

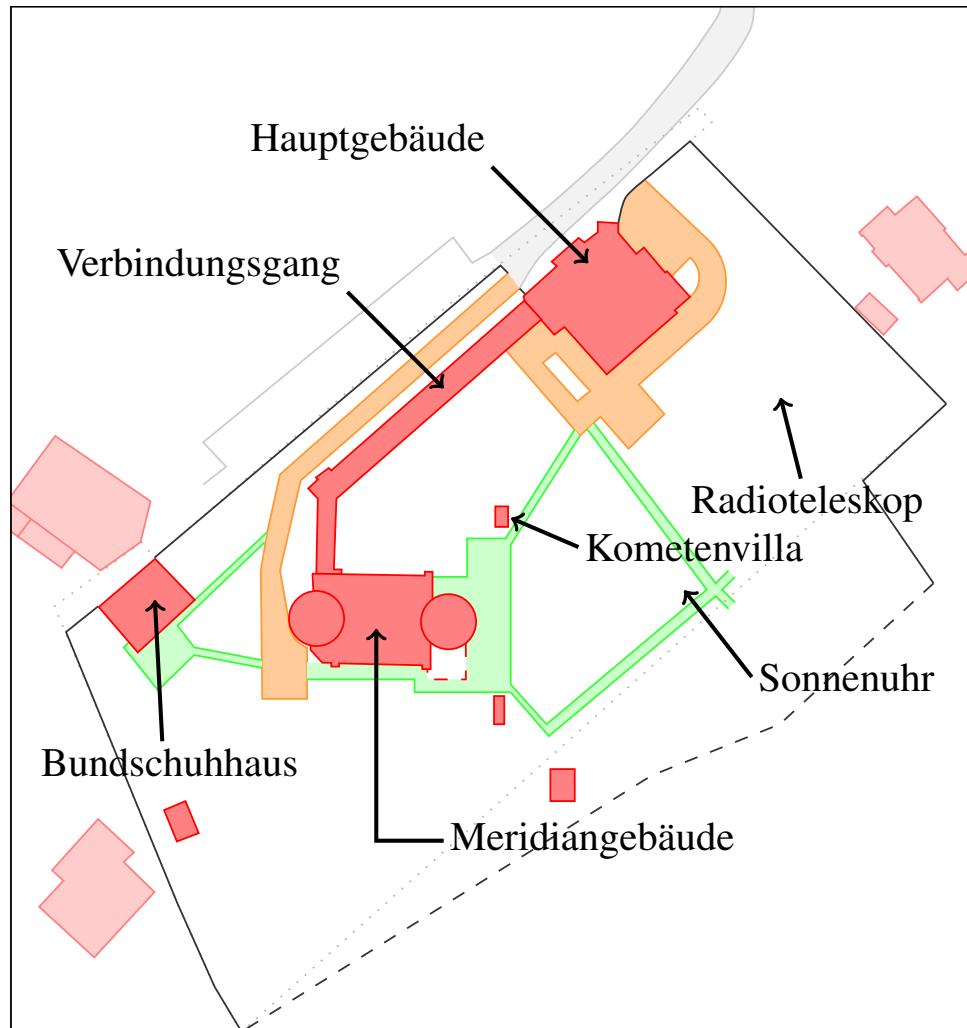
Modul “Einführung in die Astronomie”

Astronomisches Praktikum



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

30. Januar 2023



WICHTIGE HINWEISE

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.

Teil III ist auch vor Beginn des Praktikums durchzuarbeiten.

**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.

Lösungen dürfen in Gruppenarbeit erstellt werden, pro Gruppe und Versuch ist daher jeweils nur eine Vorübung und ein Protokoll abzugeben.

INHALTSVERZEICHNIS

I Allgemeines	6
1 Was dieses Praktikum soll	7
2 Regeln und Verhaltensmaßnahmen	11
3 Das Laborbuch	15
4 Dokumentation wissenschaftlicher Arbeit: Das Protokoll	18
II Versuchsbeschreibungen	23
5 Fehlerrechnung	24
6 Eigenschaften optischer CCDs	32
7 Planung und Durchführung optischer Beobachtungen	42
8 Spektroskopie & Spektralklassifikation	66
9 Radioastronomie	81
III Beobachten und Datenauswertung	92
10 Computerbenutzung und Linux	93
11 Teleskope und ihre Instrumentierung	97
12 Das SPIDER 300A advanced radio telescope	143
13 Textverarbeitung in L^AT_EX	145
14 Einführung in Gnuplot	149
15 Programmieren in S-Lang (ISIS)	153

Teil I

Allgemeines

KAPITEL 1

WAS DIESES PRAKTIKUM SOLL

Willkommen beim Astronomischen Praktikum!

Primäres Ziel dieser Veranstaltung ist es, Ihnen wichtige Methoden und Verfahren der Astronomie näherzubringen. Ein Großteil dieser Anleitung beschäftigt sich daher mit den (astro)physikalischen Hintergründen der Versuche, anhand derer Sie sich in diese Methoden und Verfahren der Astronomie einarbeiten können. Vieles hier wird Ihnen beim ersten Lesen unklar erscheinen – das ist normal und bei jedem Lehrbuch so. Lesen Sie die Anleitung dennoch in ihrer Gänze durch, damit Sie einen ersten Überblick erhalten, was Sie erwartet. Die eingestreuten Vorbereitungsaufgaben werden Ihnen helfen, die wichtigsten Punkte zu erarbeiten. Nutzen Sie bitte auch die angegebenen Lehrbücher und anderen Materialien, um einen besseren Überblick zu bekommen.

1.1 Ziele des Praktikums

Das Praktikum hat aber auch noch weitere *sekundäre Ziele*, die sich Ihnen vielleicht auf den ersten Blick nicht erschließen und die Sie vielleicht überraschen werden. Zunächst ist das Praktikum ein Blockpraktikum. Das bedeutet, dass wir die Randbedingung haben, dass Sie alle Aufgaben und Protokolle innerhalb der 14 Tage des Praktikums vollständig bearbeitet haben müssen. Das ist anders als bei den studienbegleitenden Praktika und Übungen, die typischerweise mehr strukturiert sind und bei denen auch mehr “Echtzeit” zur Bearbeitung der Aufgaben zur Verfügung steht und bei denen Sie häufig alleine oder zu zweit arbeiten. Das führt häufig dazu, dass die gefühlte Arbeitsbelastung im Praktikum gegen Ende der zwei Wochen exponentiell ansteigt. Normalerweise liegt das daran, dass die Zeitplanung in den Gruppen nicht optimal war oder dass die Gruppenarbeit nicht gut umgesetzt wurde – es gibt ausreichend viele Gruppen, die das Praktikum 1–2 Tage früher abschließen, dass wir wissen, dass der von manchen Gruppen kritisierte übermäßige Zeitdruck nicht an überzogenen Forderungen von Seiten der Durchführenden des Praktikums liegt.

1.2 Zusammenarbeit in der Gruppe

Wie Sie die Zusammenarbeit in Ihrer Gruppe implementieren, bleibt bewusst Ihnen als Arbeitsgruppen überlassen: Wir wollen, dass Sie innerhalb der Praktikumsgruppen gemeinsam dieses Ziel erreichen. Das bedeutet, dass Sie in Arbeitsteilung zusammenarbeiten und gemeinsam Ihre Zeit planen müssen. Wie Sie die Arbeit aufteilen, bleibt Ihnen in der Gruppe überlassen. Eine Möglichkeit ist, dass Sie als Gruppe für jeden Versuch eine verantwortliche Person haben, die das Protokoll schreibt und die Auswertung vorantreibt. Eine andere Möglichkeit ist, dass Sie in der Gruppe eine Person haben, die für die Programmierung zuständig ist, eine die Texte schreibt, eine die Abbildungen erstellt und gemeinsam die

Daten auswerten. Sie müssen hier selbst finden, wie Sie am besten und effizientesten zusammenarbeiten. Der Grund dafür ist, dass Astrophysik wie so gut wie jedes Teilgebiet der Physik nie alleine gemacht wird: Wissenschaftliche Forschung, egal ob im akademischen Umfeld oder in der Industrie, findet in Gruppen statt, so dass die Befähigung, in einer Gruppe zu arbeiten, ein wichtiger Aspekt in unserem Feld ist. Zu wissen, wie man selbst in einer Gruppe arbeitet und welche Aspekte der praktischen (astro)physikalischen Arbeit einem am Meisten liegen, kann man nur herausfinden, wenn man praktisch in Gruppen gearbeitet hat.

