrograph), Datenreduktion (Beschreibung der einzelnen Schritte) und Spektralklassifikation (Kriterien der Harvardklassifikation, Angabe der wichtigsten Ionen, Atome und Moleküle für jeden Spektraltyp). Arbeiten Sie *alle* Vorübungen und Aufgaben sinnvoll in Ihr Protokoll ein. Tipp: Die Reihenfolge der Vorübungen und Aufgaben kann Ihnen als Orientierung für die Struktur Ihres Protokolls dienen.

## Anhang A: Atlanten und Literatur

### Atlanten

Für die Spektralklassifikation von Sternen ist es sehr hilfreich, das zu klassifizierende Sternspektrum mit denen aus Spektralatlanten zu vergleichen. Einen speziell an die Bedürfnisse des Praktikums angepassten Atlanten<sup>2</sup> finden Sie im Ordner *spektralklassifikation* (Datei *spektralatlans.pdf*). Dieser enthält normierte Spektren (aufgetragen gegen die Wellenlänge in Å) für einen O9, B1, B5, A0, A5, F0, F5, G0, G8, K3, K7 und M3 Hauptreihenstern. Vorsicht: Die mit einem \* gekennzeichneten Na I und Ca II Linien können vor allem bei heißen Sternen interstellaren Ursprungs sein und eignen sich daher nicht zum Klassifizieren. Im Unterordner *templates* finden Sie die zugehörigen Einzelspektren im FITS Format, welche Sie z.B. mit MIDAS bei Bedarf plotten können.

### Literaturverzeichnis

Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., et al.: *Fundamental Astronomy*, Heidelberg: Springer Verlag, 2003  
 Gray, D.F.: *The observation and analysis of stellar photospheres*, Cambridge: Cambridge University Press, 2005  
 Kaler, J.B.: *Sterne und Ihre Spektren*, Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1994

<sup>2</sup>Quelle: Valdes F., Gupta, R., Rose, J. A., Singh, H. P. & Bell, D. J. 2004, *The Indo-US Library of Coude Feed Stellar Spectra*, The Astrophysical Journal Supplement Series, 152, 251, siehe <http://www.noao.edu/cflib/> oder <http://adsabs.harvard.edu/abs/2004ApJS...152..251V>

## Anhang B: Reduktion und Auswertung von Spektren mit MIDAS

In diesem Abschnitt wird ein vereinfachtes Verfahren dargestellt, mit dem im Praktikum aufgenommene Spektren mit Hilfe des Programm-Pakets MIDAS<sup>3</sup> (Munich Image Data Analysis System) reduziert und ausgewertet werden können. Im Folgenden werden die dafür notwendigen MIDAS-KOMMANDOS erklärt. Optionale Parameter werden wie in der MIDAS internen Hilfe (aufzurufen mit `HELP KOMMANDO`) in eckige Klammern `[]` gesetzt.

Die aufgeführten Dateinamen sind nur Beispiele und können natürlich auch anders gewählt werden. Außerdem unterscheidet MIDAS bei Befehlen nicht zwischen Groß- und Kleinschreibung. Großbuchstaben dienen hier lediglich der Hervorhebung. Nutzen Sie auch die Möglichkeit, MIDAS Befehle oder Dateinamen mit der Tab-Taste zu vervollständigen.

- Öffnen Sie eine Konsole und wechseln Sie in den Ordner *datenreduktion*. Tipp: Für den weiteren Verlauf der Datenreduktion ist es sinnvoll, die Konsole am oberen, linken Rand des Bildschirms zu positionieren. Anderenfalls wird sie zeitweise von MIDAS-Fenstern verdeckt. Auch sollte ihre Größe nicht geändert werden.
- MIDAS starten mit `inmidas -p XX`, wobei `XX` die zweistellige Nummer der MIDAS-Session ist. Hier bietet sich die Gruppennummer an (wichtig falls mehrere Gruppen gleichzeitig arbeiten).
- Mit `$` Konsolen-Befehl lässt sich in MIDAS ein normaler Konsolen-Befehl ausführen. Man kann sich beispielsweise mit `$ ls` zunächst einen Überblick über die vorhandenen Dateien verschaffen. Achtung: Wenn Sie von MIDAS aus das aktuelle Verzeichnis wechseln möchten, verwenden Sie keinesfalls `$ cd`, sondern unbedingt den MIDAS-Befehl `CHANGE/DIR!`
- Achtung: Schließen eines Grafik- oder Plotfenster mit der Maus kann zum Absturz von MIDAS führen! Daher Fenster nur mit  
`DELETE/DISP ID`  
 oder  
`DELETE/GRA ID`  
 schließen. Hierbei ist `ID` wieder die Fensternummer, z.B. 0 für "graph\_0" oder "display\_0".
- Im aktuellen Arbeitsverzeichnis sollte sich Ihre Aufnahme eines Sternes (z.B. `stern.FIT`) und mindestens eine dazugehörige ThAr-Vergleichsaufnahme (z.B. `stern_thar.FIT`) befinden. Sind mehrere ThAr-Aufnahmen für einen Stern vorhanden, können Sie sich zunächst eine aussuchen.

Die Datenreduktion mit MIDAS erfolgt nun in zwei Schritten: Kalibrierung und Reduktion. Während der Kalibrierung werden die Beugungsordnungen und deren Position auf dem CCD Chip identifiziert sowie mit Hilfe der ThAr-Vergleichslampe jedem Pixel eine Wellenlänge zugeordnet. Darüber hinaus wird anhand der Emissionslinien der ThAr-Lampe die Auflösung des Spektrums bestimmt. In der eigentlichen Reduktion werden dann die vor Aufgabe 2 beschriebenen Punkte – ausgenommen der Normierung – abgearbeitet.

- Die Kalibrierung wird mit dem Kommando `CALIBR/BACH` gestartet, welcher als erstes Argument das Sternspektrum (z.B. `stern.FIT`), als zweites das Vergleichsspektrum (z.B. `stern_thar.FIT`) und als drittes, optionales die Anzahl der Ordnungen (Defaultwert: 23, typischer Wertebereich: 21–27) erwartet:  
`CALIBR/BACH stern.FIT stern_thar.FIT [num]`  
 Starten Sie eine Kalibrierung mit 21 Ordnungen. Es folgt ein Überblick über die für die Kalibrierung verwendeten Parameter. Überprüfen Sie die Punkte "Stellar spectrum", "Reference lamp" und "Number of orders" auf Richtigkeit und fahren gegebenenfalls durch Drücken der Eingabetaste fort. Anderenfalls `n` eingeben und Kalibrierung mit richtigen Parametern neu starten.

<sup>3</sup>Handbuch unter <http://www.eso.org/sci/software/esomidat/doc/index.html>

- Wurde schon einmal eine Kalibrierung in diesem Arbeitsverzeichnis durchgeführt, werden Sie darauf hingewiesen und gefragt, ob Sie die Identifizierung der Ordnungen aus der alten Kalibrierung verwenden möchten. Lehnen Sie das durch Eingabe von n ab.
- Ein Grafikfenster öffnet sich und zeigt in gelb-rötlicher Farbe das Sternspektrum. Kurz danach erscheinen grüne, nummerierte Linien. Diese Linien symbolisieren die von MIDAS ermittelten Positionen der Beugungsordnungen und *müssen* mit denen des Sternspektrums übereinstimmen. Für eine Kalibrierung mit 21 Ordnungen sollte dies der Fall sein. Es ist jedoch erstrebenswert, so viele Ordnungen wie möglich zu verwenden, da dadurch der vom resultierenden Spektrum abgedeckte Bereich maximiert wird. Geben Sie daher wieder n ein und starten die Kalibrierung mit 22 zu identifizierenden Ordnungen neu:

```
CALIBR/BACH stern.FIT stern_thar.FIT 22
```

Erhöhen Sie die Anzahl der Ordnungen solange, bis entweder eine Fehlermeldung erscheint oder die Identifizierung der Ordnungen fehlschlägt, d.h. die grünen Linien nicht mehr auf den gelb-rötlichen Streifen liegen oder weniger grüne Linien als gewünscht erscheinen. Starten Sie die Kalibrierung schließlich mit dem höchsten Wert, der ein vernünftiges Ergebnis brachte.

- Damit MIDAS die Pixelskala in eine Wellenlängenskala umwandeln kann, benötigt es Ihre Unterstützung. Auf dem Bildschirm sollten zwei Fenster zu sehen sein, die beide ein Emissionsspektrum der ThAr-Vergleichslampe zeigen: das größere im rechten, oberen Eck ("display\_1") dient als Referenz und beherbergt Informationen über die Beugungsordnungen und über sechs ausgewählte Emissionslinien. Ihre Aufgabe ist es, die mit 3 und 5 gekennzeichneten Linien im kleineren Fenster ("display\_0") ausfindig zu machen und mit der Maus (viereckiger Rahmen) zu markieren (linke Maustaste). Da der spektrale Bereich benachbarter Beugungsordnungen überlappt, ist jede Linie doppelt vorhanden. Sie müssen also Linie 3 (je einmal in Ordnung 35 und 36) als auch Linie 5 (in Ordnung 49 und 50) jeweils zweimal markieren. Nachdem Sie die vier Klicks getätigt haben (Reihenfolge beachten: erst Linie 3 in Ordnung 35, dann in Ordnung 36, dann Linie 5 in Ordnung 49 und schließlich in Ordnung 50), beenden Sie die interaktive Eingabe durch Drücken der rechten Maustaste innerhalb des kleinen Fensters. Geben Sie als nächstes in der Konsole die Nummer der Beugungsordnung der ersten markierten Linie an (35) und anschließend die beiden Wellenlängen:

```
Enter absolute order number of first pointed line (square mark) : 35
```

```
Sequence no. 0001, Order no. 0035. Enter wavelength : 6296.8722
```

```
Sequence no. 0003, Order no. 0049. Enter wavelength : 4493.3337
```

(für andere Linien entsprechend andere Ordnungen und Wellenlängen, siehe display\_1)

Möglicherweise werden die eben markierten Linien nicht erkannt. In diesem Fall probieren Sie eine andere Kombination, z.B. Linie 2 und 4. Auch im Erfolgsfall werden Sie eventuell darauf hingewiesen, dass die Genauigkeit für eine automatische Linienidentifizierung nicht ausreichend sein könnte und gefragt, ob Sie wirklich starten wollen: bestätigen Sie mit y.

```
Start anyway (y/n, default no) ? y
```

Anschließend wird anhand Ihrer Eingaben die Wellenlängskalibrierung durchgeführt. Dies kann etwas dauern, da ein nichttrivialer Optimierungsalgorithmus durchlaufen wird, an dessen Ende Sie gefragt werden, ob Sie temporäre Dateien löschen wollen:

```
BACHES_calib: Do you want to clean temporary files [yn] (y)?
```

Bevor Sie durch Drücken der Eingabetaste bestätigen, überprüfen Sie, ob der verwendete Prozentsatz ("Percentage of identifications among the half brighter lines", mindestens 50%) und die Anzahl der zur Kalibrierung benutzten Linien ("TOTAL NUMBER OF LINES", mindestens 500 bei mehr als 19 Ordnungen) passen. Falls dies nicht der Fall ist, starten Sie die Kalibrierung mit der zweiten ThAr-Vergleichsaufnahme nochmals neu.

Wichtig: Notieren Sie sich außerdem den Wert für die Genauigkeit der Wellenlängskalibration ("MEAN RMS").

- Durch nochmaliges Drücken der Eingabetaste veranlassen sie MIDAS, die spektrale Auflösung  $R$  empirisch (Methode: siehe Aufgabe 3) zu bestimmen:

BACHES\_calib: Do you want to calculate R for stern\_thar.FIT [yn] (y)?  
 Das Ergebnis wird in der Konsole angezeigt und als Grafik in der Datei stern\_thar\_swrM.R.ps ausgegeben:

Average (2-sigma-cleaned) resolution power: R +/- Delta R

Notieren Sie sich diesen Wert, Sie werden ihn später noch brauchen. Bemerkung: Delta R ist hierbei die Standardabweichung und nicht der Standardfehler.

Damit ist die Kalibrierung abgeschlossen.

- Die tatsächliche Reduktion des Spektrums erfolgt dann mit dem Befehl PIPELINE/BACH:  
 PIPELINE/BACHES stern.FIT ? stern\_flat.FIT  
 Hier werden die vor Aufgabe 2 beschriebenen Punkte – ausgenommen der Normierung – abgearbeitet. Das Ergebnis wird in einem im unteren Bildschirmteil auftauchenden Plotfenster (“graph\_0”) wiedergegeben.
- In Ihrem Arbeitsverzeichnis sollten folgende neuen Dateien aufgetaucht sein (falls die Ursprungsdatei stern.FIT hieß): stern\_c.fit, stern\_cs.fit, stern\_csf.fit, stern\_csfwr.fit und stern\_csfwrM.fit. Diese repräsentieren verschiedene Schritte während der Datenreduktion. Die angehängten Buchstaben bedeuten dabei:
  - c Cosmics wurden entfernt.
  - s Streulicht wurde korrigiert.
  - f Flatfieldkorrektur angewendet.
  - w Wellenlängenkalibrierung durchgeführt.
  - r Rebinning.
  - m Merging: Ordnungen zusammengefügt.
  - n Spektrum normiert.
- Für die Zwecke des Praktikums ist eine Normierung des Spektrums nicht unbedingt nötig. Daher ist das Endergebnis durch stern\_csfwrM.fit gegeben. Wichtig: Die so erzeugten Spektren sind *nicht* flusskalibriert, d.h. der erhaltene Intensitätsverlauf spiegelt nicht das vom Stern emittierte Spektrum wider. Insbesondere kann die Position des Flussmaximums nicht zur Klassifikation des Sterns mit Hilfe des Wien’schen Verschiebungsgesetzes verwendet werden. Gründe hierfür sind unter anderem die wellenlängenabhängige Sensitivität des CCD Chips und die Absorption von Strahlung in der Erdatmosphäre.

Im Folgenden noch eine Liste an Hinweisen und Befehlen (zum Teil schon vorher erwähnt), mit denen Sie mit MIDAS Spektren plotten und untersuchen können:

- Interne MIDAS Hilfe:  
 HELP KOMMANDO
- Öffnen eines Plotfensters (für 1D- Spektren) mit Fensternummer ID, Größe xdim,ydim und Bildschirmposition xoff,yoff::  
 CREATE/GRAP [ID] [xdim,ydim,xoff,yoff]
- Darstellung eines Spektrums im Plotfenster:  
 PLOT stern\_csfwrM.fit  
 Auswahl eines x-Bereichs xlow < x < xhigh oder y-Bereichs ylow < y < yhigh (bestimmbar mit GET/GCUR, Ausgabe in Konsole, beenden mit Rechtsklick im Plotfenster) durch  
 SET/GRA xa=xlow,xhigh  
 SET/GRA ya=ylow,yhigh  
 Zurückstellen auf kompletten Bereich:  
 SET/GRA xa  
 SET/GRA ya  
 Genauso die Wahl der Plotfarbe:

SET/GRA COLO=2

mit COLO=1 schwarz, COLO=2 rot, COLO=3 grün, usw. Um die Änderung wirksam zu machen, nochmals den Plotbefehl ausführen.

- Spektren übereinander plotten:  
OVERPLOT stern\_csfrm.fit
- Fitten eines Gaußprofils an Emissions- oder Absorptionslinien im aktuellen Plotfenster:  
CENTER/GAUSS GCURSOR ? emission  
CENTER/GAUSS GCURSOR ? absorption  
Dazu klickt man die beiden Punkte an, an denen der linke und rechte Linienflügel ins Kontinuum übergehen. Die Fitparameter wie “CENTER” (Wellenlänge des Linienkerns in Å) oder “FWHM” (Full Width at Half Maximum, Halbwertsbreite in Å) werden in der Konsole angezeigt. Beenden mit Rechtsklick im Plotfenster.
- Um im Praktikum aufgenommene Sternspektren mit solchen aus Atlanten zu vergleichen, muss deren Auflösung angepasst, d.h. verringert, werden. Dies geschieht mit:  
RES\_DOWNGRADE stern\_cswrfm.fit  
Das entstandene, niedrig aufgelöste Spektrum heißt dann stern\_cswrfm\_atlas.fit.
- Messung der Äquivalentbreite (also der wegabsorbierten Fläche in einem normierten Spektrum) einer Absorptionslinie im Bereich  $x_{low} < \lambda < x_{high}$ :  
SET/GRA xa=xlow,xhigh  
PLOT stern\_cswrfm.fit  
INTEGRATE/LINE stern\_cswrfm.fit  
Im Plotfenster klickt man nun den rechten und linken Rand der Linie (beim Übergang ins Kontinuum) an. In der Konsole erscheinen zwei Zeilen: die Äquivalentbreite in Å steht in der zweiten Zeile rechts. Beenden mit Rechtsklick im Plotfenster.
- Öffnen eines Grafikfensters (für 2D-Bilder) mit Fensternummer ID, Größe xdim,ydim und Bildschirmposition xoff,yoff:  
CREATE/DISPLAY [ID] [xdim,ydim,xoff,yoff]
- Darstellung eines Bildes im Grafikfenster:  
LOAD/IMAGE stern.FIT [CUTS=low,high] [SCALE=scx,scy] [CENTER=cx,cy]  
CUTS sind die untere und obere Grenze des dargestellten Intensitätsbereiches. Günstige Werte für low und high lassen sich mit dem Befehl FIND/MINMAX stern.FIT bestimmen. SCALE ist der Vergrößerungsfaktor in x- und y-Richtung. Bei Angabe von nur einer Zahl gilt der Faktor für beide Richtungen. Negative Werte führen zu einer Verkleinerung des Bildausschnittes. CENTER sind die Koordinaten des Bildpunktes, der zentriert werden soll. Sie können mit GET/CURS (Ausgabe in Konsole, beenden mit Rechtsklick im Grafikfenster) bestimmt werden. Einmal verwendete Einstellungen werden automatisch für die folgenden LOAD/IMAGE Befehle beibehalten. Mit  
LOAD/IMAGE stern.FIT [CUTS=F] [SCALE=FULL] [CENTER=C,C]  
werden die Parameter auf automatisch bestimmte, sinnvolle Werte zurückgesetzt.
- Aktuelles Grafik- oder Plotfenster als Postscript-Datei ausgeben:  
COPY/GRAPH POSTSCRIPT  
COPY/DISP POSTSCRIPT  
Erzeugt Datei “postscript.ps” und kann mit normalen Konsolen-Befehlen (Zugriff auf Konsole mit \$) umbenannt und z.B. in ein PDF umgewandelt werden:  
\$ mv postscript.ps sonne.ps  
\$ ps2eps -B -R=+ -f sonne.ps  
\$ epstopdf sonne.eps

- Beenden von MIDAS mit  
BYE

## **Teil III**

# **Beobachten und Datenauswertung**

# Kapitel 8

## Computerbenutzung und Linux

### 8.1 Allgemeines

- Private Rechner dürfen **nicht** an das Ethernet-Netzwerk der Sternwarte angeschlossen werden. Für den Internet-Zugang steht Ihnen jedoch das studentische **WLAN** der Universität, **FAU\_STUD**, zur Verfügung.
- Jeder Gruppe [1–7] steht ein **Account** (Benutzername: **prakti[1–7]**, das Passwort wird am ersten Tag des Praktikums bekanntgegeben) zur Verfügung, mit denen Sie sich auf allen Rechnern im Meridiangebäude einloggen können. Das Home-Verzeichnis ist überall vom zentralen Server gemountet, d.h. die eigenen Dateien sind von jedem Rechner aus in gleicher Weise zugänglich.
- Die Endversionen der Protokolle müssen auch in digitaler Form unter `~/protokolle` “abgegeben” werden.
- Druckaufträge sind an den **Drucker hp4650** zu schicken, der im Meridiangebäude, 1. Stock, aufgestellt ist.  
(Bei Bedarf können auch die Drucker **hp4100** und **utax** im Hauptgebäude verwendet werden.)
- Die Verwendung **privater USB-Sticks** ist an den meisten Rechnern möglich. Sie werden in der Regel von KDE automatisch erkannt und gemountet. (Es öffnet sich dann ein neues Fenster.)

### 8.2 Grundlegende Shell-Befehle

Eine ‘Shell’ ist ein Befehlsinterpreter, der als Kommandozeile mit Eingabeaufforderung (‘prompt’) aufgebaut ist. Am prompt wird *oft* Benutzername und Rechner mit/auf dem man eingeloggt ist, sowie das aktuelle Arbeitsverzeichnis angezeigt, z.B. `prakti1@crux:~/datenreduktion>`. Dabei ist `prakti1` der Name des Benutzeraccounts, `crux` der des Servers, und `~/datenreduktion` das Verzeichnis, in dem man sich gerade befindet. `~` ist immer die Abkürzung für sein eigenes ‘home’-Verzeichnis, also das Verzeichnis, in dem man seine eigenen Daten (ggf. in Unterverzeichnissen) speichern kann. An dem eigentlichen ‘prompt’ `>` können Befehle eingegeben und Programme gestartet werden. Der Prompt kann aber auch anders aussehen (im Prinzip kann es jeder Benutzer selbst anpassen), z.B. ist in vielen Shells `$` üblich.

#### **ls** (list files)

Der `ls`-Befehl zeigt die Dateien und Verzeichnisse im aktuellen Verzeichnis an. Die Option `-l` (long) gibt zusätzliche Informationen wie Zugriffsrechte, Benutzer- und Gruppenzugehörigkeit, Dateigröße und Änderungsdatum aus:

```
prakti1@crux:~> ls -l      (Eingabe-/Enter-Taste gedrückt)
```

```
drwxrwxr-x 2 prakti1 remeis 4096 2008-02-25 00:00 ccd
drwxrwxr-x 2 prakti1 remeis 4096 2008-02-25 00:00 datenreduktion
...
```

Das erste d zeigt an, dass es sich hier um Verzeichnisse (directories) handelt. Diese gehören dem Benutzer `prakti1` und können von den Mitgliedern der `remeis`-Gruppe gelesen werden.

**cd** (change directory)

Mit `cd <Verzeichnisname>` kann man das aktuelle Verzeichnis wechseln. `..` steht dabei für das übergeordnete Verzeichnis. `cd` ohne Argument ist gleichwertig zu `cd ~` und wechselt zurück ins home-Verzeichnis.

**cp** (copy)

Mit `cp` können Dateien kopiert werden. Das erste Argument gibt die Quelldatei an, die relativ zum aktuellen Arbeitsverzeichnis oder absolut z.B. zum home-Verzeichnis angegeben werden kann, das zweite Argument gibt das Ziel an. Dieses kann entweder ein Verzeichnis oder auch ein neuer Dateiname sein.

Beispiel: `> cp Theodolit_Version3.pdf protokolle/Theodolit.pdf.`

**less** (seitenweise Anzeige von Text-Dateien)

(Der Name des Programms ist ein Hinweis auf das früher unter Unix häufig benutzte Programm **more**, mit dem "mehr" von einer Datei betrachtet werden kann).

**Editoren:** Zur Bearbeitung von Text-Dateien wird ein **Editor** wie z.B. **emacs**, **jed**, **nedit** oder auch **kate** bzw. **kwrite** unter KDE benutzt. Für andere Dateitypen wird natürlich ein entsprechendes Programm benötigt, das diese verarbeiten kann, z.B. **xpdf** oder **acroread** für pdf-Dateien, **gv** für Postscript-Dateien, **oowriter** für OpenOffice...

**lpr** (line print)

`.txt`, `.pdf` oder `.ps`-Dateien können von der Shell aus direkt mit `lpr -Php4102 <Datei>` gedruckt werden. Für andere Dateitypen *müssen* entsprechende Programme verwendet werden, siehe oben.

# Kapitel 9

## Teleskope und ihre Instrumentierung

### 9.1 Teleskope, Montierungen, Kameras, Spektrograph

Die Dr. Remeis-Sternwarte verfügt über folgende Teleskopausstattung:

- 50 cm Spiegelteleskop in der Ostkuppel
- 40 cm Spiegelteleskop in der Westkuppel
- Zwei Refraktoren (115 mm Öffnung) auf portablen Montierungen zum Einsatz auf den Theodolitensäulen im Garten
- Ein  $H\alpha$  Sonnenteleskop auf portabler Montierung zum Einsatz auf den Theodolitensäulen im Garten
- Kameras:
  - CCD-Kamera (monochrom, Breit- und Schmalbandfiltersätze),
  - Guiding-Kamera für Leitrohre (SBIG ST-i)
  - (Astro)-Spiegelreflexkamera,
  - Video- Kamera (Sonnen-/Planetenbeobachtungen)
- Hochauflösender Echelle Spektrograph

Die Montierungen besitzen eine elektronische, computerisierte Steuerung der Schrittmotoren (sog. Goto-Montierung). Die stationären Montierungen sind mit Winkelencodern an beiden Achsen ausgestattet, mit denen die Pointierungsposition des Teleskops ausgelesen werden kann. Die Bedienung erfolgt jeweils über eine Handsteuerung.

#### 9.1.1 Tipps & Tricks

- **Licht ist schlecht!** Sie sollten jede auch noch so kleine Lichtquelle ausschalten, das gilt auch und insbesondere für Taschenlampen, *Handybeleuchtung*, etc. Das Auge braucht circa 30 Minuten, um sich an die Dunkelheit anzupassen. Durch die Benutzung von nicht geeigneten Taschenlampen, z.B. um vorbereitete Koordinaten abzulesen, wird die Nachtsicht der Augen für mindestens die nächsten 15 Minuten zerstört. Photos sollten Sie daher auf jeden Fall erst *nach* Ihrer Beobachtungssession machen (und bevor die nächste Gruppe anfängt, zu beobachten), da der Blitz die Dunkeladaption für noch längere Zeit zunichte macht.
- **Sei Dir Deiner Umgebung bewußt!** Stelle immer sicher, daß sich keine Person im Schwenkbereich des Teleskopes befindet bevor Du das Teleskop bewegst. In der Dunkelheit stolpert man leicht über Kabel, Treppenstufen, Möbel und andere Menschen! Das klingt zwar trivial, aber wir hatten schon blutige Zwischenfälle in den Kuppeln. . .
- Brillenträger sollten die Brille abnehmen, bevor durch das Okular geschaut wird (neu fokussieren!)

Schwerpunkt dieser Anleitung ist die Erläuterung der Bedienung der Steuerung der Teleskope in der West- und der Ostkuppel des Meridiangebäudes. Bevor Sie die Teleskope benutzen, sollten Sie jedoch Ihre Beobachtung planen, das heißt interessante Objekte herausuchen und ihre Beobachtbarkeit überprüfen. Folgen Sie hierfür der separaten Anleitung “Planung und Durchführung optischer Beobachtungen”. Für die Beobachtungen sollten Sie *ein* Protokoll anfertigen, in dem sowohl die in dieser Anleitung enthaltenen

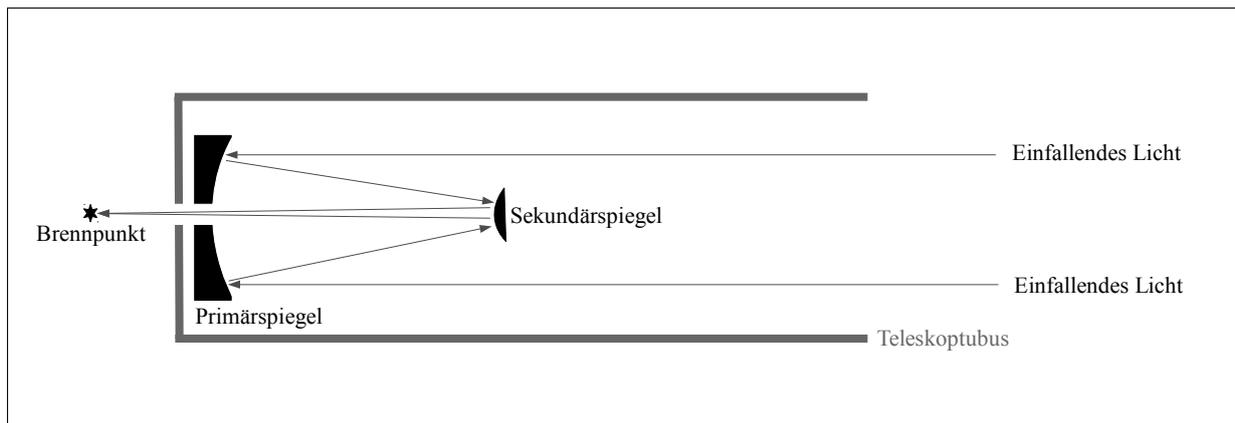


Abbildung 9.1: Schematischer Aufbau eines Cassegrain-Spiegelteleskopes: Das einfallende Licht wird an einem parabolischen Primärspiegel reflektiert und über einen Sekundärspiegel in der Brennebene hinter dem Hauptspiegel fokussiert.

Aufgaben als auch die Aufgaben des Versuchs “Planung und Durchführung optischer Beobachtungen” angesprochen werden.

Die Sternwarte besitzt zwei fest montierte Teleskope, die auf parallaktischen Montierungen<sup>1</sup> montiert sind. Bei den Teleskopen handelt es sich um ein Schmidt- Cassegrain-Spiegelteleskop (40 cm Spiegeldurchmesser, Brennweite 4 m) und um ein ”Corrected Dall-Kirkham” Spiegelteleskop (50 cm Spiegeldurchmesser, Brennweite 3.35 m). Beide sind Abwandlungen des Cassegrain Teleskopdesigns.

Der schematische Aufbau eines Cassegrain-Teleskops mitsamt Strahlengang ist in Abb. 9.1 skizziert. Anders als bei Linsenteleskopen wird das einfallende Licht durch einen – meist mit Silber oder Aluminium beschichteten – Hauptspiegel in Form eines Rotationsparaboloids gebündelt. Gründe für die Verwendung eines Spiegels als Teleskop-Objektiv sind dessen kleineres Gewicht und die einfachere Herstellung im Vergleich zu Linsen gleicher Größe. Seine parabolische Form verdankt der Spiegel der Tatsache, dass ein achsenparalleles Lichtbündel (unendlich fernes punktförmiges Objekt auf der Parabelachse) genau im Brennpunkt der Parabel abgebildet wird. Der so geformte Spiegel erzeugt dadurch nahezu perfekte Bilder für ein kleines Feld im Zentrum der Abbildung, d.h. auf oder sehr nahe (näher als  $2'-3'$ ) an der Hauptachse des Teleskopes. Geht man aber zu Richtungen mit merklicher Neigung zur Teleskophauptachse über, verschlechtern sich die Bilder leider schnell. Besonders störend ist die *Koma*, eine der fünf bekannten monochromatischen Abbildungsfehler 3. Ordnung. Bemerkung: Die Cassegrain-Brennweite eines Spiegelfernrohrs ist *nicht* die doppelte Brennweite des Primärspiegels. Durch die richtige Wahl der Krümmung des Sekundärspiegels kann man die ”Äquivalentbrennweite” des Systems (und damit den Abbildungsmaßstab) in einem weiten Bereich variieren.

Bei der Montierung ist die Stundenwinkelachse mit einem Motor ausgestattet, um die Rotation der Erde auszugleichen. Zusammen mit einem Motor an der Deklinationsachse kann das Teleskop elektronisch geschwenkt werden. Die Steuerung der Motoren wird von einer Elektronikbox übernommen, welche diverse Funktionen bereitstellt. Auf die wichtigsten wird weiter unten eingegangen.

### 9.1.2 Bedienung der Teleskope

- In beiden Kuppeln befinden sich Schaltkästen für die Stromversorgung der Kuppel. Die drei roten Lampen zeigen die Bereitschaft an. Leuchten sie nicht, bitte den Hauptschalter (große Sicherung im Schaltkasten links oben) betätigen.
- Die Kuppel wird über die schwarze runde Fernsteuerung gedreht, z.Zt. defekt, daher Drehen ber Schalter im Sicherungskasten.
- Geöffnet wird die Kuppel per Hand mit dem Drehrad direkt unterhalb des Kuppelschlitzes (viel Spaß...).