Gruppenarbeit bedeutet, Verantwortung für einen Teil der Aufgaben zu übernehmen, sie bedeutet jedoch auch, die Inhalte und Ergebnisse dieses Teils mit den anderen Gruppenmitgliedern zu kommunizieren. Der Grund hierfür ist einfach: Trotz der Aufteilung der Aufgaben sind alle Gruppenmitglieder gemeinsam für die Ergebnisse verantwortlich und daher müssen immer alle verstehen, was gemacht wurde. Hier geht es nicht um jedes Detail, aber jedes Gruppenmitglied sollte immer in der Lage sein, zumindest grob zu erklären, warum eine Auswertung in einer bestimmten Art und Weise gemacht wurde oder warum das Protokoll in dieser Form und nicht anders geschrieben wurde. Das Gespräch innerhalb der Gruppe ist auch aus einem anderen Grund wichtig: Nur dadurch, dass Sie das, was Sie gemacht haben, Anderen tatsächlich laut erklären, können Sie auch wirklich sicherstellen, dass Sie selbst verstanden haben, was passiert. Das ist eines der wichtigen Ergebnisse der Lernpsychologie: Unser menschliches Hirn ist extrem gut dabei, Widersprüche zu akzeptieren, sich also selbst zu belügen. Wenn Sie nur leise über ein Thema nachdenken, dann *meinen* Sie zwar, dass Sie es verstanden haben, aber wirklich verstanden haben Sie es erst, wenn Sie es auch anderen laut erklären können. Sprechen Sie daher in den Gruppen miteinander und diskutieren Sie Ihre Ergebnisse und Erkenntnisse, sowohl in Ihrer eigenen Gruppe als auch mit anderen Teilnehmerinnen und Teilnehmern des Praktikums.

1.3 Ausarbeitung der Protokolle

Ähnliches gilt auch für die schriftlichen Ausarbeitungen (“Protokolle”). Die im Praktikum verlangten Ausarbeitungen sind wahrscheinlich die ersten längeren wissenschaftlichen Texte, die viele von Ihnen schreiben werden. Die Ergebnisse der Messungen im Protokoll darzustellen ist ein wichtiger Aspekt des Praktikums, denn ohne Ihre Ergebnisse anderen Menschen mitteilen zu können, werden Sie auch später nicht durch's Leben gehen. Wir erklären Ihnen die von uns gewünschte Form dazu in Kapitel 4. Die dort beschriebene Struktur ist typisch für wissenschaftliche Texte und funktioniert normalerweise gut. Wir verlangen, dass Sie sich schon sehr frühzeitig Gedanken machen, wie das Protokoll aufgebaut ist: Die “Story” oder das “Drehbuch” des Protokolls ist wichtig für seine Ausarbeitung. Sobald Sie hier Texte geschrieben haben, sollten Sie auch diese in der Gruppe besprechen. Lassen Sie jeden Text von anderen Gruppenmitgliedern gegenlesen und kritisieren. Kritik bedeutet hierbei, dass die anderen Gruppenmitglieder tatsächlich schonungslos über Ihre Texte reden sollten, anmerken sollten, was sie nicht verstehen und auch, dass Sie Schreibfehler und andere formale Probleme finden und anmerken. Seien Sie hier nicht höflich – das wäre der falsche Zugang, denn wenn Sie einen Text nicht verstehen, dann wird das anderen Teilnehmerinnen und Teilnehmern auch so gehen (einschließlich den Betreuerinnen und Betreuern!), d.h. früher oder später werden Sie den Text so oder so umschreiben müssen.

Gegenseitiges Lesen von Texten ist auch deshalb wichtig, weil Sie als Autorin oder Autor Ihre eigenen Texte nur mit sehr viel Erfahrung selbst beurteilen werden können. Da Sie selbst ja wissen, was Sie erklären wollen, werden Sie selbst nur schwer erkennen, wenn andere das nicht verstehen. Auch strukturelle Probleme von Texten wie die Nutzung von Fachbegriffen, die noch nicht eingeführt wurden, sind bei einem eigenen Text nur schwer erkennbar – man weiss ja, was im Text noch kommen wird. Kommentare Anderer führen daher dazu, dass die Textqualität deutlich schneller besser wird, als wenn Sie alleine am Text arbeiten. Ein Nebeneffekt ist, dass die anderen Leser den Inhalt auch aufnehmen, physikalische Fehler finden und Sie dadurch, dass Sie im Zweifel mit den anderen Gruppenmitgliedern reden und erklären, was Sie gemeint haben, auch selbst das Thema des Versuchs besser verstehen.

1.4 Kommunikation mit Ihren Betreuern*Innen

Als letztes noch ein Kommentar zu den Ihnen zur Verfügung stehenden Ressourcen. Neben dieser Anleitung, den Lehrbüchern in der Bibliothek und eventuell auch dem Internet (Lehrbücher sind immer besser verständlich als das Netz!) gehören dazu insbesondere auch die Mitarbeiter*Innen der Sternwarte. Wenn Sie selbst nicht mehr weiterkommen oder eine Aufgabe nicht verstehen, dann sprechen Sie die Mitarbeiter*Innen an. Jede*r wird versuchen, Ihnen zu helfen. Wir werden Ihnen nicht einfach die Ergebnisse vorkauen, sondern versuchen, dass Sie selbst darauf kommen. Auch wenn Sie im Meridianegebäude arbeiten werden und die meisten Astronomen im Hauptgebäude arbeiten – trauen Sie sich einfach, vorbeizukommen! Dabei ist es wichtig zu wissen, dass das astronomische Praktikum von uns als eine Gemeinschaftsaufgabe empfunden. Alle im Institut arbeiten dabei mit und allen von uns macht Astronomie und das Beibringen astronomischer Themen Spaß. Die Betreuerinnen und Betreuer der Versuche werden sich daher für Sie engagieren – sie stecken in das Praktikum deutlich mehr Zeit hinein, als formal gefordert. Nehmen Sie die Mitarbeiterinnen und Mitarbeiter daher ernst und zeigen Sie Interesse an den Inhalten. Vergessen Sie nie: Das Studium ist freiwillig, Sie sind im Praktikum, weil Sie sich einmal für das Studium entschieden haben. Es liegt an Ihnen, hier das Beste für sich selbst herauszuholen.

1.4.1 Liste der Betreuer*Innen

Die Betreuer*Innen in **fett** sind die Hauptverantwortlichen.

Fehlerrechnung:

Maximilian Lorenz: maximilian.ml.lorenz@fau.de

Lea Dauner: lea.michalski@fau.de

Eigenschaften optischer CCDs:

Dominic Bernreuther: dominic.bernreuther@fau.de

Katrin Berger: katrin.berger@fau.de

Katharina Egg: katharina.egg@fau.de

Kisetsu Tsuge: kisetsu.tsuge@fau.de

Aafia Zainab Ansar Mohideen: aafiazainab.ansar@fau.de

Maximilian Schroth: maximilian.schroth@fau.de

Planung und Durchführung optischer Beobachtungen – Programmierteil:

Thomas Dauser: Thomas.Dauser@sternwarte.uni-erlangen.de

Ekaterina Sokolova-Lapa: ekaterina.sokolova-lapa@fau.de

Ole König: ole.koenig@fau.de

Katharina Jurk: katharina.kj.jurk@fau.de

Planung und Durchführung optischer Beobachtungen – Imaging und Beobachtung:

Steven Hämerich: steven.haemmerich@fau.de

Philipp Weber: philipp.ph.weber@fau.de

Caroline Collischon: caroline.collischon@fau.de

Marie Prucker: marie.prucker@gmail.com

Martin Reh: martin.reh@fau.de

Federico Zangrandi: federico.zangrandi@fau.de

Spektroskopie und Spektralklassifikation:

Christian Kirsch: christian.ck.kirsch@fau.de

Philipp Thalhammer: philipp.thalhammer@fau.de

Roman Laktionov: rom.laktionov@fau.de

Konstantin Haubner: konstantin.haubner@fau.de

Alexey Nekrasov: alex.nekrasov@fau.de

Sofie Hildebrand: hildilike@gmail.com

Radioastronomie:

Jakob Stierhof: jakob.stierhof@fau.de

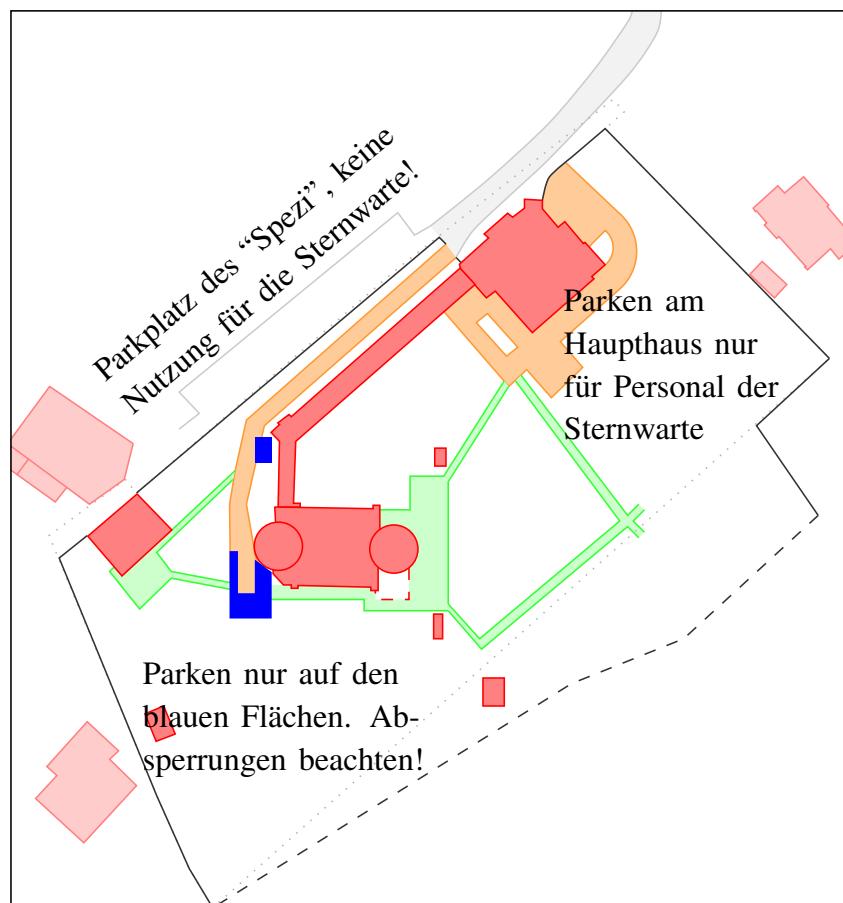
Jonathan Knies: jonathan.knies@fau.de
Florian Steynberg: florian.steynberg@fau.de
Amy Joyce: amy.joyce@fau.de
Nicolas Zalot: nicolas.zalot@fau.de

KAPITEL 2

REGELN UND VERHALTENSMASSNAHMEN

- Das Praktikum findet im Hörsaal des Meridiangebäudes Dr. Remeis-Sternwarte, Sternwartstr. 7, 96049 Bamberg, statt (siehe Karte des Geländes der Sternwarte auf der nächsten Seite). Eine **Anfahrtsbeschreibung** findet sich auf <https://www.sternwarte.uni-erlangen.de/remeis-start/about-us/contact/>
Der Zugang zum Hörsaal erfolgt über das Hauptgebäude der Sternwarte.
- Parken Sie ausschließlich auf den im Plan auf der nächsten Seite gekennzeichneten Parkplätzen.
- Die Tage, an denen die jeweiligen Besprechungen und Experimente stattfinden, können dem Zeitplan auf Studon entnommen werden.
- 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 Arbeitsteilung 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 3–5 Personen** durchgeführt, die zusammen pro Versuch ein Protokoll abgeben, das gemeinsam erstellt wird. Die Erstabgabe ist zwei Tage nach der Durchführung eines Versuchs fällig. 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 in der Woche vor dem 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 (Netzwerk-IDs eduroam, FAU.fm, ...). *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.**

- Die vorlesungsfreie Zeit um Weihnachten und Neujahr zählt nicht zur Bearbeitungszeit der Protokolle. Für die geltenden Deadlines sind diese Wochen nicht zu berücksichtigen.
- 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! – **DIES GILT NICHT FÜR DAS FRÜHJAHRSPRAKTIKUM 2023**
- 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.
- Leider stellt das Department Physik immer wieder fest, dass **Plagiate** (“Abschreiben”) vermehrt ein Problem werden. Die Prüfungsordnung der Physik regelt in §13 Abs. 1: “Bei einem Täuschungsversuch oder dem Versuch, das Ergebnis einer Prüfung durch Benutzung nicht zugelassener Hilfsmittel zu beeinflussen, gilt die betreffende Prüfung als mit ‘nicht ausreichend’ (5.0) bewertet”. Weiter in Abs. 3: “Bei wiederholten oder schwerwiegenden Verstößen [...] kann der Prüfungsausschuss die Studierende bzw. den Studierenden von der weiteren Teilnahme an der Prüfung ausschließen.” Ähnliche Regelungen sind auch in anderen Prüfungsordnungen enthalten. Das Ziel des Praktikums ist es, dass Sie die angebotenen Versuche in Ihren Gruppen selbstständig bearbeiten. Ansonsten lernen Sie nichts. Natürlich ist es Ihnen erlaubt, einen Dialog zwischen den Praktikumsgruppen zu führen und zusammenzuarbeiten. Das beinhaltet dennoch, dass Sie den Inhalt der Protokolle selbstständig erarbeiten. Wo Sie andere Quellen nutzen, müssen Sie diese angeben (siehe Kapitel 4). Das Übernehmen großer Teile von Text von anderen Quellen, selbst mit Quellenangabe, ist dabei *nicht* gestattet, da die für die eigenständige Arbeit notwendige Tiefe des Protokolls dann nicht erreicht wird.



2.1 Planung und Durchführung optischer Beobachtungen

- Alle Vorübungen sind zur Deadline auf Studon abzugeben. Pro Gruppe ist nur ein Satz von Vorübungen abzugeben.
- Der Versuch besteht aus zwei Teilen: Programmieren und Beobachten (Imaging).
- Die Vorübungen 1–5 werden vom Betreuer*in des Programmerteils korrigiert, die restlichen Vorübungen werden dann vom Imaging-Betreuer*in bewertet.
- Die Aufgaben werden von den Imaging Betreuern*innen bewertet.
- Die zuständigen Betreuer*innen werden Sie kontaktieren, um Termine u. ä. zu besprechen.
- Der Betreuer*in wird einen Vorbesprechungstermin mit Ihnen vereinbaren. Hier ist eine flexibler Termin nötig.
- Die Beobachtungen müssen sich nach dem Wetter richten, daher muss jede Nacht mit gutem Wetter genutzt werden. Die Beobachtungen können jederzeit während des Blocks abends durchgeführt werden.
- Wenn das Wetter an einem Tag gut ist, werden sich die Betreuer*innen mit den Gruppen in Verbindung setzen.
- Eine abgeschlossene Beobachtungsvorbereitung ist für die Beobachtung nicht nötig. Falls die Planung nicht abgeschlossen ist werden Sie von den Betreuer*innen unterstützt!
- Es besteht Plicht zum Beobachten, daher sollten Sie sich alle Abende freihalten!
- Die Betreuer*innen werden Ihnen die genauen Zeiten für die Aufnahme der Kalibrationsframes und die Beobachtungen am entsprechenden Tag mitteilen.
- Die Steuerung des Teleskops wird mit den PCs vor Ort in Präsenz erfolgen.
- Während der ganzen Beobachtungszeit müssen alle Gruppenmitglieder anwesend sein.
- Die Durchführung des Teils Gartenbeobachtung und Orientierung am Himmel findet er am gleichen Tag wie die Imaging Beobachtung (entweder davor oder danach) statt.
- Die genaue Abfolge der Beobachtungensteile und der Gruppen dabei wird mit den Tutor*innen abgesprochen und kann dem am Beobachtungstag ausgeteiltem Plan entnommen werden.
- Es ist für mehrere Gruppen möglich das gleiche Objekt zu beobachten.
- Kann während des Blocks keine Beobachtung durchgeführt werden, wird mit Altdaten gearbeitet.
- Bei den Altdaten sollte der gleiche Objekttyp wie die Erstwahl ausgewählt werden.
- Deadlines werden von den Betreuer*innen kommuniziert.
- Die Protokoll-Iterationen erfolgen z.B. via E-mail und Besprechungen in Person oder online.
- Das finale Protokoll (inkl. Bild) ist am Ende des Blocks fällig.