<sup>1</sup>Eine solche Montierung wird häufig auch eine “deutsche Montierung” genannt.

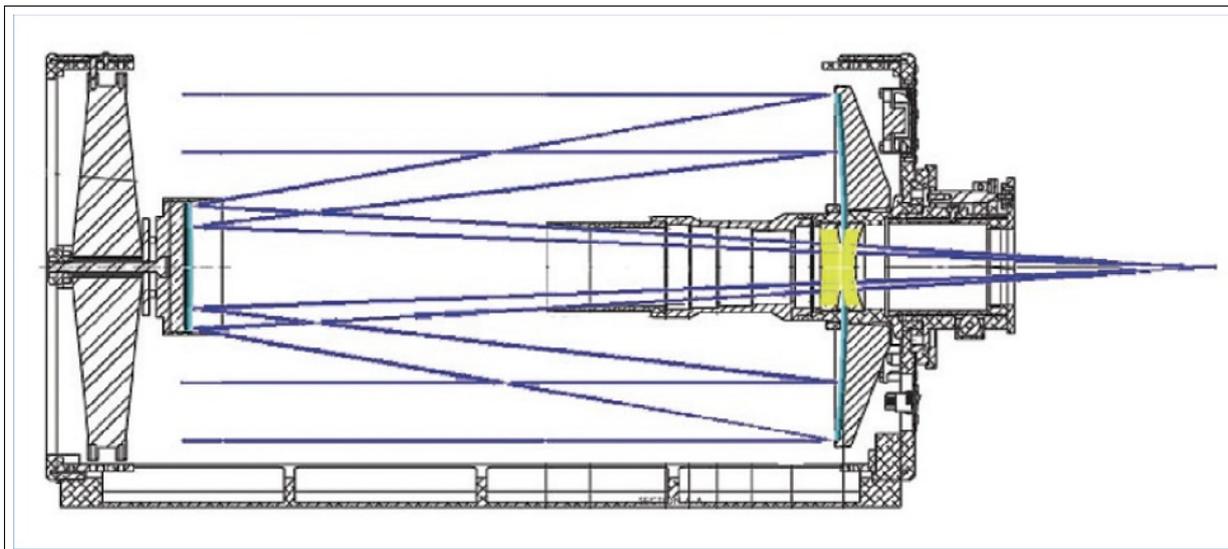


Abbildung 9.2: Schematischer Aufbau des Corrected Dall-Kirkham-Spiegelteleskops: Das einfallende Licht wird an einem elliptischen Primärspiegel reflektiert und über einen sphärischen Sekundärspiegel in der Brennebene hinter dem Hauptspiegel fokussiert. Eine Korrekturlinse verbessert die Bildqualität. Quelle: PlanWave Instruments, [http://www.telescope.ch/prod/images/stories/Astronomy/articles/PlaneWave/CDK125\\_od.jpg](http://www.telescope.ch/prod/images/stories/Astronomy/articles/PlaneWave/CDK125_od.jpg)

Bevor Sie beobachten, sollten Sie die verschiedenen Staubschutzvorrichtungen an den Teleskopen (z.B. Teleskopdeckel) entfernen.

## 9.2 Das 50 cm Spiegelteleskop

Bei dem 50 cm Teleskop handelt es sich um ein "Corrected Dall-Kirkham" Teleskop der Firma PlaneWave Instruments. Das Dall-Kirkham Design ist eine Variante des Cassegrain-Aufbaus, bei der ein elliptischer Hauptspiegel und ein sphärischer Fangspiegel zum Einsatz kommen. Unser 50 cm Teleskop besitzt noch eine Korrekturoptik zur Bildverbesserung (siehe Abb. 9.2).

**Bei der Benutzung des 50 cm Teleskopes muss stets ein Betreuer anwesend sein!**

### 9.2.1 Bedienungsanleitung Montierung

Die Montierung<sup>2</sup> wird durch den Kippschalter am Steuercomputer eingeschaltet. Das anschließende Hochfahren des selbigen dauert ca. zwei Minuten.

Anschließend muss das Teleskop entparkt werden. Der entsprechende Menüpunkt findet sich unter: *Alignment, Unpark mount, Enter*

Die Montierung kann durch Drücken der NSEW Tasten am Handpad bewegt werden. Will man die Schwenkgeschwindigkeit verstellen, so geschieht dies über die +/- Tasten, maximal 4° pro Sekunde vorgeben.

Natürlich können die gewünschten Objekte auch automatisch angefahren werden. Hierzu wird, ausgehend vom Hauptmenü, die gewünschte Kategorie durch drücken der entsprechenden Tasten am Handpad gewählt (z.B. Taste 7 für Messier Objekte). Anschließend kann man die gewünschte Nummer eingeben oder mit dem +/- Tasten zum Objekt scrollen. Anschließend muss mit Enter bestätigt werden. Die nun folgende Sicherheitsabfrage muss ebenfalls mit Enter bestätigt werden.

Nach dem Beobachten muss die Montierung wieder in die Parkposition gefahren werden. Die geschieht über *Alignment, Park mount, Enter, Enter*. Nachdem das Teleskop seine Parkposition erreicht hat, wird der Steuerrechner mit einer erneuten Betätigung des Kippschalter heruntergefahren.

<sup>2</sup>10micron GM4000 HPS

## 9.2.2 Bedienungsanleitung Teleskop

Vor Beginn der Beobachtungen müssen alle Schutzabdeckungen entfernt werden. Hierzu wird der schwarze textile Streulichtschutz vom Hauptspiegeltubus gelöst und zurückgerafft (Vorsicht! Auf Risse achten!). Im Anschluss werden nacheinander die Überzüge des Fangspiegels und des Blendenrohrs entfernt. Anschließend wird die Hauptspiegelabdeckung angehoben und durch eine Lücke in den Carbonstreben entfernt. Nun muss der Streulichtschutz wieder zurückgerafft und über den Haltering gezogen werden. Kontrollieren Sie bitte, dass der Stoff überall stramm sitzt und keine Abschattungen verursacht.

### **Anbringen von Equipment - nur durch Betreuer!!!**

Das Anbringen und wechseln von Okularen, Kameras etc. gestaltet sich bei diesem Teleskoptyp etwas schwierig. Für Zubehör mit einem 2" Steck-Anschluss muss zunächst durch Lösen der zwei großen Rändelschrauben die Reduzierung aus dem Okularauszug entfernen. In der Seite der Reduzierung befinden sich zwei Imbusschrauben die man mit dem entsprechenden Schlüssel lösen kann. Das Zubehörteil wird dann ganz normal in die Reduzierung gesteckt und durch Festziehen der beiden Imbusschrauben fixiert. Anschließend wird die Reduzierung samt Zubehör wieder in den Okularauszug eingebracht und mittels der beiden Rändelschrauben festgezogen.

Für manche Geräte wie z.B. die CCD Kamera oder den Spektrographen gibt es spezielle Adapter um in den Fokus zu kommen. Diese müssen mit dem Okularauszug verschraubt werden. Bei einem Wechsel der Adapter muss ein Teleskopbetreuer/Tutor anwesend sein. Hierzu bitte auch den entsprechenden Punkt auf dem Merkblatt an der Säule beachten.

**Fokussieren:** Der Motorfokus werden über das Handpad gesteuert, welches an der Teleskoprückwand befestigt ist.

Der Fokus wird über die beiden großen Pfeiltasten (nach oben und nach unten) verstellt. Die Rate mit der der Fokus verstellt wird kann man einstellen. Hierzu muss **Rate** gedrückt werden und anschließend eine Zahl von 1 bis 9. 1 ist die langsamste Verstellgeschwindigkeit, 9 die schnellste. Die aktuelle Fokusposition wird im Display angezeigt. Für Okularbeobachtungen sind Verlängerungshülsen nötig.

**Ventilatoren** können sowohl über das Bedienfeld an der Teleskoprückwand, als auch über das Handpad gesteuert werden.

An der Rückwand kann man die Ventilatoren über den entsprechend beschrifteten Schalter entweder komplett an oder aus schalten. Desweiteren gibt es noch die Schalterstellung Auto, die eine Kontrolle über das Handpad ermöglicht.

Hierzu muss man mit den up/down Tasten des Handpads zu dem Menüpunkt **Fans** navigieren und mit **Enter** bestätigen. Auch im Untermenü kann man zwischen on/off und Auto wählen, wobei Auto hier bedeutet, dass die Ventilatoren bei einem Temperaturunterschied von 1° K zwischen Umgebung und Hauptspiegel automatisch starten.

### **Nach dem Beobachten**

Sind die Beobachtungen abgeschlossen, so sind die oben beschriebenen Schritte in umgekehrter Reihenfolge zu wiederholen. Es ist auf dichten Sitz der Schutzkappen und der Spiegelabdeckung zu achten!

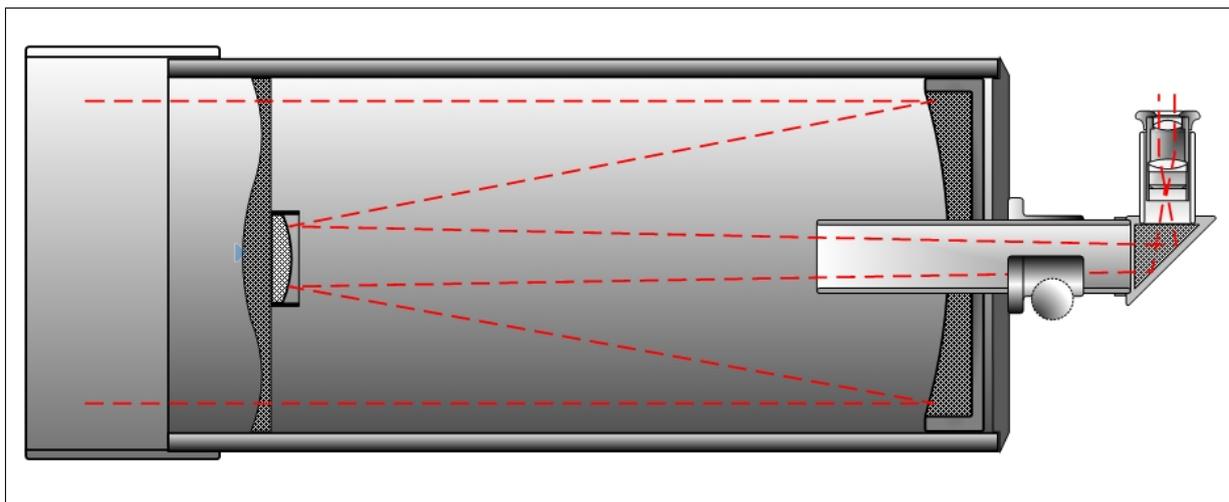


Abbildung 9.3: Schematischer Aufbau eines Schmidt-Cassegrain-Spiegelteleskopes: Das einfallende Licht wird an einem spärigen Primärspiegel reflektiert und über einen Sekundärspiegel in der Brennebene hinter dem Hauptspiegel fokussiert. Die sphärische Abberation wird durch die Korrekorplatte kompensiert und Koma minimiert.

### 9.3 Das 40 cm Spiegelteleskop

Bei dem 40 cm Spiegelteleskop handelt es sich um ein Schmidt-Cassegrain-Teleskop der Firma MEADE. Ein Schmidt-Cassegrain Teleskop nutzt einen spärigen Hauptspiegel und eine Korrektionsplatte, die die sphärische Aberration des Hauptspiegels beseitigt und die Koma des Gesamtsystems beseitigt (s.9.3).

#### Bedienungsanleitung Montierung

Die Montierung (AstroPhysics 1200 GTO) wird zusammen mit dem Netzteil eingeschaltet, das an der Säule angebracht ist (roter Schalter). Nach dem Einschalten befindet sich das Teleskop in der Parkposition. Die Bewegung des Teleskopes erfolgt ausschließlich durch das Keypad, welches ebenfalls an der Säule hängt. Die Klemmschrauben der Montierung dürfen **UNTER KEINEN UMSTÄNDEN** gelöst werden! Vor Beobachtungsbeginn muss der vordere Teleskopdeckel entfernt werden. Dies muss unter vorsichtigem Rütteln und Ziehen geschehen. Zieht man den Deckel zu ruckartig ab, kann die Klemmung der Montierung beschädigt werden!

Das Hauptmenü des Keypads gliedert sich in verschiedene Unterpunkte. Das Anwählen einer Option geschieht durch Eingabe der vorangestellten Nummer. Dadurch gelangt man in eine tieferliegende Menüebene. Um in eine höhere Ebene zu wechseln, muss der MENU-Button betätigt werden.

Um ein Objekt anzufahren wählt man im Hauptmenü die Option **Objects**. Im folgenden Untermenü, wählt man die Liste in der das gewünschte Objekt zu finden ist. Die wichtigsten Listen sind:

- M - Messierkatalog
- NGC - New Galactic Catalogue
- IC - International Catalogue
- Sol - Objekte des Sonnensystems
- Strs- Liste der hellsten Sterne

Bei den **M**, **NGC** und **IC** Listen wählt man ein Objekt, indem man direkt seine Nummer eingibt. In der **Strs**-Liste kann man mit den PREV- und NEXT- Buttons durch die Liste scrollen, bis der gewünschte Stern gefunden ist. In der **Sol**-Liste erscheint eine Auflistung der Objekte des Sonnensystems.

Nachdem ein Objekt ausgewählt wurde, zeigt das Display einige Informationen hierzu an. Durch Druck auf GOTO beginnt die Montierung das Objekt anzufahren. Während das Teleskop sich bewegt, sollte man ständig einen Finger auf dem STOP Knopf des Keypads ruhen lassen. Läuft die Montierung Gefahr, irgendwo anzustoßen (Leiter, Kollegen) oder ziehen sich Strom- oder Motorkabel straff, muss die Bewegung sofort angehalten werden. In diesem Fall ist ein Betreuer hinzuzuziehen, um die Montierung zu rekalisieren.

Hat die Montierung das Anfahren beendet, sollte man prüfen ob sich das Objekt auch in der Mitte des Blickfeldes befindet. Ist dies nicht der Fall, so kann man mit den Pfeiltasten des Keypads das Objekt zentrieren. Danach rekaliert man die Montierung auf die genaue Position, indem man im Hauptmenü den Knopf Ra/Dec REV drückt und **Recalibrate** wählt (sollte sich das Teleskop bei Benutzung der Pfeiltasten zu schnell bewegen, so kann man im Hauptmenü durch Wählen von Option 6 die Geschwindigkeit ändern. Die Angabe ist in Vielfachen der Sterngeschwindigkeit).

Nach Abschluss der Beobachtungen muss die Montierung wieder in die Parkposition gefahren werden. Die entsprechende Option findet sich im Hauptmenü unter **Setup/Park Mount**. Es gibt drei Parkpositionen. Es hat sich eingebürgert, Position **1** zu wählen. Hat die Montierung die Parkposition erreicht, kann der Strom am Netzteil abgestellt werden.

**Bei Fragen an die Betreuer wenden und nicht selbst herumprobieren!**

### 9.3.1 Bedienungsanleitung Teleskop

Zuerst muss der vordere Staubschutzdeckel des Teleskopes entfernt werden. Hierzu wird das Teleskop am Besten mittels Handpad leicht nach unten geschwenkt. Der Deckel darf keinesfalls einfach abgezogen werden, da hierbei Kräfte auftreten können die die Haltekraft der Klemmung übersteigen. Dadurch käme es zu einer Bewegung des Teleskopes was zu einer ernsthaften Beschädigung der Montierung führen könnte. Der Deckel muss durch **vorsichtiges** Ruckeln abgelöst werden. Beim Wiederaufsetzen nach dem Beobachten darf er keinesfalls komplett aufgesteckt werden sondern nur soweit dass er von selbst hält und nicht herunterfällt. Ein evtl. Schiefstand ist kein Problem.