2.2 Spektroskopie und Spektralklassifikation

- Termine werden zugeteilt, siehe Tabelle auf Studon.
- Tutoren*Innen kontaktieren die Gruppen rechtzeitig, um weitere Hinweise zu geben und den Ablauf zu besprechen.
- Spätestens einen Tag vor der Vorbesprechung müssen die Vorübungen auf Studon sein. Pro Gruppe ist nur ein Satz an Vorübungen abzugeben.
- Spätestens einen Tag vor dem Versuch findet die Vorbesprechung via Zoom statt.
- In der Vorbesprechung werden die Vorübungen und die Durchführung des Versuchs besprochen.
- Versuch wird vor Ort in Bamberg durchgeführt.
- Reduktion und Analyse der Daten erfolgt remote.
- In den Tagen nach dem Versuch erfolgt die Nachbesprechung via Zoom, hierbei geht es um die Reduktion der Daten, erste Ergebnisse und MIDAS.
- Erstversion des Protokolls wird eine Woche nach dem Versuch fällig und sollte folgendes enthalten: nur die Ergebnisse der Reduktion/ Analyse, d.h. Tabellen, Plots, Klassifikation der Sterne, etc. Es ist kein Fließtext zur Erstversion nötig.
- Protokoll wird dann zwischen den Betreuern*Innen und Studenten*Innen iteriert.

- Spätestens vier Wochen nach dem Versuch ist das finale Protokoll fällig.

2.3 Radioastronomie

- Zuteilung des Termins erfolgt via Studon (Tabelle).
- Betreuer*In meldet sich bei Studenten*Innen (wenn das bis zu 7 Tage vor Ihrem Versuch nicht erfolgt, E-mail an den Hauptbetreuer schicken).
- Die Vorübung muß bis zum Tag der Vorbesprechung auf Studon hochgeladen werden. Pro Gruppe ist nur ein Satz an Vorübungen abzugeben. Details sollten Sie mit dem Betreuer*In vereinbaren.
- Vorbesprechung mit Betreuer*In vor dem Versuch via Zoom, Zeit wird mit Betreuer*In vereinbart.
- Versuch via Zoom, zeitliche Details werden mit Betreuer*In vereinbart.
- Deadlines für Protokoll werden mit Betreuer*In vereinbart.
- Finale Abgabe vier Wochen nach dem Versuch.

KAPITEL 3

DOKUMENTATION WISSENSCHAFTLICHER ARBEIT: DAS LABORBUCH

3.1 Einleitung

Für die erfolgreiche Durchführung und Auswertung eines Experimentes ist ein sauber geführtes Laborbuch notwendig. In diesem Buch sollte nicht nur festgehalten werden, was, wann und wie gemessen, angewandt oder ausprobiert wurde, sondern auch welche Schlüsse man nach jedem einzelnen Schritt gezogen hat. In der Forschung weiß man oft Wochen oder Monate nach den Beobachtungen noch nicht, welche Ergebnisse relevant waren. Wird dann schließlich die Veröffentlichung geschrieben, ist es wichtig, auf komplette und exakte Notizen zurückgreifen zu können, denn in dieser Phase ist es normalerweise nicht mehr möglich, ungewöhnliche Resultate nochmals zu überprüfen.

Sie sollten ein gebundenes Buch oder Heft verwenden. Die Notizen auf unzusammenhängende Papierfetzen zu kritzeln, führt sehr schnell dazu, dass man den Überblick verliert. Das Laborbuch sollte sauber und lesbar sein. Notizen sollten Graphen, Zusammenfassungen der Ergebnisse und Fehlerabschätzungen aller gemessenen oder berechneten Größen enthalten. Schließlich sollten Sie eine kurze Zusammenfassung schreiben, während das Experiment noch frisch im Gedächtnis ist.

3.2 Versuchsbeginn

Sie sollten zuerst das Skript zum Versuch durchlesen, die Übungsaufgaben bearbeiten und sicherstellen, dass Sie den Sinn und Zweck des Versuchs kennen, sich über die erforderlichen Messdaten im Klaren sind, die Versuchsapparatur beherrschen und die Auswertung (Graphen, Berechnungen, etc.) verstehen. Um sicher zu gehen, dass das Skript tatsächlich verstanden wurde, ist es empfehlenswert, die Aufzeichnungen mit einer kurzen Einleitung zu beginnen, in der das Ziel des Versuches sowie Hintergründe und Grundlagen skizziert werden.

Sie sollten nicht vergessen, Ihren Namen auf das Buch zu schreiben, sowie alle Einträge mit Datum und Versuchsnamen zu kennzeichnen. Wissenschaftliche Arbeit besteht oft aus der Wiederholung und Verbesserung eines Experiments oder einer Auswertung. Die Ergebnisse können sich dann signifikant unterscheiden. Die Datumsangabe erlaubt einen schnellen Zugriff auf das jeweils aktuelle Ergebnis und vermeidet Fehler bei den nächsten Schritten der Analyse.

3.3 Das Laborbuch

Oft besteht ein Experiment aus mehreren Messreihen, die in verschiedene Abschnitte eingeteilt werden können. Dann ist es sinnvoll, das Laborbuch ebenfalls in entsprechende Abschnitte einzuteilen. Die Abschnitte sollten durchnummieriert und mit aussagekräftigen Überschriften versehen sein.

Beginnen Sie jeden Abschnitt mit einer kurzen Darstellung der durchzuführenden Messungen. Ebenso sollten Details zur Versuchsapparatur und verwendeten Methoden dort aufgeführt werden. Beschreiben Sie Standardausrüstung nur, wenn es Probleme damit gab. Spezialausrüstung (z.B. ein Spektrograph oder eine CCD) verdient etwas mehr Platz. Alle ungewöhnlichen Methoden, die angewandt wurden, sollten beschrieben werden, ebenso erfordern Probleme, denen beim Experimentieren begegnet wurden, einen Kommentar. Obwohl Sie beim Führen des Laborbuches davon ausgehen können, dass den Lesern das Skript zum Versuch vorliegt, sollten die Notizen den Leser in die Lage versetzen zu verstehen, wie gearbeitet wurde. Dabei ist es sinnvoll, triviale Aussagen zu vermeiden („Das Gerät wurde eingeschaltet“ bzw. „Lösung von Aufgabe 2“) aber es sollte sich hier nicht nur eine Liste der verwendeten Geräte handeln.

3.4 Daten sammeln und analysieren

Sammeln Sie die Daten und führen Sie jede Rechnung oder Analyse durch, die gebraucht wird. Rohdaten und bearbeitete Daten sollten klar und deutlich aufgezeichnet und präsentiert werden – möglichst in Form von Graphen und Tabellen. Alle Graphen, Diagramme und Tabellen sollten in konsistenter Weise nummeriert und im Text auch mit einer entsprechenden Referenz versehen werden (z.B. „siehe Tab. 1“). Alle Abbildungen und Tabellen sollten einen (kurzen) erklärenden Begleittext haben.