Zubehör wie Okulare oder Kameras werden im Okularauszug festgeschraubt. Hierzu sind die drei Rändelschrauben an selbigem zu lockern und die Schutzkappe zu entfernen. Mit dem Finger kann man prüfen ob der Messing-Klemmring plan mit dem Rohr des Okularauszug abschließt (dann sind die Rändelschrauben weit genug entfernt). Das Zubehör wird dann einfach in den Okularauszug gesteckt und die zuvor gelockerten Schrauben wieder befestigt.

Da das Bild mit großer Sicherheit unscharf sein wird, sind zwei Möglichkeiten zur Fokussierung vorhanden:

**Okularauszug:** Mit den großen Rädern an der Seite des Okularauszug kann dieser bewegt werden um Position des Zubehörs zu verändern. Hierdurch ändert sich die Schärfe der Objekte im Okular oder auf dem Chip. Die Fokussierung ist mit einer 1:10 Untersetzung ausgestattet. Um diese zu nutzen muss man am goldenen Rädchen drehen, das vor einem der normalen Fokusräder angebracht ist.

**Hauptspiegel:** Falls man mit dem Okularauszug nicht in den Fokus kommt bietet das Teleskop die Möglichkeit den gesamten Hauptspiegel zu verfahren um die Fokussierung zu ändern.

**Die Hauptspiegelfokussierung darf unter keinen Umständen selbst benutzt werden. Hierzu muss ein Betreuer anwesend sein.**

Das Teleskop wird zunächst so geschwenkt dass es mindestens in einem 45°-Winkel nach oben zeigt. Hierdurch wird vermieden dass sich der Spiegel verkannten kann. Anschließend wird die Klemmung des Hauptspiegels durch Lösen der entsprechend beschrifteten Schraube geöffnet. Mit dem hervorstehenden, silbernen Knauf kann nun der Spiegel verstellt werden. Ist ein ausreichend scharfes Bild erreicht darf man nicht vergessen die Klemmung wieder handfest anzuziehen

## 9.4 Die portablen Linsenteleskope

### 9.4.1 Anleitung: Montierung

Die mobile Montierungen (Celestron CGEM-DX) werden zur Durchführung der Beobachtungsexperimente auf den Theodolitensäulen im Garten eingesetzt. Es sind zwei Montierungen verfügbar die mittels Adapter an der Säulen angebracht werden kann. Für jede Säule gibt es einen passenden Adapter. Diese sind NICHT austauschbar. Bitte darauf achten, dass der korrekte Adapter benutzt wird. Die Adapter sind fest an die Montierungen angeschraubt. Niemals die Verschraubung lösen, sonst geht die Achsausrichtung verloren. Die Montierung wird über den Kippschalter am Bedienfeld des Montierungsgehäuses eingeschaltet. Danach fordert einen das Handpad auf u.a. die Uhrzeit und die Zeitzone etc. einzugeben. Da in diesem Teil des Praktikums aber die Orientierung am Himmel erlernt werden soll, werden die Abfragen durch mehrmaliges Drücken der Taste *Undo* übergangen.

Die Montierung kann durch Drücken der vier Pfeiltasten bewegt werden. Will man die Geschwindigkeit anpassen, so muss man zunächst die *Rate* Taste drücken, gefolgt von einer der Zifferntasten. Auch hier gilt: 1 ist die langsamste Geschwindigkeit, 9 die schnellste.

Da die Montierung über keine Encoder o.ä. verfügt, kann sie in jeder Position ausgeschaltet werde.

### 9.4.2 Bedienung der Linsenteleskope

Das Institut verfügt über zwei<sup>3</sup> portable Linsenteleskope der APO-Chromatorenklasse mit 115 mm Objektivdurchmesser und 800mm Brennweite der Firma Teleskop Service, die auf den Schwalbenschwanz der Montierungen geschraubt werden. Die Fokussierung erfolgt ausschließlich am Okularauszug. Für jeden Refraktor ist ein Leuchtpunktsucher vorhanden, der sich im Teleskopkoffer befindet.

Mittels einer kleineren portablen Montierung (MEADE-LXD75) und Stativ lässt sich das Linsenteleskop auch an anderen Orten nutzen.

## 9.5 H $\alpha$ Sonnenteleskop

Das Lunt-Sonnenteleskop kann ausschließlich zur Sonnenbeobachtung im Licht der H $\alpha$  Linie des Wasserstoffs (Breite 0.7 Å) verwendet werden. Damit ist möglich, z.B. Protuberanzen zu beobachten. Es wird auf einer der mobilen Montierung verwendet. Für die große portable Montierung ist eine geeignete Adapterschiene nötig.

Ein speziell auf dieses Teleskop abgestimmtes Okular liegt dem Teleskop bei und wird bei Verwendung einfach im Zenithspiegel des Okularauszug verschraubt (wie beim 40 cm Teleskop). Das Scharfstellen verläuft ebenfalls wie beim 40 cm Teleskop über die großen Handradschrauben am Okularauszug.

Beim der Ausrichtung des Teleskops NIEMALS in die Sonne schauen. Dazu ist auf der Oberseite des Teleskops ein einfacher Sucher montiert. Ist die Sonne in der Nähe des Gesichtsfeldes, so wird ein heller Punkt auf die matte Scheibe an der hinteren Halterung des Suchers projiziert. Ist die Sonne im Gesichtsfeld, so erscheint der Punkt mittig in der weißen Mattscheibe.

An der Seite des Teleskops ist ein schwarzer Zylinder angebracht. Hierbei handelt es sich um einen sog. „Pressure-Tuner“. Hiermit kann die mittlere Durchlasswellenlänge des internen Filters geändert werden um Strukturen auf der Sonnenoberfläche besser darstellen zu können. Durch Herein- oder Herausdrehen des Zylinders kann der Druck im System und damit die Wellenlänge variiert werden. Bei der Verwendung des Tuners muss ein Betreuer anwesend sein!

---

<sup>3</sup>zur Zeit ist eines als Leitrohr am 50 cm Spiegelteleskop im Einsatz und steht nicht zur Verfügung

## 9.6 Zubehör

Das Zubehör ist für alle Teleskope geeignet (außer H $\alpha$  Teleskop).

### Okulare

Es stehen die folgenden Okulare zur Verfügung:

- **Universalokulare:** 3 Baader Zoomokular, Anschlußdurchmesser 2 Zoll, Brennweite  $f = 8\text{ mm} - 24\text{ mm}$   
bei Brennweite  $f = 8\text{ mm}$ : scheinbares Gesichtsfeld  $S = 68^\circ$  bei 24 mm Brennweite: scheinbares Gesichtsfeld  $S = 48^\circ$
- **Planetenokular:** William Optics UWAN, 1.25'',  $f = 4\text{ mm}$ ,  $S = 82^\circ$
- William Optics UWAN, 1.25'',  $f = 16\text{ mm}$ ,  $S = 82^\circ$
- **2 Zoll Großokular** William Optics UWAN, 2'',  $f = 28\text{ mm}$ ,  $S = 82^\circ$
- TeleVue Optics, 1.25'',  $f = 55\text{ mm}$ ,  $S = 50^\circ$
- diverse Adapterringe
- Mondfilter(Doppelpolarisator) zum Abdämpfen des Mondlichtes
- zwei Zenitspiegel

**Verwendung von 1 1/4-Zoll Okularen:** Die Okularauszug aller Teleskope haben einen Anschlußdurchmesser von 2 Zoll. Wenn 1 1/4-Zoll Okulare verwendet werden sollen, muss ein Reduzierring (im Zubehörkoffer) eingesetzt werden.

### Kameras

Es sind eine CCD-Kamera von SBIG, die STX 16803, sowie eine Spiegelreflexkamera von Canon, die EOS 1000D mit Astro-Modifikation, einsatzbereit. **Bitte vor Gebrauch an einen Betreuer wenden.** Die SBIG Kamera kann direkt per 2'' Anschluß an die beiden Teleskope in der Kuppel angeschlossen werden. Für die Canon existieren entsprechende Adapter. Die SBIG Kamera wird über die Software *CCDOps* vom Computer aus gesteuert und ist nicht farbbempfindlich. Für Farbaufnahmen müssen also entsprechende Filter benutzt werden und die Bilder hinterher zusammengesetzt werden (siehe Kapitel 4.3.2). Es sind drei Filterräder vorhanden, die einerseits Breitbandfilter and andererseits Schmalbandfilter aufnehmen. Der Breitbandfiltersatz LRGB<sup>4</sup> dient zur möglichst naturgetreuen farblichen Wiedergabe, der Schmalbandfiltersatz dient zur kontrastreichen Falschfarbendarstellung vorallem von Nebeln. Bitte Betreuer befragen, welches Filterrad in der Kamera eingesetzt ist.

Die Canon-Kamera nimmt direkt Farbbilder auf und kann wie eine normale Spiegelreflexkamera bedient werden. Zusätzlich existiert ein Fernauslöser um lange Belichtungen zu ermöglichen. Durch die Astro-Modifikation ist die Kamera im Infraroten empfindlicher als normalerweise, wodurch dieser für die Astronomie relevante Wellenlängenbereich besser abgedeckt ist. Die Canon ist primär für den Einsatz am Linsenteleskop im Garten gedacht, kann aber auch an den beiden Teleskopen in der Kuppel verwendet werden.

Für Sonnenbeobachtungen mit dem H $\alpha$  Teleskop steht ein Videokamera der Firma The Imaging Source DMK51 zur Verfügung, die auch für Planetenbeobachtung an den Spiegelteleskopen eingesetzt werden kann.

Wer seine eigene Kamera (Spiegelreflex) mit Bajonett anschließen möchte, kann das gerne machen. Das Teleskop hat einen standardisierten 2''- und 1.25''-Anschluß, es sind außerdem Adapter für Canon, Nikon, Sony/Minolta und Pentax Bajonett vorhanden.

---

<sup>4</sup>Ein drittes Filterrad ist mit Filtern im Sloan-System bestückt, die für quantitative Photometrie dienen aber im Praktikum nicht zum Einsatz kommen.

## Kapitel 10

# Die Bamberger Small Radio Telescopes (SRTs)

Die beiden Small Radio Telescopes wurden vom Haystack Observatorium des MIT ([www.haystack.mit.edu](http://www.haystack.mit.edu)) entwickelt und wurden bis 2011 von der Firma CASSI ([www.cassicorp.com](http://www.cassicorp.com)) in den USA gebaut. Im Folgenden werden die Bauteile der SRTs kurz beschrieben:

**Montierung:** Die SRTs sind im Garten der Sternwarte auf einer azimutalen Montierung angebracht. Ein Motor in der schwarzen Box, auf der das Teleskop montiert ist, dreht es in azimutaler Richtung, während die Bewegung in Elevation durch einen Motor an einer Gewindestange mittels Hebelarm erfolgt. Die Steuersoftware führt während der Messungen das SRT automatisch auf angewählte Quellen am Himmel nach.

**Parabolantenne:** Die Antenne der SRTs ist ursprünglich für den Empfang von Satellitenfernsehen gebaut worden. Der parabolische Reflektor hat einen Durchmesser von 2,3 m und ist mit einem Gitternetz aus Metall bespannt, welches bei der relativ großen Wellenlänge der Radiostrahlung als Reflektor dient und im Verhältnis zu einem massiven Reflektor Gewicht einspart. Im Scheitelpunkt der Parabolantenne befindet sich ein Kalibrationsender. Er besteht aus einer speziellen Diode, die in einem Bereich um 21 cm Wellenlänge ein breitbandiges, weißes Rauschen bekannter Intensität erzeugt. Als Sendedipol fungieren die beiden am weißen Gehäuse angebrachten Schrauben.

**Receiver:** Der Empfänger ist direkt im Primärfokus der Parabolantenne montiert und wird von einem schwarzen Kunststoffgehäuse vor Umwelteinflüssen geschützt. Das Signal der Hornantenne wird hier von einem rauscharmen Vorverstärker verstärkt, von wo aus es einen Bandpassfilter durchläuft. Das bandgefilterte und vorverstärkte Signal wird dann mit dem Signal eines lokalen Oszillators niedrigerer Frequenz überlagert, wodurch es auf eine niedrigere Zwischenfrequenz heruntermoduliert wird. Dieses vorbearbeitete Signal wird erneut in der Bandbreite begrenzt und schließlich von einem Analog-Digital Wandler mit 40 MHz abgetastet und digitalisiert. Aus dem digitalisierten Signal wird schließlich mittels einer Fourier-Transformation das Spektrum berechnet und an die Software übergeben.

**Steuerbox:** Im Keller der Sternwarte befindet sich die Steuereinheit des SRT 1 und im Garten neben dem SRT 1 die Steuereinheit für das SRT 2. Ein 9-poliges Kabel für die Steuerung der Motoren und des Kalibrators, sowie ein abgeschirmtes koaxiales Antennenkabel sind hier an die Steuerbox angeschlossen. Die Steuerbox für das SRT 1 ist am Rechner *cygnus* angeschlossen, für das SRT 2 am Rechner *musca*, auf dem die Java Steuersoftware der SRTs installiert ist.

### 10.0.1 Steuerung und Messbetrieb

Sowohl die Steuerung der Teleskope, als auch die Aufzeichnung der empfangenen Radiosignale erfolgen mittels eines Java Programms, das von CASSI und MIT Haystack entwickelt und bereitgestellt wur-

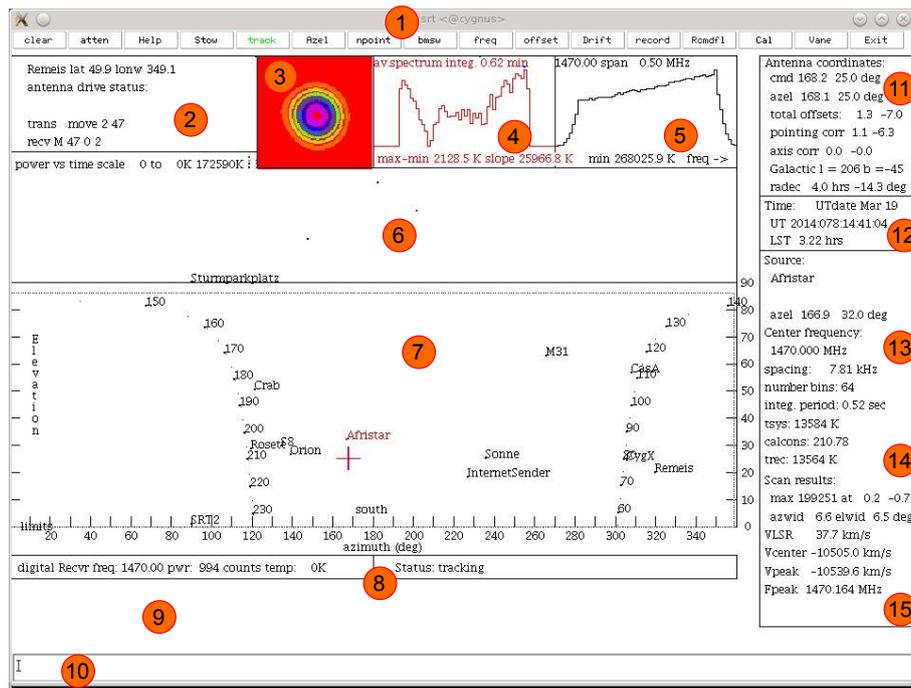


Abbildung 10.1: Benutzeroberfläche der SRT Software - 1: Buttonleiste für die wichtigsten Kommandos - 2: Informationen über die Station (Name, Breiten- und Längengrad) und den Status der fahrenden Antenne - 3: Visualisierung des npoint Scans - 4: Integriertes Spektrum - 5: Momentanes Spektrum - 6: Zeitlicher Verlauf der gemessenen Gesamtleistung - 7: Himmelskarte mit den eingetragenen Objekten aus der .cat-Datei - 8: Statuszeile zur Empfangsfrequenz, gemessenen Gesamtleistung, Systemtemperatur und Montierungsstatus (*tracking*, *slewing* oder *stopped*) - 9: Anzeigefeld für Kontexthilfe - 10: Kommandozeile - 11: derzeitige Antennenkoordinaten und Zielkoordinaten - 12: Zeitinformation (UT) - 13: Informationen zur Quelle und Frequenz - 14: Systemkalibration - 15: Peakfrequenz und Dopplergeschwindigkeit des integrierten Spektrums, sowie  $v_{\text{LSR}}$  Komponente der Sonnen-Eigenbewegung (bezogen auf den "local standard of rest") projiziert auf die Blickrichtung.

de. Das Programm wird aus der Linux Befehlszeile (Shell) heraus gestartet. Es stehen dabei mehrere Aufrufvarianten zur Verfügung:

- `srt1` bzw. `srt2` - startet die SRT-Kontrollsoftware für das jeweilige Teleskop mit Antenne und Receiver im Normalbetrieb. Die Software wird damit von dem Verzeichnis aus gestartet, in dem man sich gerade befindet, die Konfigurationsdatei `srt.cat` muss dort vorliegen.
- `srt_start` - alternativ zu `srt`, funktioniert nur auf den Rechnern `cygnus` und `musca` (einloggen mit: `ssh -X cygnus` oder `ssh -X musca`), startet die SRT-Kontrollsoftware im aktuellen Verzeichnis. Es kann also vorher in ein Verzeichnis gewechselt werden, in dem `srt.cat` vorliegt.
- `srtsim` - startet die Software im Simulationsmodus. *Dieser Modus ist geeignet, um eigene Skripte auf ihre Lauffähigkeit hin zu überprüfen oder den Zeitpunkt für die Milchstraßenmessung zu bestimmen.*
- `srtsim y` - startet die Software im Simulationsmodus, der Lauf der Zeit ist aber um das  $y$ -fache beschleunigt.
- `srtsim -x` - startet die Software im Simulationsmodus, die Uhrzeit wird aber um  $x$  Stunden in die Zukunft gesetzt (*nützlich zur Planung späterer Messungen und um die Beobachtbarkeit eines Objektes zu überprüfen*).

Die Benutzeroberfläche der SRT Software ist in Abb. 10.1 dargestellt. Die Funktionen der einzelnen Felder sind in der Bildunterschrift kurz zusammengefasst. Das SRT wird durch einfaches Klicken in der Himmelskarte zum gewünschten Beobachtungsobjekt gesteuert. (Bitte immer alle Bewegungen des Teleskops erst zu Ende ausführen lassen, bevor ein anderes Zielobjekt angewählt wird.)

## Manuelle Steuerung des SRT

Die wichtigsten Kommandos können über die Bedienleiste am oberen Bildschirmrand eingegeben werden. Im allgemeinen werden die Bedienelemente der jeweils aktiven Funktionen mit grüner Schrift angezeigt. Es ist zu beachten, dass Koordinaten, Offsets, Frequenzen, Dateinamen, etc. immer *zuerst* in Feld 10 eingegeben werden müssen und *anschließend* der Kommandobutton angeklickt wird. Enter hat keine Funktion und man sollte etwas auf dem Button verweilen, da die Software manchmal verzögert reagiert!

- CLEAR – Reset der Anzeigen (Felder 3 bis 6 in Abb. 10.1): Alle Graphen werden gelöscht und die Integration der Messungen im Fenster 4 beginnt von Neuem. In der Regel empfiehlt es sich, dies immer zu Beginn einer neuen Messung durchzuführen.
- ATTN – Seit Einführung des Digitalreceiver durch CASSI ohne Funktion
- HELP – Informiert über die Katalogdatei `srt.cat`, Kommando-Files, die Struktur von Aufnahme-Files und vieles mehr. *Sehr hilfreich!*
- STOW – Führt das SRT in Parkposition bei Azimut 0 und Elevation 0 (SRT 1) bzw. Azimut 0 und Elevation 9.1 (SRT 2)
- TRACK – Aktiviert/Deaktiviert die Nachführungsfunktion
- AZEL – Steuert das Teleskop zu den eingegebenen Koordinaten (nach Klick durch Leerzeichen getrennt im Feld 10 in Abb. 10.1 eingeben, danach auf diesen Button klicken)
- BMSW – startet eine Messung der eingestellten Quelle im Beamswitching Modus, d.h. es wird das Objekt und ein um einige Grad von der Quelle entfernter Punkt des Himmels anvisiert und nur die Differenz der beiden Signale als Messung aufaddiert.
- FREQ – Verändert die Mittelfrequenz des Receivers. Die Syntax im Textfeld nach Klicken des Buttons muss folgendermaßen aussehen: `<freq> <modus>`  
Erlaubte Modi sind 1: 500 kHz, 2: 250 kHz, 3: 125 kHz oder 4: 1220 kHz (jeweils Bandbreite in kHz)
- OFFSET – Addiert die eingegebenen Werte als Offset zu allen Koordinaten hinzu, behält dabei aber die originale Quellposition
- DRIFT – Startet eine Drift Messung, d.h. das Teleskop steuert eine halbe Keulenbreite in Richtung zunehmender Rektaszension (parallel zum Himmelsäquator) auf einen Punkt, der vom gewählten Objekt kurz darauf durchlaufen wird und deaktiviert die Nachführfunktion, wodurch die Erddrehung das Objekt durch die Antennenkeule führt.
- RECORD – Speichert alle Messungen bis zum erneuten Drücken des Buttons. Wenn kein Dateiname angegeben wird, hat der Dateiname das Format `yydddhhmm.rad`. Die SRT Software speichert die Messungen in ASCII-Textfiles mit der Endung `.rad`. Diese Datei enthält zeilenweise Einzelmessungen, deren Einträge durch Leerzeichen getrennt sind. Nach der Zeit, im Format `yyyy:ddd:hh:mm:ss`, folgt Azimut und Elevation der Beobachtung und eventuelle Offsets (im Falle von `npoint` Scans sind hier die Offsets von der ursprünglichen Quellposition eingetragen). Die nächsten Zahlen sind die Frequenz des ersten Kanals des Receivers, die Breite eines Kanals in MHz, der Modus des Digitalreceivers und die Anzahl der Frequenzkanäle. Danach stehen die gemessenen Antennentemperaturen der einzelnen Bins (also die eigentlichen Meßdaten). Zusätzlich zum Dateinamen kann als optionales Argument noch der Aufnahmemodus übergeben werden (Leerzeichen und Modusnummer nach Dateiname) und damit bestimmt werden welche Informationen abgespeichert werden. Die möglichen Modi sind: 0=normal, 1=kurz, 2=mit  $v_{\text{lsr}}$ , 3=spezial, 4=nur Befehle. Für die Versuchsdurchführung empfiehlt es sich den Standardmodus nicht zu ändern. Nur bei der Messung der Milchstraße sollte Modus 2 verwendet werden, da  $v_{\text{lsr}}$  benötigt wird.
- RCMDFL – Startet eine automatisierte Messung aus einer Kommandodatei der SRT Software. Wie solche Dateien anzulegen sind und welcher Syntax man darin folgen muss, wird im folgenden Abschnitt, sowie auf der Webseite des SRT beschrieben. **ACHTUNG!** Der Dateiname der gewünschten Datei muss vor dem Drücken des Buttons eingegeben werden, sonst wird automatisch die Datei `srt.cmd` geladen!
- CAL – Startet die Kalibrierung der Antenne und berechnet  $T_{\text{sys}}$  - Dauer ca. 15 Sekunden
- VANE – Nur für älteres Kalibrierungsmodul, hier aufgrund der elektronischen Kalibrierdiode ohne Funktion.

### Automatisierte Messungen

Mit der SRT Software ist es ebenso möglich, ganze Messreihen mit Hilfe von Kommandodateien vor auszuplanen und automatisch zu vorgegebenen Zeiten Pointings und Messungen auszuführen. Mit dem Bedienelement RCMDFL kann eine beliebige Datei mit der Endung `.cmd` im Verzeichnis der Java Software aufgerufen werden. Wird in der Textbox der Steuersoftware kein Dateiname angegeben, wird die Datei `srt.cmd` geladen.

In den `.cmd`-Dateien gilt eine andere Syntax als im Hauptprogramm des SRT. Es gibt drei verschiedene Arten von Zeilen:

- **Zeitangaben:** Es gibt 2 Möglichkeiten das SRT bis zu einer gewissen Uhrzeit warten zu lassen. Durch `LST:hh:mm:ss` wartet das System bis zur angegebenen lokalen Sternzeit; bei Angabe von `yyyy:ddd:hh:mm:ss` wartet das Teleskop bis zur gewünschten Uhrzeit am Tag `ddd` im Jahr `yyyy`.
- **Befehlszeile:** Diese beginnen immer mit einem `' : '` gefolgt von einer Leerstelle. Die wichtigsten Befehle weichen hier teilweise von den Benennungen in der Benutzeroberfläche ab. Die Kalibrierung wird hier mit `: noiseal` aufgerufen, Bewegungen zu Koordinaten mittels `: galactic l b` bzw. `: azel a h` einen `npoint`-Scan startet man mit `: Quelle n`. Mit dem Befehl `: record filename` und `: roff` wird eine Aufzeichnung in eine Datei gestartet bzw. gestoppt und mit `: 120` verharret das System für 120 Sekunden in seinem Zustand und misst oder nimmt die Daten auf (Achtung: hier keine Leerstelle nach dem `' : '`). Mit `: stow` wird das Teleskop nach der Messung wieder in die Parkposition gefahren. Dies ist vor allem nach der Milchstraßen Messung zu beachten, da das Teleskop sonst der letzten Position im Skript nachführt! Näheres zur Struktur von Befehlszeilen findet man auf der Haystack Webseite.
- **Kommentarzeilen:** Diese werden von der SRT Software nicht interpretiert und dienen somit nur zur Strukturierung längerer Kommandodateien. Sie beginnen mit einem `'*'`.

Weitere Hinweise zur Ausführung automatisierter Messungen sind über die `HELP` Schaltfläche der SRT Software zu erhalten. Eine kommentierte Beispiel-Kommandodatei (`srt.cmd`) liegt im Praktikumsordner aller Gruppen.

# Kapitel 11

## Textverarbeitung in L<sup>A</sup>T<sub>E</sub>X

Herkömmliche Textverarbeitungsprogramme wie etwa Word oder LibreOffice zeichnen sich dadurch aus, dass der Text, so wie er in den Editor eingegeben wird, auch im Endprodukt erscheint. Diese Philosophie bezeichnet man als *What you see is what you get* (WYSIWYG). In Abgrenzung dazu sollte man LaTeX eher ähnlich einer Programmiersprache betrachten. Der Inhalt wie auch die Formatierung eines Dokumentes werden hier in einer Quellcode-Datei vom Typ *.tex* verfasst, und erst durch Aufrufen eines Kompilierers in das endgültige, lesbare Dokument übersetzt.

Für einfache Dokumente ist dies zwar weniger komfortabel als einen WYSIWYG-Editor zu verwenden. Nach einer gewissen Einarbeitung erweist sich LaTeX jedoch als wesentlich vielseitiger, es erlaubt unter anderem:

- Automatisiertes erstellen von Titelseiten, Inhaltsverzeichnissen und Gliederungsstrukturen
- Schnelles erstellen von Bibliographien mit Hilfe standardisierter, im Netz verfügbarer Datenbankeinträge (**BibTeX**).
- Einfaches setzen komplexer mathematischer Formeln

Mit diesen Features ist es zum Standard im physikalischen Publizieren geworden, und es lohnt sich langfristig, sich früh damit auseinanderzusetzen.

### 11.1 Erstellen und kompilieren eines Dokumentes

Der einfachste Weg mittels LaTeX ein Dokument zu erzeugen ist auf Linux über die Kommandozeile. Wir erstellen ein einfaches Textdokument, z. B. namens *protokoll.tex* und durch einen Aufruf des Kommandozeilenprogramms *pdflatex protokoll.tex* im selben Ordner wird ein Output-File im PDF-Format erzeugt. Außerdem werden eine Reihe von Zwischenprodukten erzeugt, die vorerst nicht weiter wichtig sind.

Alternativ gibt es Texteditoren die diesen Prozess in eine graphische Oberfläche einbetten und auf einen Button-click reduzieren, z. B. **TexStudio** oder **TexMaker**, die für alle gängigen Betriebssysteme frei verfügbar sind. Mit Assistenten zum erstellen neuer Dokumente und Code-Autovervollständigung senken sie die Einstiegshürde erheblich.

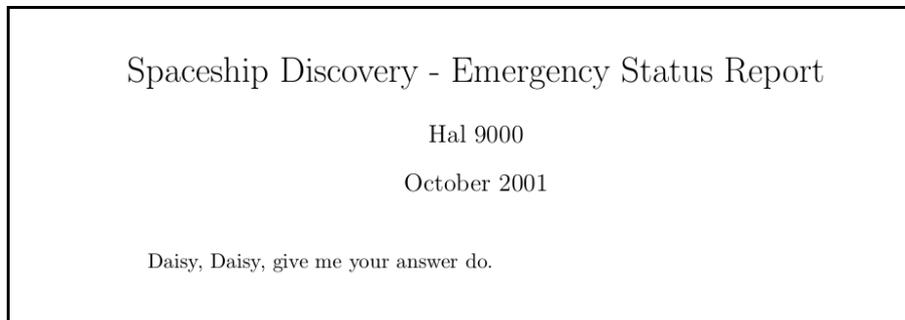
Eine einfachstmögliche Quelldatei sieht folgendermaßen aus. Sie besteht zunächst aus einem Header, in dem der Dokumententyp, allgemeine Informationen zum Dokument und später allgemeine Anweisungen zum Layout spezifiziert werden. In der *document*-Umgebung wird der eigentliche Textkörper verfasst. Der *maketitle*-Befehl erzeugt dabei aus den im Header gegebenen Informationen eine Titelsektion, dann folgt ein einfacher Textabsatz.

```
\documentclass{article}
\title{Spaceship Discovery – Emergency Status Report}
\author{Hal 9000}
\date{Oktober 2001}

\begin{document}
\maketitle
```

```
Daisy , Daisy , give me your answer do .  
\end{document}
```

Kompiliert erhalten wir ein einseitiges PDF mit folgendem Inhalt.



Es gibt eine große Zahl von der LaTeX-Community geschriebener Plugins und Makros, die in Paketen zur Verfügung stehen. Die meisten fortgeschritteneren Funktionen erfordern es, solche Pakete zu laden, was im Header mittels des `usepackage`-Befehls erfolgt. Drei sehr häufig benötigte packages sind:

```
\usepackage[a4paper , headheight=14pt , margin=2.5cm]{ geometry }  
\usepackage[ngerman]{ babel }  
\usepackage{ graphicx }
```

Das `geometry`-Package ermöglicht das allgemeine Seitenlayout anzupassen, `graphicx` ermöglicht das einbinden von Bildern ins Dokument und `babel` stellt die Sprache von automatisch generierten Textelementen auf die spezifizierte Sprache.

## 11.2 Gliederung

Der Fließtext innerhalb der `document`-Umgebung kann mit Hilfe von Gliederungsbefehlen in Kapitel, Sektionen etc. strukturiert werden. Das Argument des Strukturbefehls wird dabei als Überschrift für den Absatz verwendet, und jeweils die Kapitelnummerierung aus der Reihenfolge der verwendeten Befehle ermittelt.

```
\part{Headline of the Part}  
  \chapter{Headline of the Chapter}  
    \section{Headline of the Section}  
      \subsection{And so on...}  
        \subsubsection{And on...}
```

Zu beachten ist, dass je nach verwendeter `documentclass` unterschiedlich viele Gliederungsebenen zur Verfügung stehen. Für ein Versuchsprotokoll sollte die Klasse `article` verwendet werden, die höchste Gliederungsebene ist hier die `section`.