Wenn Sie Tabellen erstellen, muss jede Spalte eine Spaltenüberschrift haben, diese muss auch die Einheit der gemessenen Daten enthalten. Zu jedem Messwert muss außerdem die Unsicherheit (der „Fehler“) angegeben werden. Es ist oft sinnvoll, Platz für ein oder zwei Spalten mehr zu reservieren, für den Fall dass unerwartet zusätzliche Messungen vorgenommen werden müssen oder um Platz für Bemerkungen zu haben.

Graphen können von Hand gezeichnet werden, oder unter Zuhilfenahme entsprechender Tools (Origin, Gnuplot, Excel, usw.). Die horizontale Achse entspricht der Ursache, die vertikale Achse der Wirkung. Skalenhöhen sind mit Bedacht zu wählen, damit Features in den Daten klar zu erkennen sind. Fehlerbalken sollten wenn nicht bei allen, so doch zumindest bei ein paar Datenpunkten eingezeichnet werden. Sie sollten es vermeiden, den Koordinatenursprung zu übergehen. **Es empfiehlt sich bereits während der Messungen, per Hand grob einen Graphen zu skizzieren**, um zu erkennen, ob die Ergebnisse sinnvoll sind oder nicht. Diese Vorgehensweise kann helfen, eine Menge Zeit und Frustration zu sparen.

Die Herleitung von Ergebnissen anhand von Graphen muss immer klar nachvollziehbar sein. Rechenschritte müssen dann explizit angegeben werden, wenn sie für das Verständnis notwendig sind. Graphen auf losen Blättern können leicht verloren gehen, sie sollten an passender Stelle ins Buch eingeheftet oder eingeklebt werden.

Werden theoretische Betrachtungen angestellt, ist es oft besser, nur die entsprechende Gleichung anzugeben. Dabei sind alle Symbole zu erklären, falls sie nicht offensichtlich sind. Ist die Herleitung einer Gleichung nicht einfach zu verstehen, dann sollte sie hier gegeben werden. Jede Herleitung muss durch erklärende Sätze in Zusammenhang gebracht werden, nur Pfeile oder Abkürzungen sind nicht ausreichend. Einfache Rechenschritte sind natürlich zu überspringen. Es ist generell sehr hilfreich, Gleichungen in der Reihenfolge ihres Auftretens zu nummerieren, damit man sich später im Text auf einfache Weise darauf beziehen kann. **Rechnungen sollten immer wiederholt werden (wenn möglich auch von anderen Personen), um Rechenfehler zu vermeiden!** Kaum etwas ist ärgerlicher, als ein zu spät erkannter Rechenfehler. Vertrauen in die eigenen Fähigkeiten ist hier fehl am Platz – Kontrolle ist besser!

Zu allen Ergebnissen müssen Fehlerabschätzungen angegeben werden, da nur so die Güte der Messung erkennbar ist. Eine sinnvolle Einschätzung oder einfache Berechnung der Unsicherheit anhand der im Tutorium gelernten Formeln ist meist ausreichend. Systematische Fehler, die das Ergebnis beeinflussen,

dürfen nicht vergessen werden. Wenn möglich sollte ihr Beitrag abgeschätzt werden. Vergessen Sie niemals, die Einheiten anzugeben!

Wenn Sie Fehler beim Messen gemacht haben (was normal ist!), sind die entsprechenden Werte im Laborbuch durch eine mit einem Lineal gezogene Linie durchzustreichen. Verwenden Sie keinen Radiergummi oder TippEx und reißen Sie keine Seiten aus dem Laborbuch. **Ein Laborbuch soll auch und gerade das dokumentieren, was schief gelaufen ist.** Kein Wissenschaftler arbeitet fehlerfrei (zumindest sind wir noch keinem solchen begegnet).

Jeder Abschnitt sollte mit einer kurzen Zusammenfassung der bisher erzielten Ergebnisse enden. Vergleichen Sie diese mit veröffentlichten Ergebnissen und mit den erwarteten Werten. Zitieren Sie allgemein anerkannte Ergebnisse mit Quellenangabe. An dieser Stelle sollten Sie fehlerhafte Messungen wiederholen.

3.5 Quellen und Bibliographie

Im Laufe der Vorbereitung des Experimentes und seiner Vorbereitung werden Sie auch von anderen Quellen neben dem Skript Gebrauch machen müssen, in den meisten Fällen Lehrbücher. Diese Quellen sollten ebenfalls notiert werden, so dass die Angaben für das Protokoll zur Verfügung stehen. Im Falle eines Buches sind dies Autor(en), Titel, Verlag, Ort und Datum der Veröffentlichung, wobei wir empfehlen, sich auch die Seitennummer einer entsprechenden Behauptung zu notieren. Zum Beispiel:

H. A. Hirsch, 1999, *Über die Verwandtschaft von Melonen und Tomaten. Eine gentechnische Analyse*, Bamberg: Remeis Verlag, S. 153

Im Falle eines wissenschaftlichen Journals sind zu zitieren die Autor(en), Zeitschriftentitel, Band, Seitennummer der ersten Seite des Artikels sowie das Datum der Publikation. Zum Beispiel:

H. A. Hirsch et al., 2005, *Astronomy & Astrophysics* **444**, 61

KAPITEL 4

DOKUMENTATION WISSENSCHAFTLICHER ARBEIT: DAS PROTOKOLL

Die Fähigkeit, einen klaren, konsistenten und aussagekräftigen Bericht über Versuche oder Beobachtungen zu schreiben, ist eine der wichtigsten Qualifikationen jeder Wissenschaftlerin und jedes Wissenschaftlers. Ganz unabhängig davon, für welche Karriere Sie sich letztendlich entscheiden, es wird immer notwendig sein, anderen Ideen und Meinungen klar und deutlich mitzuteilen. Gerade in der Grundlagenforschung, und die Astrophysik ist dafür ein Paradebeispiel, ist mit neuen Entdeckungen und Erkenntnissen kein materieller Gewinn verbunden. Um dennoch Mittel für interessante Projekte einzuwerben, muss man in der Lage sein, das Interesse anderer Menschen (oft auch Laien) zu wecken und sie für die eigene Arbeit zu begeistern. Es ist also ein Trugschluss zu glauben, dass in den “trockenen” Naturwissenschaften Schreibstil und Aufmachung weniger wichtig sind als anderswo. Das Gegenteil ist der Fall!

Das Verfassen eines Versuchsprotokolls gibt die Gelegenheit, diese Fähigkeiten, die nicht jedem Wissenschaftler von Natur aus gegeben sind, zu üben. In einer Welt, in der eine immer größer werdende Flut von Veröffentlichungen oft mit einem immer geringeren Informationsgehalt einhergeht, ist es wichtig, dass Sie lernen, präzise zu formulieren und sich gleichzeitig kurz zu fassen.

Es existiert kein Universalrezept, wie ein Versuchsprotokoll auszusehen hat. Abweichungen von dem hier Dargelegten sind daher immer möglich. Die Aufgaben, die in den einzelnen Versuchsanleitungen gestellt werden, können jedoch bei der Gliederung des Protokolls helfen.

Ein gutes Protokoll sollte im Stil den Publikationen in wissenschaftlichen Zeitschriften folgen (z.B. “Astronomy & Astrophysics”). Die Bibliothek der Dr. Remeis-Sternwarte enthält eine ganze Reihe solcher Journale, ferner ist die gesamte Literatur der Astronomie auch online verfügbar und dort über <https://ui.adsabs.harvard.edu/classic-form> gut erschlossen. Sie sollten ein paar Artikel überfliegen, um ein Gefühl für den benutzten Stil zu gewinnen (suchen Sie einfach nach dem Namen Ihnen bekannter astronomischer Objekte oder von Astronomen, um einen ersten Zugriff auf astronomische Zeitschriftenartikel zu bekommen).

Das Protokoll muss auf dem Computer angefertigt werden und später in ausgedruckter und elektronischer Form als PDF-Datei abgegeben werden. Auch hier gilt: Übung macht den Meister. Mit welcher Software das Protokoll geschrieben wird, ist im Prinzip egal. Man sollte allerdings berücksichtigen, dass manche Programme (z.B. MS WORD) Probleme mit der Darstellung von Mathematik haben. Den größten Funktionsumfang bietet L^AT_EX. Allerdings erfordert das eine gewisse Einarbeitungszeit. Kapitel 13 gibt eine kleine Einführung.