Für das Protokoll nicht unbedingt notwendig, aber gut zu wissen ist, dass durch folgenden Befehl im Textkörper eine Seite mit einem Inhaltsverzeichnis erzeugt werden kann (dieses erscheint allerdings erst nach zweimaligem kompilieren in der Ausgabedatei).

```
\begin{document}  
  \tableofcontents  
  ...  
\end{document}
```

## 11.3 Bilder

Grafiken werden mit Hilfe des `includegraphics`-Befehls eingebunden. Typischerweise verwendet man diesen Befehl innerhalb der `figure`-Umgebung, was ermöglicht die Grafik mit einem Bilduntertitel zu versehen und automatisch generierte Referenzen im Text zu setzen.

```
\begin{figure}[t]
  \includegraphics[width=0.75\textwidth]{image.pdf}
  \caption{Informative image description...}
  \label{ref:img1}
\end{figure}
```

Die `figure`-Umgebung sucht sich im Rahmen gewisser Regeln ihre Position im Text selbstständig, mit Hilfe der *placement qualifiers* beim Aufruf der Umgebung können diese Regeln angepasst werden. Die wichtigsten sind `[t]` (top of page) und `[b]` (bottom of page). Für weitere Optionen sollte man sich mit dem *Float*-package auseinandersetzen. Allgemein ist es guter Stil, sich auf die automatische Bildplatzierung zu verlassen. Ein Erzwingen von Bildpositionen an einer exakten Stelle im Text widerspricht der Grundphilosophie von L<sup>A</sup>T<sub>E</sub>X, das Layout den Algorithmen zu überlassen. Oft ist es zweckmäßiger, die Grundeinstellungen etwas zu modifizieren mit folgenden Zeilen im Header:

```
\renewcommand{\textfraction}{0.05}
\renewcommand{\topfraction}{0.95}
\renewcommand{\bottomfraction}{0.65}
\renewcommand{\floatpagefraction}{0.90}
```

Dem `includegraphics`-Befehl kann eine gewünschte Bild-Skalierung angegeben werden. Entweder mittels eines Faktors, etwa  $scale=1.5$ , oder indem ein fester Wert für *width* oder *height* angegeben wird. Letztere können frei in cm oder inch angegeben werden, häufig ist es jedoch praktischer, sie wie im obigen Code-Beispiel von den allgemeinen Größenangaben des Seitenlayouts abhängig zu machen:

- *paperwidth*: Breite der gesamten Seite
- *textwidth*: Allgemeine Breite der Textsäule
- *textheight*: Höhe des Textblockes auf einer Seite
- *linewidth*: Breite des Textfeldes innerhalb der aktuellen Umgebung

Im Argument wird der Dateiname der Grafik angegeben. Wenn sie sich in einem anderen Ordner als die `.tex`-Datei befindet, muss der vollständige Pfad angegeben werden. Wenn mit *pdflatex* kompiliert wird, können für Grafiken die Formate `.jpg`, `.png`, `.pdf` und `.eps` verwendet werden. Der `caption`-Befehl kann vor oder nach den `includegraphics`-Befehl gesetzt werden und versieht das Bild mit einer Nummerierung und dem angegebenen Über- bzw. Untertitel. Im Argument von `label` wird ein *key* gesetzt, der später z. B. mittels `ref` wieder aufgerufen werden kann, um eine korrekt nummerierte Referenz auf die entsprechende Abbildung zu erzeugen. Ein Befehl wie in

```
For comparison, take a look at Fig.~\ref{ref:img1}
```

fügt dann die passende Bildnummerierung ein:

```
For comparison, take a look at Fig. 1.
```

## 11.4 Mathematische Ausdrücke

L<sup>A</sup>T<sub>E</sub>X bietet einen großen Funktionsumfang zur Darstellung mathematischer Ausdrücke. Die entsprechenden Befehle sind nur im sogenannten *math-mode* verfügbar. Für gewöhnlich wird Input im Textmodus

interpretiert, erst innerhalb entsprechender Umgebungen werden Zeichen im *math-mode* verarbeitet. Dafür gibt es eine Form innerhalb des Fließtextes, bei der der Ausdruck in Dollarzeichen \$ gesetzt wird. Die Zeile

We measure a radial velocity of  $12.1 \pm 0.4 \text{ km s}^{-1}$ .

wird dargestellt als:

We measure a radial velocity of  $12.1 \pm 0.4 \text{ km s}^{-1}$ .

Insbesondere für komplexere oder betonenswerte mathematische Ausdrücke gibt es einen hervorgehobenen Modus, der u. a. durch die `equation`-Umgebung aufgerufen werden kann. Die Gleichung steht dann allein nach einem Absatz und wird mit einer Nummerierung versehen. Diese kann genau wie Grafiken und Sektionen mittels `label` markiert und via `ref` referenziert werden.

```
\begin{equation}
\lim_{N \to \infty}
\frac{\sum_{i=0}^N f(x_i)}{N} =
\frac{1}{b-a} \int_a^b f(x) \mathrm{d}x
\end{equation}
```

Erzeugt folgende Gleichung:

$$\lim_{N \rightarrow \infty} \frac{\sum_{i=0}^N f(x_i)}{N} = \frac{1}{b-a} \int_a^b f(x) dx \quad (11.1)$$

Die wichtigsten mathematischen Symbole sind in Tabelle 11.1 zusammengestellt. Man sollte darauf achten, auch für Zahlenangaben, freistehende Erwähnungen von physikalischen Größen und kurze Gleichungen im Fließtext konsistent den *math-mode* zu nutzen. Einheiten dagegen werden immer mittels `mathrm` abgesetzt.

Tabelle 11.1: Häufig genutzte Symbole im *math-mode*

Symbol	TeX-Code	Anmerkung
$\Gamma$	<code>\Gamma</code>	Griechische Buchstaben in Groß-
$\gamma$	<code>\gamma</code>	und Kleinschreibung
$\pm$	<code>\pm</code>	Plus-Minus für Messunsicherheiten
$\frac{a}{b}$	<code>\frac{a}{b}</code>	Brüche beliebiger Ausdrücke
$x_i, x^i$	<code>\x_{i}, \x^{i}</code>	Indizes und Potenzen
$\sqrt{a}$	<code>\sqrt{a}</code>	Wurzeln
log, sin	<code>\log, \sin</code>	Häufig genutzte Funktionen
(, )	<code>\left (, \right )</code>	Skalierbare Klammern
$\int_a^b$	<code>\int_{a}^{b}</code>	Integrale
$\sum_{k=0}^a$	<code>\sum_{k}^{i=0}</code>	Summen
$\dot{a}, \ddot{a}$	<code>\dot{a}, \ddot{a}</code>	Zeitableitungen
$a', a''$	<code>a', a''</code>	Ableitungen

# Kapitel 12

## Einführung in Gnuplot

### 12.1 Grundlagen

Gnuplot ist ein kommandozeilenbasiertes, frei verfügbares Programm zum Plotten von Funktion und Daten. Außerdem lassen sich beliebige Funktionen an Daten fiten, um die Parameter physikalischer Modelle an Messreihen anzupassen und den Fehler beim Fitten zu bestimmen. Diese Zusammenfassung soll einen Überblick über die gebräuchlichsten Gnuplotkommandos geben. Um das Programm zu starten gibt man in der Shell `gnuplot` ein.

Kommando	Beschreibung	Beispiel
<code>help &lt;befehl&gt;</code>	Zeigt die Gnuplotheilfe zu einem Befehl an.	<code>help load</code>
<code>save "&lt;dateiname&gt;"</code>	Speichert die Gnuplotsitzung.	<code>save "heute.gnu"</code>
<code>load "&lt;dateiname&gt;"</code>	Lädt eine Gnuplotsitzung.	<code>load "heute.gnu"</code>
<code>A = B</code>	Funktion oder Variable definieren.	<code>f(x) = m*x + t</code>

### 12.2 Plotting

Mit Gnuplott lassen sich Daten und Funktionen auf vielfältigste Weise darstellen. `plot "dateiname"`, oder `plot f(x)` reichen oftmals bereits aus um das gewünschte Resultat zu erzielen. Mit dem `splot` Befehl steht auch die Möglichkeit für 3D-Plots zur Verfügung.

#### 12.2.1 Plotten von Funktionen

Das Plotten von Funktionen funktioniert über das `plot` Kommando, dem der Name einer vorher definierten Funktion übergeben wird.

Bei der Definition von Funktionen ist auf den gnuplotspezifischen Syntax einiger Rechenoperationen zu achten:

Rechenoperation	Gnuplot-Syntax
$a^b$	<code>a**b</code>
$\ln(a)$	<code>log(a)</code>
$\log_{10}(a)$	<code>log10(a)</code>
$e^a$	<code>exp(a)</code>
$\sqrt{a}$	<code>sqrt(a)</code>
$e^{-\frac{(x-a)^2}{2s}}$	<code>exp(-(x-a)**2/(2*S))</code>
$\sin(x)$	<code>sin(x)</code>
$ x $	<code>abs(x)</code>

Möchte man also beispielsweise eine Parabel mit Öffnungsparameter  $c$  und Scheitelpunkt  $S = (a, t)$  deklarieren, schreibt man:

$$p(x) = c * (x-a)**2 + t$$

Um nun eine Normalparabel zu plotten müssen den freien Parametern nur noch entsprechende Werte zugewiesen werden:

```
c = 1
t = 0
a = 0
plot p(x)
```

Auch die Verknüpfung zweier Funktionen zu einer neuen ist möglich:

$$f(x) = g(x) + h(x)$$

### 12.2.2 Plotten von Daten

Gnuplot erkennt im Normalfall automatisch das jeweilige Format in dem die Daten in einer Datei gespeichert sind. Die verschiedenen Spalten können z.B. durch ein Leerzeichen, mehrere Leerzeichen oder einen Tabulator getrennt sein.

Die erste Spalte gibt die  $x$ -Werte und die zweite die  $y$ -Werte an. Die Zuweisung der Spalten lässt sich mit dem Befehl `using <Spalte1>:<Spalte2>` modifizieren.

Um also beispielsweise die vierspaltige Datei `beispiel.dat` zu plotten, wobei die  $x$ -Achse der vierten Spalte und die  $y$ -Achse der zweiten Spalte zugewiesen werden soll, schreibt man:

```
plot "beispiel.dat" using 4:2
```

Um nach einer Änderung der Einstellungen den Plot zu aktualisieren gibt es den Befehl `replot`. Auch Rechenoperationen auf einer Spalte sind möglich. Möchte man z.B. alle  $y$ -Werte noch durch zwei teilen, erreicht man dies durch:

```
plot "beispiel.dat" using 4:($2)/2
```

Dabei ist zu beachten, dass zur Kennzeichnung der Werte der  $i$ -ten Spalte ( $\$i$ ) statt  $i$  verwendet wird! Obiges Beispiel ist also eine Abkürzung für `plot "beispiel.dat" using ($4):($2)`, was genauso funktioniert. Auf dieselbe Art und Weise lassen sich vordefinierte Funktionen auf die Spalteneinträge anwenden:

```
f(x) = x**2
plot "beispiel.dat" using 4:(f($2))
```

Die Klammern um die Funktion sind hierbei unbedingt erforderlich!

Kommando	Beschreibung	Beispiel
<code>plot</code>	Plottet die entsprechende Datei(en), Funktion(en)	<code>plot "beispiel.dat", f(x)</code>
<code>... using \$a:\$b</code>	Plottet Spalte $b$ ( $y$ -Achse) gegen Spalte $a$ ( $x$ -Achse)	<code>plot "beispiel.dat" using 4:2</code>
<code>... with lines</code>	Zieht Linien zwischen den Datenpunkten	<code>plot "beispiel.dat" with lines</code>
<code>... with dots</code>	Zeigt die Datenpunkte als Punkte statt Kreuze an	<code>plot "beispiel.dat" with dots</code>
<code>... with errorbars</code>	Zeigt dritte angegebene Spalte als Fehlerbalken an	<code>plot "bsp.dat" using 1:2:3 with errorbars</code>
<code>... t "titel"</code>	Legt die Legendenbeschriftung fest	<code>plot p(x) t "Parabel"</code>
<code>... linewidth w</code>	Zeichnet die Kurve um ein $w$ -faches breiter	<code>plot "beispiel.dat" linewidth 2</code>

## 12.3 Fitting

Eine bereits definierte Funktion mit einem oder mehreren Parametern lässt sich mit dem `fit` Kommando an einen Datensatz fitten. Den Parametern werden dabei die Werte zugewiesen, für welche die Abweichung der Funktion von den Datenpunkten minimal wird. Es werden neben den Parameterwerten auch deren Fehler ausgegeben, welche unbedingt anzugeben sind wenn Gnuplot zum fitten verwendet wird.

Die bereits definierte Parabel  $p(x)$  lässt sich beispielsweise durch

```
fit p(x) "parabel.dat" via c,t,a
```

an die Datenpunkte in der Datei `parabel.dat` zu fitten. Die nach dem Ausdruck `via` durch Komma getrennten Variablen sind die Fitparameter.

## 12.4 Skalierung, Beschriftung und Ausgabeformat

Den Titel des Diagramms kann man über `set title "Titel"` setzen.

Eine logarithmische Darstellung der  $x$ -Achse wird durch den Befehl

```
set logscale x
```

erreicht. Analog kann auch die  $y$ -Achse logarithmisch dargestellt werden.

Oft ist es notwendig nur einen Teilbereich einer Funktion oder eines Datensatzes zu visualisieren. Hierzu kann man mit

```
set xrange [ $\langle x_{\min} \rangle$  :  $\langle x_{\max} \rangle$ ]
```

nur die Punkte mit  $x$ -Werten innerhalb des Intervalls [ $\langle x_{\min} \rangle$ ,  $\langle x_{\max} \rangle$ ] darstellen. Selbiges funktioniert auch für  $y$ - (`set yrange`) und  $z$ -Achse.

Achsenbeschriftungen werden durch `xlabel` und `ylabel` festgelegt. Wenn die Achsenbeschriftung verschoben werden muss fügt man dem Befehl die entsprechenden  $x$ - und  $y$ -Verschiebungen getrennt durch ein Komma hinzu. Also z.B.:

```
set xlabel "Weg [m]" 1.0,2.0
```

Um griechische Schriftzeichen oder hoch-, bzw. tiefgestellte Zeichen zu erzeugen kann man auf den Postscript Standard zurückgreifen. Dies ist auch nötig wenn man die Plots als `.eps`-Dateien exportieren will.

Symbol	Postscript Syntax
$a^b$	{a}^{b}
$a_b$	{a}_{b}
$\alpha$	{/Symbol a}
$\beta$	{/Symbol b}
$\gamma$	{/Symbol g}
$\vartheta$	{/Symbol q}

Um den Postscript-Standard zu nutzen muss das "terminal" umgestellt werden. Die Ausgabe erfolgt nun nicht mehr im X11-Modus, sondern wird in die durch `set output "dateiname"` definierte Datei geleitet. Um die  $y$ -Achse der obigen Parabel mit  $\pi(x)$  zu beschriften und den Plot in `parabel.eps` zu speichern dienen folgende Befehle:

```
set terminal postscript eps enhanced
set output "parabel.eps"
set xlabel "{/Symbol p}(x)"
replot
```

Der replot Befehl führt den zuletzt ausgeführten plot Befehl erneut aus.

Kommando	Beschreibung	Beispiel
set title	Gibt dem Diagramm eine Überschrift	set title "Titel"
set xlabel	Beschriftung der x-Achse	set xlabel "Weg"
set xrange	Definitionsmenge angeben	set xrange [-1.0:1.0]
set output	Dateiname der Ausgabedatei festlegen	set output "plot.eps"
set terminal	Ausgabeformat festlegen	set terminal x11
... postscript	Nützliche Optionen: enhanced, eps, color	set terminal postscript eps
set samples	Anzahl der geplotteten Punkte angeben	set samples 10000
set logscale	Logarithmische Darstellung einer Achse	set logscale x
set grid	Gitternetz mitplotten	-

# Kapitel 13

## Programmieren in S-Lang (ISIS)

### 13.1 Einleitung

Für einige Versuchsauswertungen kann es notwendig sein, ein Computerprogramm zu erstellen. Dabei kommt es i.d.R. nicht auf die Wahl der Programmiersprache an, zumal die meisten Sprachen über die gleichen Konzepte und teilweise sogar sehr ähnliche Syntax verfügen. In diesem Kapitel bekommen Sie einen Einblick in die Skriptsprache S-Lang<sup>1</sup> bzw. dem darauf aufbauenden *Interactive Spectral Interpretation System* (ISIS)<sup>2</sup>, das am MIT zur Analyse von Röntgenspektren entwickelt wurde und das die folgenden Vorteile bietet:

- Die Grundanweisungen in S-Lang (§ 13.2.1) folgen der gleichen Syntax wie z.B. in C oder Perl.
- Man kann einfache Programme in einer Kommandozeile entwickeln und daher sehr leicht testen.
- S-Lang ermöglicht mathematische Operationen auf ganzen *arrays* (§§ 13.2.3, 13.2.4), womit sehr einfach (aber gleichzeitig effizient!) auch größere Datenstrukturen verarbeitet werden können.
- ISIS enthält ein S-Lang Modul, das den direkten Zugriff auf Bilder (oder Tabellen) im FITS-Format (*Flexible Image Transport System* – ein astronomisches Standard-Format) ermöglicht, wie sie von den CCD-Kameras (sowohl an den Teleskopen, als auch im CCD-Versuch) erzeugt werden.
- S-Lang und ISIS sind – z.B. im Gegensatz zu der vergleichbaren array-basierten Skriptsprache IDL (der *Interactive Data Language*) – unter der *GNU General Public License* frei verfügbar.