Trotz aller Möglichkeiten, die alle diese Programme bieten: **Der Inhalt des Protokolls ist wichtiger als sein Aussehen.** Aus diesem Grund gilt für das astronomische Praktikum: **Abgabetermin für eine**

erste Version des Protokolls sind 72 Stunden je nach Versuch ein bis zwei Wochen nach Ende des Versuchs. Das für den jeweiligen Versuch verantwortliche Team wird vor dem Abgabetermin das Protokoll mit Ihnen gemeinsam durchgehen und auf eventuelle Probleme eingehen, die danach noch korrigiert werden können. Damit Probleme bei der Auswertung schon frühzeitig erkannt werden können, werden die Versuchsbetreuer ein Treffen vereinbaren, um den Stand der Auswertung zu besprechen. Dabei sollte auch der Zeitpunkt für die Abgabe einer ersten Version des Protokolls vereinbart werden. **Die Teilnahme aller Gruppenmitglieder bei diesem Treffen ist Pflicht.** Bei dieser ersten Version sollte die geplante Struktur des Protokolls schon erkennbar sein. Ziel dieses Vorgehens ist es, eventuelle Fehler und Probleme schon früh erkennen zu können, bevor zu viel Zeit investiert wurde. Ferner können die Betreuer so schon frühzeitig Tips zum Schreibstil, Zitierweise usw. geben.

Guter Schreibstil ist eine Sache der Übung. Abgesehen von korrekter Grammatik sollten Sie darauf achten, dass Sätze und Abschnitte sinnvoll aufeinander folgen. Lesern sollte es erspart bleiben, ständig im Text nach vorne springen zu müssen, um nach Erklärungen zu suchen. Ebenso wenig sollten Sie weiter hinten im Text nach der Begründung für eine einsam in den Raum gestellte Aussage suchen müssen. **Ein gut lesbarer Bericht ist Prosa, keine Sammlung von Notizen!** Es ist leicht, in einen stichpunktartigen Stil zu verfallen, da man sich im Studium der Naturwissenschaften schnell daran gewöhnt hat (Labornotizen, Vorlesungen, Prüfungen, etc.). Für ein Protokoll muss dies jedoch tunlichst vermieden werden. Sie sollten darüber nachdenken, wohin ein Satz führt; viele Arbeiten von Studenten missachten diesen Grundsatz. Es gibt keine feste Regel, in welcher Person geschrieben wird oder welche Zeitstufe man verwendet. Die früher häufig gewählte passive Formulierung wird mehr und mehr von aktiven Formulierungen abgelöst. Das macht den Text lebendiger (“Wir führten die Messungen mit dem Baches-Spektrographen durch”). Das Präsens sollte für allgemein gültige Aussagen verwendet werden, nicht für Dinge, die in der Vergangenheit getan wurden: “Mit Hilfe der Massenfunktion **bestimmten wir** die Masse zu $2.5 M_{\odot}$, das **ist** in Übereinstimmung mit bisher veröffentlichten Werten”. Ebenso werden theoretische Aussagen im Präsens geschrieben, z.B. “Der Radius **ist** proportional zu $M^{3/5}$ “.

Alle wissenschaftlichen Berichte sollten in Abschnitte gegliedert sein. Es ist sinnvoll, die Abschnitte so zu nummerieren, dass ohne Probleme Unterabschnitte eingeführt werden können. Sie sollten immer aussagekräftige Überschriften nutzen. Oft gibt es verschiedene Messungen oder Methoden, die in verschiedene Unterabschnitte der Kapitel “Versuche“ und “Ergebnisse“ eingeteilt werden können. Ein Beispiel ist die folgende Gliederung:

1. Messungen
 - (a) Nach U. Heber
 - (b) Nach M. Sasaki

wohingegen folgende Einteilung nicht sinnvoll ist:

1. Messungen
 - (a) Messung 1
 - (b) Messung 2

Im Allgemeinen empfiehlt sich folgende Gliederung:

4.1 Abstract oder Kurzzusammenfassung

Hierbei handelt es sich um eine kurze, aber vollständige, Zusammenfassung des Experiments. Wie wurde es durchgeführt, was sind die Ergebnisse und was für Schlüsse können daraus gezogen werden. Der Abstract steht ganz am Anfang des Berichtes. Da es sich um eine Zusammenfassung handelt, empfiehlt es sich, sie zuletzt zu schreiben. Außerdem sollte man dafür eine eigene Seite verwenden. Das hat den Vorteil, dass man beim Schreiben der Einleitung nicht automatisch davon ausgeht, der Leser hätte den Abstract schon gelesen.

Der Abstract ist normalerweise 50–200 Wörter lang, **hier im astronomischen Praktikum sollte er 120 Wörter nicht überschreiten**. Es muss außerdem möglich sein, nur den Abstract ohne den Bericht zu lesen (dafür ist er da) und zu verstehen, mit was sich die Autoren beschäftigt haben und ob wichtige Schlüsse daraus gezogen werden können. Wissenschaftler sollten sich regelmäßig über neue Publikationen auf dem Laufenden halten. Da die Anzahl der Publikationen ständig zunimmt, ist es aber nicht mehr möglich, diese alle wirklich durchzulesen. Hier entscheidet dann einzig und allein der Abstract, ob etwas zu Kenntnis genommen wird oder nicht. Man könnte also den Abstract durchaus als wichtigsten Teil des Protokolls bezeichnen, auf den einiges an Zeit und Mühe verwendet werden sollte.

Zahlenwerte wichtiger Ergebnisse können hier schon direkt genannt werden, z.B. „Die Rotationsgeschwindigkeit des Saturns ist 5 km s^{-1} “ und nicht „Die Äquivalentbreite von Ne II 4864 Å ist 0.0023 Å , von Ne II 6534 Å ist sie 0.0055 Å “. Gibt es viele Zahlen als Ergebnis, ist nur ein genereller Trend oder eine Schlussfolgerung anzugeben: „Die Häufigkeit von Neon in der Sonne ist mit $\log(\text{Ne}/\text{H}) = 0.1$ deutlich höher als bisherige Messungen ergaben“.

4.2 Einleitung

Sie berichten über ein Experiment, daher sollte die Einleitung auch in das Experiment einführen und Sinn und Zweck des Experiments erklären. Die Physik ist dabei nur im direkten Zusammenhang mit dem Experiment wichtig. Die Einleitung ist nicht einfach eine Einleitung in die gesamte relevante Physik. Bei der Entscheidung, was in die Einleitung gehört und was in den Bericht selbst, ist es hilfreich, sich die Leser als Personen vorzustellen, die Ihren Kenntnisstand vor dem Experiment hatten, das Skript aber nicht gelesen haben. Insbesondere sollte nicht davon ausgegangen werden, dass die Leser mit den Apparaten und Methoden vertraut sind. Die Einleitung sollte also das „Bühnenbild“ für die folgenden Absätze bereiten. Wichtige Punkte in der Einleitung:

- Ein Überblick über die grundlegende Physik. Dazu vielleicht ein paar Worte über vorhergehende Arbeiten in diesem Gebiet.
- Ein Überblick über die genutzten Methoden und über die Bedeutung des Experimentes.

Die Einleitung soll keine ausführlichere Wiederholung des Abstracts sein, und auch keine verfrühte Diskussion der Ergebnisse.

4.3 Methoden

Dieser Abschnitt sollte die Methoden und die verwendeten Geräte detailliert beschreiben. Bitte keinen Platz verschwenden für Standardgeräte (z.B. Computer, Teleskop), es sei denn, es traten Probleme damit auf. Spezialgeräte (z.B. Spektrograph, Theodolit) verdienen etwas mehr Platz. Allerdings sollte auch hier an den Leser gedacht werden, wenn es um wenig relevante technische Feinheiten geht.

Beschreiben Sie jede Methode, die benutzt wurde, sowie jedes Problem, welches auftrat. Es soll sich hierbei aber nicht um ein Kochrezept für die Leser handeln, damit sie das Experiment wiederholen können, aber sie müssen aufgrund des Textes verstehen können, was gemacht wurde. Vermeiden Sie außerdem triviale Details („Das Gerät wurde angeschaltet“).

4.4 Ergebnisse

Es mag sinnvoll sein, jeden Abschnitt mit einem kurzen Verweis auf den Zweck dieser Messung und die Messmethode zu beginnen. Sie sollten immer detailliert beschreiben, wie Sie von den Rohdaten auf die Ergebnisse kommen. Außerdem können Sie hier schon eine kurze Diskussion Ihrer Daten geben, z.B. wie sehr die Ergebnisse des Versuchs von bisher veröffentlichten oder von der Theorie abweichen.

Die Daten sollten möglichst kurz und klar dargestellt werden, am besten in Form von Graphen oder einer Tabelle. Normalerweise ist es nicht notwendig, Daten sowohl als Tabelle als auch als Graph anzugeben

(die Rohdaten sind ja im Laborbuch enthalten). Graphen sollten mit Origin, Gnuplot oder ähnlichen Tools erstellt werden. Die Skalenhöhen sind so zu wählen, dass Features in den Daten gut zu erkennen sind. Fehlerbalken sind am besten an jedem Punkt anzugeben.

Was die Formatierung angeht, sollten Sie sich von Anfang an angewöhnen, **augenfreundliche Abbildungen** zu erzeugen. Das bedeutet deutlich erkennbare Linien, wenige, kräftige Farben (gelb auf weiß sieht man immer noch viel zu oft), ausreichend große Schrift mit schlichter Schriftart (kein Comic Sans oder ähnliches!). Sie werden Ihre Ergebnisse früher oder später öffentlich präsentieren müssen, und hier ist Lesbarkeit besonders wichtig.

Die Herleitung von Ergebnissen sollte klar nachvollziehbar sein. Mathematische Details sollten weggelassen werden; niemand will Zeile für Zeile die Herleitung aus den Messergebnissen lesen. Ergibt ein Graph zum Beispiel eine gerade Linie und die entsprechende theoretische Funktion wurde schon vorgestellt, ist es meistens ausreichend, sich auf diese Gleichung zu beziehen und darauf hinzuweisen, dass der Graph diese Beziehung wiedergibt. Nur selten ist es notwendig, die Gleichung selbst nochmals hinzuschreiben und unter keinen Umständen ist es notwendig, den Graphen mit $y = mx + t$ zu vergleichen. Widerstehen Sie trotzdem der Versuchung, ins andere Extrem abzuleiten und nur die Ergebnisse aufzuzeigen, ohne auf die Daten einzugehen.

Alle numerischen Ergebnisse *müssen* eine Fehlerabschätzung enthalten. Werte basierend auf vernünftigen Schätzungen oder eine passende statistische Fehlerberechnung müssen angegeben werden (kein Raten!). Sie sollten sich außerdem über systematische Fehler, die das Ergebnis verfälschen können, im Klaren sein und sollten versuchen, diese abzuschätzen. **Vergessen Sie niemals, Einheiten anzugeben!**

4.5 Diskussion

Am Ende eines jeden Experimentes sollten die Ergebnisse kurz diskutiert werden. Dies ist der wahrscheinlich am schwierigsten zu schreibende Teil, aber auch der neben dem Abstract wichtigste Teil. Er sollte die verschiedenen Aspekte Ihres Experimentes in Zusammenhang bringen sowie ihre Verbindung mit der zentralen Fragestellung verdeutlichen. Die wichtigsten Ergebnisse sollten hier nochmals wiederholt werden. Außerdem sollten Sie

- die Grenzen sowie die Vor- und Nachteile der Methoden diskutieren,
- bestimmte Probleme und ihre Auswirkungen auf die Arbeit diskutieren,
- die Stichhaltigkeit der Ergebnisse im Vergleich mit anderen, allgemein akzeptierten Werten diskutieren. Wenn die Ergebnisse weiter von diesen Werten entfernt liegen als die Fehler vorgeben, sollten Sie die Ursache für diese Diskrepanz diskutieren,
- eine kurze Kritik Ihrer Methode sowie mögliche Verbesserungen in Bezug auf obige Punkte angeben,
- einen Ausblick auf mögliche zukünftige Experimente oder Beobachtungen geben, die zu weiterführenden Erkenntnissen beitragen könnten.

4.6 Quellen und Bibliographie

Im Laufe des Experimentes werden Sie von anderen Quellen neben dem Skript Gebrauch machen müssen. Sämtliche benutzte Quellen *müssen* im Protokoll vollständig angegeben werden. Dabei gelten die folgenden Regeln:

- *Wörtlich aus anderen Quellen stammender Text* muss in „...“ eingefasst und mit genauer Quellenangabe (bei Büchern mit Angabe der Seite) versehen werden. **Übernommener Text ohne Quellangabe ist ein Plagiat, dessen Vorhandensein das Nichtbestehen des Praktikums zur Folge haben kann.**

- Bei umformuliertem aber sinngemäß übernommenem Text oder bei der Übernahme von Abbildungen aus anderen Quellen genügt die Angabe der Quelle im Fließtext (*Beispiel:* “Die folgende Erläuterung folgt Mustermann et al. (2010) und Müller (2005).”). **Auch hier ist eine Quellangabe immer notwendig, um dem Vorwurf des Plagiats zu begegnen.**

Beachten Sie: Das Plagiat, also das Abschreiben ohne Verweis auf das Original, ist der größte Frevel, den ein Wissenschaftler begehen kann, auch Verteidigungsminister sind hierüber schon zu Recht zurückgetreten. Zu Originalquellen gehören *alle* nicht selbst geschriebenen Texte, einschließlich des WWW, Aufzeichnungen anderer (z.B. „Musterprotokolle“), Lehrbücher, und so weiter. Siehe zu diesem Themenkomplex auch die Stellungnahmen der Deutschen Forschungsgemeinschaft¹ sowie die an der FAU geltenden Regelungen². Unter Anderem legen diese Quellen dar, dass Wissenschaftler, die des Plagiats überführt werden, die Kündigung erhalten können. Plagiate sind kein Kavaliersdelikt – Personen, die plagiieren, lügen bewusst ihre Kollegen an. Daher werden Sie bei derartigen Betugsversuchen aus dem Praktikum ausgeschlossen werden.

Im Falle eines Buches besteht die Quellenangabe aus der Angabe des/der Autor(en), Titel, Verlag, Ort und Datum der Veröffentlichung. Zum Beispiel:

H. A. Hirsch, S. Geier, J. Wilms, A. Einstein, 1999, *Über die Verwandschaft von Melonen und Tomaten. Eine gentechnische Analyse*, Bamberg: Remeis Verlag

Im Falle einer wissenschaftlichen Zeitschrift sind dies Autor(en), Zeitschriftentitel, Band, Seitennummer der ersten Seite des Artikels sowie das Datum der Publikation. Zum Beispiel:

H. A. Hirsch, 2005, *Astronomy & Astrophysics* **444**, 61

In der Astrophysik verwendet man ausschließlich Kurztitel im Text und verzichtet auf Fußnoten. Bei bis zu drei Autoren schreibt man die Namen aus (Hirsch, Geier & Wilms, 1999). Sind es mehr, verwendet man die Kurzform (Hirsch et al., 1999).

Am Ende des Protokolls muss immer eine **Bibliographie** erscheinen, in der *sämtliche* zitierte Literatur mit vollem Titel aufgeführt ist. Literatur, die nicht zitiert wurde, hat auch zum Protokoll nichts beigetragen und ist daher nicht aufzulisten.

¹http://www.dfg.de/aktuelles_presse/reden_stellungnahmen/download/empfehlung_wiss_praxis_0198.pdf

²http://www.uni-erlangen.de/universitaet/organisation/recht/sonstige_satzungen/Praxis.pdf

Teil II

Versuchsbeschreibungen

KAPITEL 5

FEHLERRECHNUNG

5.1 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 (GeV/c^2)	Unsicherheit (GeV/c^2)
1	X	3.20	± 0.25
2	Y	3.43	± 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 (GeV/c^2)	Unsicherheit (GeV/c^2)
1	X	3.22	± 0.03
2	Y	3.46	± 0.02

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

Die Aussagekraft einer Messung wird also von der Messgenauigkeit 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”).