### 13.2 Überblick über die wichtigsten Sprachelemente von S-Lang

Im folgenden bezeichnet  $\langle \text{Platzhalter} \rangle$  einen Platzhalter, an dessen Stelle etwas eingesetzt werden muss.

#### 13.2.1 Anweisungen<sup>3</sup>

Alle Anweisungen müssen mit einem Strichpunkt ; abgeschlossen werden. Sollen mehrere Anweisungen an Stelle einer treten, sind diese durch geschweifte Klammern { ... } zu einem Block zusammenzufassen.

- **Variablendeklaration und Wertzuweisungen:** `variable  $\langle \text{Variable}_1 \rangle$ ,  $\langle \text{Variable}_2 \rangle$ , ...;`  
Einer deklarierten Variable kann man jeden beliebigen Wert zuweisen:  `$\langle \text{Variable} \rangle = \langle \text{Wert} \rangle$ ;`  
Eine Initialisierung kann auch zusammen mit der Deklaration erfolgen, z.B.: `variable a=2;`  
Mit den Operatoren +=, -=, \*=, /= kann man den Wert einer Variable durch eine einfache Operation verändern:  `$\langle \text{Variable} \rangle += \langle \text{Wert} \rangle$ ;` ist äquivalent zu  `$\langle \text{Variable} \rangle = \langle \text{Variable} \rangle + \langle \text{Wert} \rangle$ ;` etc.  
 `$\langle \text{Variable} \rangle ++$ ;` und  `$\langle \text{Variable} \rangle --$ ;` sind äquivalent zu  `$\langle \text{Variable} \rangle += 1$ ;` und  `$\langle \text{Variable} \rangle -= 1$ ;`.
- **Bedingte Anweisungen:** `if(  $\langle \text{Bedingung} \rangle$  ) {  $\langle \text{Anweisungen}_1 \rangle$  } else {  $\langle \text{Anweisungen}_2 \rangle$  }`  
Wenn  $\langle \text{Bedingung} \rangle$  wahr ( $\neq 0$ ) ist, werden die  $\langle \text{Anweisungen}_1 \rangle$  ausgeführt, ansonsten  $\langle \text{Anweisungen}_2 \rangle$ , falls letztere vorhanden sind, denn der else-Block ist optional.

<sup>1</sup> Siehe <http://www.jedsoft.org/slang/> und <http://www.jedsoft.org/slang/docs.html>.

<sup>2</sup> Siehe <http://space.mit.edu/cxc/isis/> und <http://space.mit.edu/cxc/isis/manual.html>.

<sup>3</sup> Abgesehen von der Variablendeklaration stimmen alle im Abschnitt 13.2.1 genannten Sprachelemente (so weit beschrieben) wörtlich mit denjenigen in C oder Perl überein. Es gibt allerdings subtile Unterschiede, wenn man weitere Funktionalitäten nutzt.

- **Schleifen:**

- *while*-Schleife: `while( <Bedingung> ) { <Anweisungen> }`  
So lange die *<Bedingung>* erfüllt ist, werden die *<Anweisungen>* ausgeführt (evtl. gar nicht).
- *do-while*-Schleife: `do { <Anweisungen> } while( <Bedingung> )`  
Die *<Anweisungen>* werden (mindestens einmal) ausgeführt, so lange die *<Bedingung>* erfüllt ist.
- *for*-Schleife: `for( <Initialisierung>; <Bedingung>; <Inkrement> ) { <Anweisungen> }`  
Zu Beginn wird die *<Initialisierung>* ausgeführt. Danach werden, so lange die *<Bedingung>* erfüllt ist (evtl. gar nicht), die *<Anweisungen>* und die *<Inkrement>*-Anweisung ausgeführt.

Wird bei den *<Anweisungen>* ein `break;` ausgeführt, so wird die Schleife abgebrochen.

### 13.2.2 Variablen und Datentypen

Zulässige Variablenamen bestehen aus alphanumerischen Zeichen [A-Z a-z 0-9], Unterstrichen `_` und Dollarzeichen `$`, wobei das erste Zeichen keine Zahl sein darf. Variablen müssen vor ihrer Verwendung in einem Skript deklariert werden, haben aber keine feste Typzuweisung, d.h. neben dem Inhalt darf sich während des Programmablaufs auch die Art der gespeicherten Information ändern.

Es gibt u.a. die folgenden einfachen (skalaren) Datentypen, die jeweils einen Wert aufnehmen können:

- `Integer_Type` für ganze Zahlen
- `Double_Type` für Fließkommazahlen
- `String_Type` für Zeichenketten; Text wird in doppelten Anführungszeichen `"..."` definiert

Weiterhin gibt es komplexere Datentypen, die mehrere Werte enthalten können. Die wichtigsten sind:

- `Array_Type` für Ansammlungen gleicher Datentypen; wird durch `[... , ...]` definiert  
*Arrays* sind für die Datenauswertung besonders wichtig (z.B. als Messreihen).  
Aber auch Bilder sind nichts anderes als zweidimensionale *Zahlenarrays*.
- `List_Type` für inhomogene Ansammlungen; wird durch `{... , ...}` definiert
- `Struct_Type` für Strukturen mit benannten Feldern; wird durch `struct{... , ...}` definiert

#### Arrays

In *arrays* (Datenfeldern) können mehrere Werte des gleichen Datentyps zusammengefaßt werden. Beispiel:

```
variable Temp = [-0.2, 0.7, 4.6, 8.2, 13.5, 16.3, 18.3, 17.7, 13.6, 8.6, 3.7, 1.2];
```

Einzelne Elemente kann man mit den eckigen Klammern `[]` indizieren, wobei der erste Index `0` ist. `Temp` enthält also die 12 Werte von `Temp[0]` bis `Temp[11]`. Zur Indizierung mit *arrays* siehe § 13.4.3.

### 13.2.3 Operatoren

Binäre Operatoren *<Op>* kombinieren zwei Ausdrücke *<X>* und *<Y>* (Konstanten, Variable, Funktionswerte, oder bereits zusammengesetzte Ausdrücke) zu einem neuen, zusammengesetzten Ausdruck *<A>* = *<X>* *<Op>* *<Y>*. (*<A>* kann durchaus einen anderen Datentyp als *<X>* und *<Y>* haben.) Bei mehrfach-zusammengesetzten Ausdrücken *<X>* *<Op<sub>1 *<Y>* *<Op<sub>2 *<Z>* gibt es eine natürliche Operator-Reihenfolge (Punkt-vor-Strich u.dgl.), die durch Klammerung mit `(...)` umgangen werden kann.</sub>*</sub>*

- Es gibt numerische Operatoren für die Grundrechenarten (+, -, \*, /), das Potenzieren (^) und die Division mit Rest (`mod`), die jeweils Zahlen (*integers* oder *floats*) verknüpfen und auch zurückgeben. Doch Vorsicht bei der *integer*-Division! `1/2` ist etwas anderes (nämlich `0`) als `1./2`, `1/2.` oder `1./2.` (die allesamt `0.5` ergeben)...
- *Strings* (Zeichenketten) können mit dem `+` Operator verbunden werden.
- Die Vergleichs-Operatoren `<`, `<=`, `==`<sup>4</sup>, `>=`, `>` und `!=` können sowohl Zahlen als auch *strings* vergleichen und liefern in jedem Fall einen Wahrheitswert zurück. Mit den Bool'schen Operatoren `and` oder `or` können solche Wahrheitswerte weiter verknüpft werden.

---

<sup>4</sup> Man mache sich den Unterschied zwischen dem `==` Operator zur Überprüfung der Gleichheit und dem `=` Operator zur Wertzuweisung an eine Variablen klar! Nach `<Variable> = <Wert>`; gilt sicher `<Variable> == <Wert>`...

Eine der großen Stärken von S-Lang ist, dass alle hier genannten Operatoren nicht nur auf skalare Werte, sondern direkt auch auf ganze *arrays* angewendet werden können. Die Operation wird dann elementweise ausgeführt und die Ergebnisse werden zu einem neuen *array* zusammengefasst.<sup>5</sup> Beispiel (vgl. § 13.2.2):  
`variable Temp_in_K = Temp + 273.15; % Temp_in_K ist nun auch ein array mit 12 Elementen.`

### 13.2.4 Funktionen

Funktion sind Unterprogramme, die eine Reihe von Anweisungen ausführen, wenn sie aufgerufen werden. (Der Aufruf erfolgt einfach durch Notation ihres Namens.) Funktionen *können* Argumente verarbeiten, die dann durch Komma getrennt und in Klammern (`... , ...`) im Anschluss an den Funktionsnamen zu übergeben sind. (Die meisten Funktionen erwarten eine bestimmte Menge von Argumenten, es gibt aber auch Funktionen, die mit einer variablen Anzahl umgehen können.) Funktionen *können* Rückgabewerte haben, die nach der Ausführung die Stelle des Funktionsaufrufs ersetzen.

Falls diese nicht an eine Variable zugewiesen oder anderweitig verwendet werden, müssen sie durch Zuweisung an ein leeres Klammersymbol verworfen werden. Beispiel:

```
()=printf("Mir ist egal, wie viele Zeichen hier geschrieben worden sind! \n");
```

### Intrinsische Funktionen

Die S-Lang Bibliothek stellt eine größere Anzahl von Funktionen zur Verfügung, die auch in den darauf aufbauenden Programmen (also z.B. ISIS) verwendet werden können. § 13.3 enthält eine Kurzübersicht.

### Definition eigener Funktionen

Funktions-Definition: `define <Funktionsname> (<Argumentliste>) { <Anweisungen> }`  
`<Argumentliste>` deklariert dabei lokale Variablen, die beim Aufruf mit den Argumenten belegt werden; wie auch sonst haben die Variablen keine feste Typzuweisung (z.B. Skalar vs. *array*?).

Wird bei den `<Anweisungen>` ein `return <Rückgabewert>;` ausgeführt, so wird die Funktion verlassen und der `<Rückgabewert>` zurückgegeben.

Funktionen können (und sollen!) dazu verwendet werden, ein Problem in kleinere Aufgaben zu zerlegen. Gut und allgemein geschriebene Funktionen können dann immer wieder eingesetzt werden (vgl. § 13.4)!

### 13.2.5 Kommentare

Code im Rest einer Zeile nach einem Prozentzeichen `%` (außerhalb eines *strings*) wird nicht beachtet. Man kann das benutzen, um das Programm zu kommentieren oder bestimmte Teile des Codes zu deaktivieren.

### 13.2.6 Programme (S-Lang Skripte) starten und beenden

Die interaktive ISIS (oder S-Lang) *shell* wird von der Linux-Kommandozeile aus mit dem Befehl `isis` (oder `slsh`) gestartet. Wenn man dem Programm noch den Dateinamen eines S-Lang Skripts übergibt, wird dieses direkt ausgeführt: `linux> isis my_program.sl`

Mit dem Befehl `()=evalfile(<Dateiname>);` kann man (sowohl von der interaktiven *shell*, als auch aus einem Programm heraus) eine Skript-Datei ausführen lassen.

Es gibt auch zusätzliche Programmpakete (Module)<sup>6</sup>, die (teilweise über Bibliotheken in Binärcode, also noch effizienter als durch interpretierte S-Lang Skripte) weitere, spezialisierte S-Lang Funktionen zur Verfügung stellen. Solche werden i.d.R. mit `require(<Name des Moduls>);` eingebunden.

Die `exit(<status>);` Funktion beendet ein S-Lang Skript und gibt den (z.B. Fehler-) Code `<status>` an das aufrufende Programm (z.B. die Linux-*shell*) zurück.

<sup>5</sup> Operationen mit ganzen *arrays* werden wesentlich effizienter (nämlich in Binärcode) ausgeführt, als wenn man den S-Lang *interpreter* (z.B. in einer Schleife) "zwingen" würde, jedes *array*-Element einzeln anzusteuern.

<sup>6</sup> Siehe <http://www.jedsoft.org/slang/modules/> und die von dort verlinkten Seiten.

## 13.3 Auswahl vordefinierter Funktionen

### Interaktive Hilfe-Funktion

Zu den meisten Funktionen kann direkt aus ISIS/S-Lang heraus mittels `help(<Funktionsname>)`; Hilfe angezeigt werden, wobei `<Funktionsname>` ein *string* sein muss. Beispiel: `help("atan2")`;

### 13.3.1 Intrinsische S-Lang Funktionen

#### Mathematische Funktionen

Alle intrinsischen mathematischen Funktionen sind, wie die in § 13.2.3 genannten Operatoren, vollständig vektorisiert, d.h. sie können nicht nur auf Skalare, sondern ebenso auf ganze *arrays* angewendet werden.

Vorzeichenfunktionen:	<code>abs, sign, _diff; _max, _min</code>
Rundungsfunktionen:	<code>ceil, floor, rint, round</code>
algebraische Grundfunktionen:	<code>sqr, sqrt, hypot, polynom, mul2</code>
Exponential- und Logarithmusfunktionen:	<code>exp, expm1; log, log10, log1p</code>
trigonometrische Funktionen:	<code>sin, cos, tan; asin, acos, atan, atan2</code>
hyperbolische Funktionen:	<code>sinh, cosh, tanh; asinh, acosh, atanh</code>
Funktionen für komplexe Zahlen:	<code>Real, Imag, Conj</code>
Funktionen, die Eigenschaften testen:	<code>isinf, isnan; _ispos, _isneg, _isnonneg</code>
Funktionen, die Fließkommazahlen testen:	<code>feqs, fgteqs, flteqs, fneqs</code>

#### Array-Funktionen (Auswahl)

Folgende Funktionen liefern wichtige Informationen über <i>arrays</i> :		Datentyp des <i>arrays</i>
Zahl der Elemente:	<code>length</code>	<code>Any_Type</code>
Minimum/Maximum:	<code>max, maxabs, min, minabs</code>	numerische Typen
verschiedene Summen:	<code>sum, sumsq, cumsum</code>	numerische Typen
Prüfen von Bedingungen:	<code>all, any</code>	Wahrheitswerte
Finden bestimmter Indizes:	<code>where, wherenot, wherefirst, wherelast</code>	Wahrheitswerte

#### Die Ausgabefunktion `printf`

Die `printf`-Funktion ist zwar äußerst mächtig (und daher auch etwas gewöhnungsbedürftig), aber da sie in sehr vielen Programmiersprachen (C, Perl, S-Lang, ...) verfügbar ist, lohnt es sich auf jeden Fall, sich mit ihr vertraut zu machen. `printf` erwartet einen *format-string*, der neben wörtlich auszugebendem Text auch Platzhalter enthalten kann. Bei der Ausgabe werden diese durch die (entsprechend formatierten) weiteren Argumente der `printf`-Funktion ersetzt. Die wichtigsten Platzhalter sind:

`"%d"` für eine dezimale *integer*-Zahl      und      `"%f"` für eine Fließkommazahl

Diese Typangaben können noch durch zusätzliche Formatangaben ergänzt werden, die hier nur durch zwei Beispiele illustriert werden sollen: 1. `"%02d"` ist ein *integer* auf 2 Stellen mit ggf. führender Null. 2. `"%.4f"` ist eine Fließkommazahl mit 4 Nachkommastellen (siehe § 13.4 für vollständige Beispiele).

### 13.3.2 ISIS-spezifische Funktionen

#### Plot-Funktionen aus dem PGPLOT Modul

Datenpunkte (`<x-array>`, `<y-array>`) können mit `plot(<x-array>, <y-array>)`; geplottet werden; für Bilder (zweidimensionale *arrays*) `<img>` gibt es die `plot_image(<img>)`; Funktion.

#### Einlesen von Bildern im FITS-Format

Da unter ISIS standardmäßig das S-Lang `cfitsio` Modul eingebunden ist, kann man damit ohne weiteres FITS-Dateien lesen. Für Bilder verwendet man dafür die Funktion `fits_read_img(<Dateiname>)`, die ein zwei-dimensionales Zahlenarray zurückliefert (das man am besten in eine Variable speichert).

### 13.3.3 Funktionen aus externen Modulen

#### Speichern von Bildern im png-Format

Wenn das png-Modul mit `require("png")`; eingebunden wurde, kann man Bilder ganz einfach mit

`png_write[_flipped]` (`<Dateiname>`, `<RGB-Bild>`); abspeichern. `<Dateiname>` ist dabei wieder ein *string* und `<RGB-Bild>` ist ein zweidimensionales *integer-array* im 24-bit RGB (rot, grün, blau)-Format. Ein solches kann aus einem beliebigen `<Bild>` mit der Funktion `png_gray_to_rgb` erstellt werden:

```
png_write[_flipped] (<Dateiname>, png_gray_to_rgb(<Bild>));
```

## 13.4 Beispiele und Hinweise zu den Versuchen

### 13.4.1 Umrechnung von Stunden-Minuten-Sekunden-Angaben

Um mit Zeitangaben einfach arithmetisch rechnen zu können, bietet es sich bekanntlich an, verschiedene Einheiten auf eine Grundeinheit (z.B. Tage wie beim Julianischen Datum) umzurechnen. Dazu kann man sich z.B. die folgenden Funktionen definieren:

```
define hms2day(h, m, s) % 3 Argumente: h = Stunden, m = Minuten, s = Sekunden
{ return (h + (m + s/60.)/60.)/24.; % Tagesbruchteil (60. ist ein double, kein integer!)
}

define print_hms(day) % 1 Argument: day = Tagesbruchteil
{ variable h0 = day *24, h = int(h0); % Stunden
  variable m0 = (h0-h)*60, m = int(m0); % Minuten
  variable s0 = (m0-m)*60; % Sekunden
  ()=printf("%02d:%02d:%06.3f\n", h, m, s0); % formatierte Ausgabe, vgl. § 13.3.1
}
```

### 13.4.2 Statistische Informationen über arrays

Mit den intrinsischen *array*-Funktionen (siehe § 13.2.4) kann man sich ganz leicht eine Funktion `print_stat` definieren, die einige statistische Informationen über ein *array* (z.B. auch ein Bild) ausgibt:

```
define print_stat(a)
{ variable n = length(a);
  variable av = sum(a)/n;
  variable stddev = sqrt( sum(a^2)/n - av^2 );
  ()=printf("n=%d, min=%f, max=%f, av=%f, st.dev=%f, st.dev of mean=%f\n",
    n, min(a), max(a), av, stddev, stddev/sqrt(n));
}
```

### 13.4.3 Ausschneiden eines Teilbereichs aus einem zweidimensionalen array (Bild)

`[a:b]` definiert das *array* `[a, a+1, ..., b]`, das auch als Index-Menge für ein anderes *array* benutzt werden kann. Damit kann man z.B. einen  $dx \times dy$  großen Teilbereich eines Bildes ausschneiden:

```
variable Xindices = x0 + [0:dx-1], Yindices = y0 + [0:dy-1];
variable img_part = img[Yindices, Xindices];
```

Man beachte, dass der erste Index eines zweidimensionalen *arrays* die *y*-Werte indiziert.

Mit der folgenden Funktion kann man den Teilbereich auch mit der Maus in einem Plotfenster definieren:

```
define get_cursor_selection() % gibt zwei arrays mit den ausgewählten Indizes zurück
{ variable x1, x2, y1, y2; (x1, x2, y1, y2) = cursor_box(); % aus PGPLOT
  return [int(_min(y1, y2)) : int(_max(y1, y2))], % 1. Index-array für y-Werte
    [int(_min(x1, x2)) : int(_max(x1, x2))]; % 2. Index-array für x-Werte
}
```

Beispiel: `xlin(); ylin(); xrange(); yrange(); plot_image(img);` % keine Begrenzung  
`variable img_part = img[ get_cursor_selection() ];` % beide *arrays* eingesetzt

### 13.4.4 Erhöhung des Bild-Kontrasts

Die Verteilung der Pixelwerte in einem Bild `img` kann in ISIS mit der `histogram` Funktion ermittelt und mit der `hplot` Funktion dargestellt werden. Im Beispiel aus Abb. 13.1 von der Andromeda-Galaxie erkennt man, dass die relevante Bildinformation nur über einen relativ kleinen Wertebereich verteilt ist.

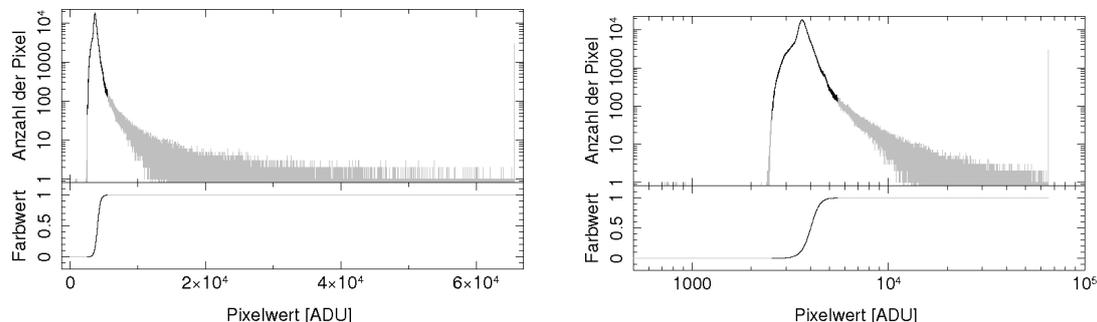


Abbildung 13.1: Histogramm der Pixelwerte einer CCD-Aufnahme der Andromeda-Galaxie und ein Beispiel für eine Kontrast-Funktion, die die Feinstrukturen des Bildes besonders hervorhebt.

Berechnung der Histogramme mit ISIS: `variable minval = [0 : 2^16-1], maxval = [1 : 2^16];`  
`variable h = histogram(img, minval, maxval);`  
`{xlog;} ylog; hplot(minval, maxval, h);`

Durch eine geeignete Transformation kann der Kontrast in diesem Bereich jedoch erhöht werden. Mögliche Funktionen dafür können sein:

- Logarithmus  $f(x) = \log(1 + x)$  (bleibt auch für Pixelwerte  $x = 0$  beschränkt)
- dedizierte “Stufen”-Funktionen, wie z.B. die Fermi-Funktion

$$f(x) = 1 - \left[ 1 + \exp\left(\frac{x - \mu}{\Delta}\right) \right]^{-1} \quad (13.1)$$

oder der Arcustangens

$$f(x) = \frac{1}{2} + \frac{1}{\pi} \arctan\left(\frac{\pi \cdot x - \mu}{\Delta}\right) \quad (13.2)$$

mit der Position  $\mu$  und Breite  $\Delta$  der “Stufe”; für Abb. 13.1 wurde z.B.  $\mu \approx 4000$  und  $\Delta \approx 200$  verwendet.

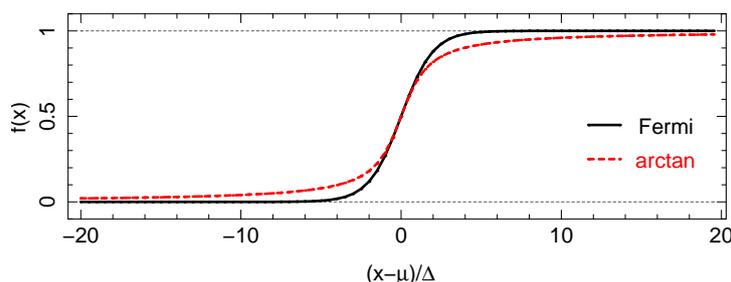


Abbildung 13.2: Fermi- und Arcustangens-Kontrastfunktionen nach Gln. (13.1) und (13.2).

Die Fermi-Funktion erreicht ihre asymptotischen Werte schneller als die Arcustangens-Funktion.

### 13.4.5 Komposition eines Farbbildes aus Einzelaufnahmen

Wenn mehrere Aufnahmen eines Objekts (z.B. mit verschiedenen Farbfiltern) zu einem Bild überlagert werden sollen, muss zuerst sichergestellt werden, dass die Einzelaufnahmen nicht gegeneinander verschoben sind, was aber leicht passieren kann, wenn die Teleskop-Nachführung nicht perfekt funktioniert. (So lange die CCD-Kamera nicht bewegt worden ist, können zumindest keine Rotationen auftreten.)

Man schneidet also geeignete Bereiche aus den Einzelbildern aus, wie in § 13.4.3 beschrieben, wobei die Werte von  $x_0$  und  $y_0$  von Bild zu Bild angepasst werden müssen. Es empfiehlt sich, für die Bildverarbeitung ein Skript zu programmieren, das nur auf den Rohdaten aufbaut und in dem man diese Werte so lange abändern kann, bis man die optimale Überlagerung gefunden hat.

Um nun drei (ggf. kontrastverstärkte) Einzelbilder auf die Rot-, Grün- und Blaukanäle eines 24-bit Farbbildes abzubilden, kann man die folgende Funktion benutzen, deren Rückgabewert direkt an `png_write` weitergegeben werden kann:

```
define rgb2image(R, G, B)
{
  variable R_0_255 = int( 255.99999999 * (R-min(R))/(max(R)-min(R)) );
  variable G_0_255 = int( 255.99999999 * (G-min(G))/(max(G)-min(G)) );
  variable B_0_255 = int( 255.99999999 * (B-min(B))/(max(B)-min(B)) );
  return (R_0_255 << 16) | (G_0_255 << 8) | B_0_255;
}
```

Jeder (8-bit) Farbkanal (R, G und B) wird also zwischen dem minimalen und maximalen Pixelwert von 0 bis (einschließlich) 255 skaliert. `R_0_255`, `G_0_255` und `B_0_255` werden denn (hier mit Hilfe des Bit-Verschiebungsoperators `<<` und des Bit-OR-Operators `|`) zu einem 24-bit RGB-Wert zusammengefügt.

Ein vollständiges Skript zur Komposition eines RGB-Bildes könnte beispielsweise so aussehen:

```
% Bilder einlesen:
variable R = fits_read_img("/data/CCD/M31/2008-09-28.Hirsch/M31.900.red.fit");
variable G = fits_read_img("/data/CCD/M31/2008-09-28.Hirsch/M31.900.green.fit");
variable B = fits_read_img("/data/CCD/M31/2008-09-28.Hirsch/M31.900.blue.fit");

% Bilder zuschneiden und relativ zueinander verschieben:
variable x0 = 0;
variable y0 = 0;      % Bilder von der STL-11000 Kamera sind
variable dx = 4002;   %      4008 Pixel breit
variable dy = 2664;   % und 2672 Pixel hoch
R = R[ y0+[0:dy-1] , x0+[0:dx-1] ]; % "Referenzbild"
G = G[ y0+[0:dy-1]+ 4, x0+[0:dx-1]+ 4 ]; % Verschiebung (4, 4)
B = B[ y0+[0:dy-1]+ 8, x0+[0:dx-1]+ 6 ]; % Verschiebung (6, 8)

% mögliche Funktionen zur Erhöhung des Kontrasts, nach Gln. (13.1) und (13.2):
define Fermi(x, mu, Delta)
{ return 1. - 1./ ( 1. + exp((x-mu)/Delta) ); % 1. bedeutet die double-Zahl 1.0
}
define arctan(x, mu, Delta)
{ return 0.5 + atan(PI/4*(x-mu)/Delta)/PI;
}
% Kontrast-Funktionen anwenden:
R = Fermi(R, 2501.6, 133.9); %  $\mu$  wurde hier auf das 1.05-fache des Mittelwerts
G = Fermi(G, 2244.2, 129.5); % und  $\Delta$  auf ein Achtel der Standardabweichung
B = Fermi(B, 1928.6, 120.1); % des jeweiligen Bildes gesetzt.

% Farbkanäle zu RGB-Bild zusammenfügen und als png abspeichern
require("png");
png_write_flipped("M31.png", rgb2image(R, G, B));
```

## Kapitel 14

# Bildverarbeitung mit GIMP

Die Bearbeitung von Aufnahmen mit der CCD-Kamera (Aufgabenstellung in Abschnitt 4.3.2) sollte mit ISIS (siehe Kapitel 13, insb. §§ 13.3.2–13.4.5) durchgeführt werden. Alternativ wird hier ein Verfahren mit “GNU Image Manipulation Program” vorgestellt.

1. Starten Sie das Programm `gimp` und laden Sie die drei erzeugten Bilder.
2. Um diese zu einem farbigen RGB-Bild kombinieren zu können, müssen die einzelnen Bilder erst miteinander zur Deckung gebracht werden. Zu diesem Zweck öffnen Sie ein neues Bild mit einer Größe von ca.  $600 \times 400$  Bildpunkten. Nun kopieren Sie mittels Copy & Paste eines Ihrer Bilder in das neu geöffnete Bild hinein. Dieses dient als Referenz für die notwendige Verschiebung der beiden anderen. Öffnen Sie mittels STRG-L das Dialogfeld *Layers* und verankern Sie die eingefügte Auswahl mit dem Hintergrund.
3. Kopieren Sie nun das erste der beiden anderen Bilder in das neu erzeugte hinein. Wählen Sie im Dialogfeld *Layers* den Modus *Difference*. Wählen Sie aus dem Hauptfenster von GIMP das Verschiebewerkzeug und ziehen Sie die eingefügte Auswahl über den Hintergrund, bis eine maximale Übereinstimmung besteht, d.h. das Bild so dunkel wie möglich erscheint. In der Statusleiste am unteren Bildrand erscheinen die relativen Koordinaten der Verschiebung, solange Sie die Maustaste gedrückt halten. Notieren Sie sich diese ebenso wie die Richtung der jeweiligen Verschiebung!
4. Löschen Sie dann die eingefügte Auswahl und verfahren Sie analog zu 3 mit dem zweiten Bild.
5. Erzeugen Sie zwei neue Bilder mit der in 2. gewählten Größe. Kopieren Sie jeweils die beiden Bilder, die Sie nicht in 2. als Hintergrund verwendet haben, hinein, verschieben Sie sie um die in 3. und 4. ermittelten Beträge und verankern Sie sie mit dem Hintergrund. Sie sollten nun drei in größere Bilder eingebettete Aufnahmen erzeugt haben, in denen die gleichen Sterne gleiche Pixelkoordinaten besitzen.
6. Erzeugen Sie ein Composite-Image durch Überlagern der *I*-, *R*- und *V*-Aufnahmen. Dazu wählen Sie im Menü eines beliebigen der drei Bilder *Image* → *Mode* → *Compose*. Weisen Sie den drei Farbkanälen die entsprechenden Bilder zu. In diesem Fall ist es sinnvoll, dem roten Kanal das *I*-Bild, dem grünen das *R*-Bild und dem blauen das *V*-Bild zuzuweisen. Bestätigen Sie mit *OK*.
7. Sie haben nun ein Farbbild des beobachteten Sternhaufens erzeugt. Experimentieren Sie mit den Kontrast- und Farbeinstellungen der Bildbearbeitung, um das Bild Ihren Vorstellungen entsprechend zu verändern bzw. die enthaltenen Informationen klarer darzustellen.