5.2 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

$$S = \sum_{i=1}^n (x_i - M)^2 \quad (5.1)$$

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

$$\begin{aligned} 0 \stackrel{!}{=} \frac{\partial S}{\partial M} &= 2 \sum_{i=1}^n (M - x_i) = 2 \left(n \cdot M - \sum_{i=1}^n x_i \right) \\ \Rightarrow M &= \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n x_i \equiv \bar{x} \quad (\text{Def. des Mittelwerts}) \end{aligned} \quad (5.2)$$

$x_i - \bar{x}$ 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:

$$V \equiv \frac{S_{\min}}{n - 1} \quad (5.3)$$

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

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum (x_i - \bar{x})^2}{n - 1}} \quad (5.4)$$

Sie hat den Vorteil, diesselbe Einheit wie die Messgröße zu besitzen. Etwa 68 % der Daten liegen innerhalb 1σ um den Mittelwert, 95 % innerhalb 2σ , 99,5 % innerhalb 3σ . 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

$$\delta\sigma = \frac{\sigma}{\sqrt{2n - 2}}. \quad (5.5)$$

Der Standardfehler,

$$\delta\bar{x} = \sigma_m = \frac{\sigma}{\sqrt{n}}, \quad (5.6)$$

wiederum 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.

5.3 Fehlerfortpflanzung

5.3.1 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

$$S = S(x, y) = x + y \quad (5.7)$$

mit der dazugehörigen Unsicherheit δS aus den Messwerten x und y bestimmen und die Unsicherheiten δx und δy sind bekannt. Der Wert für S selbst ergibt sich einfach aus dem funktionalen Zusammenhang (Gl. 5.7) 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 δS 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:

$$\delta S = \sqrt{(\delta x)^2 + (\delta y)^2} \quad (5.8)$$

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

5.3.2 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

$$\delta S = \left| \frac{dS}{dx} \right|_{\bar{x}} \delta x \quad (5.9)$$

5.3.3 Funktionen mehrerer Variablen

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

$$\delta S = \sqrt{\left(\delta x \cdot \left(\frac{\partial S}{\partial x} \right) \Big|_{\bar{x}, \bar{y}, \bar{z}, \dots} \right)^2 + \left(\delta y \cdot \left(\frac{\partial S}{\partial y} \right) \Big|_{\bar{x}, \bar{y}, \bar{z}, \dots} \right)^2 + \left(\delta z \cdot \left(\frac{\partial S}{\partial z} \right) \Big|_{\bar{x}, \bar{y}, \bar{z}, \dots} \right)^2 + \dots} \quad (5.10)$$

Beispiele

i) *Summen und Differenzen*

Für $S = x \pm y$ folgt aus Gleichung (5.10):

$$\delta S = \sqrt{(\delta x)^2 + (\delta y)^2} \quad (5.11)$$

Die (absoluten) Unsicherheiten addieren sich quadratisch.

ii) *Produkte und Quotienten*

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

$$\frac{\delta S}{S} = \sqrt{\left(\frac{\delta x}{x}\right)^2 + \left(\frac{\delta y}{y}\right)^2} \quad (5.12)$$

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. Andernfalls werden die Formeln komplizierter.

5.4 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 σ_i behaftet, die Unsicherheiten für die x_i seien vernachlässigbar. Das Problem wird an einem einfachen Beispiel mit

$$y(x) = m_0 \cdot x + c_0 \quad (5.13)$$

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

$$y_i^{\text{th}} = m \cdot x_i + c \quad (5.14)$$

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

$$\frac{y_i^{\text{th}} - y_i}{\sigma_i}. \quad (5.15)$$

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

$$\chi^2(m, c) = \sum_{i=1}^n \left(\frac{y_i^{\text{th}} - y_i}{\sigma_i} \right)^2 = \sum_{i=1}^n \left(\frac{m \cdot x_i + c - y_i}{\sigma_i} \right)^2 \quad (5.16)$$

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

$$\frac{\partial(\chi^2)}{\partial m} = 2 \sum_{i=1}^n \left(\frac{m \cdot x_i + c - y_i}{\sigma_i} \right) \cdot \frac{x_i}{\sigma_i} \stackrel{!}{=} 0 \quad (5.17)$$

und

$$\frac{\partial(\chi^2)}{\partial c} = 2 \sum_{i=1}^n \left(\frac{m \cdot x_i + c - y_i}{\sigma_i} \right) \cdot \frac{1}{\sigma_i} \stackrel{!}{=} 0 \quad (5.18)$$

Aus den linearen Gleichungen (5.17) und (5.18) lassen sich m und c nun einfach bestimmen. Mit

$$\begin{aligned} S &= \sum_{i=1}^n \frac{1}{\sigma_i^2}, \quad S_x = \sum_{i=1}^n \frac{x_i}{\sigma_i^2}, \quad S_y = \sum_{i=1}^n \frac{y_i}{\sigma_i^2} \\ S_{xx} &= \sum_{i=1}^n \frac{x_i^2}{\sigma_i^2}, \quad S_{xy} = \sum_{i=1}^n \frac{x_i y_i}{\sigma_i^2}, \quad \Delta = S \cdot S_{xx} - (S_x)^2 \end{aligned} \quad (5.19)$$

lauten die Lösungen:

$$c = \frac{S_{xy} S_y - S_x S_{xy}}{\Delta}, \quad m = \frac{S S_{xy} - S_x S_y}{\Delta} \quad (5.20)$$

mit den Unsicherheiten

$$\sigma_c = \sqrt{\frac{S_{xx}}{\Delta}}, \quad \sigma_m = \sqrt{\frac{S}{\Delta}} \quad (5.21)$$

Die Größe χ^2/DoF – „reduziertes χ^2 “ oder „ χ^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 σ_i von der Fitgeraden ab – genau wie erwartet. Ist allerdings χ^2/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 σ_i überschätzt. Entsprechend wurden für $\chi^2/\text{DoF} \gg 1$ die Unsicherheiten σ_i unterschätzt oder die Fitfunktion ist zur Beschreibung der Daten schlichtweg ungeeignet.

5.5 Darstellung des Endergebnisses

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

$$\text{Ergebnis} = \text{Wert} \pm \text{Unsicherheit}, \quad (5.22)$$

oder relativer Form,

$$\text{Ergebnis} = \text{Wert} \cdot (1 \pm \text{Unsicherheit}/\text{Wert}), \quad (5.23)$$

gegen. 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.

Beim Runden ist außerdem zu beachten, dass die durch Rundung wegzulassenden Ziffern nicht durch Nullen ersetzt werden sollen. Um dies zu gewährleisten, darf das Komma nicht weiter rechts als direkt rechts neben der Rundungsstelle stehen. Dazu gegebenenfalls vor dem Runden das Komma durch Multiplizieren mit einer entsprechenden Zehnerpotenz verschieben. Beispiele:

- $E = 2.998 \pm 0.031 \text{ keV} = 3.00 \pm 0.04 \text{ keV} = 3 \cdot (1 \pm 0.014) \text{ keV}$
- $d = 1.3325 \times 10^3 \pm 1295 \times 10^{-2} \text{ m} = 1333 \pm 13 \text{ m} = 1333 \cdot (1 \pm 0.010) \text{ m}$
- $r = 40271 \pm 4610 \text{ pc} = 40.271 \pm 4.610 \text{ kpc} = 40 \pm 5 \text{ kpc} = 40 \cdot (1 \pm 0.13) \text{ kpc}$

5.6 Aufgaben¹

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.
- 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 1σ -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) $d = 731 \pm 60.36 \text{ pc}$ | (vi) $E = 11.82547 \pm 0.1775 \text{ keV}$ |
| (ii) $t = 1.5743 \pm 1.42 \text{ s}$ | (vii) $Q = 12.845 \times 10^{-15} \pm 9.00031 \times 10^{-16} \text{ C}$ |
| (iii) $\pi = 3.25 \times 10^{-2} \pm 2.46 \times 10^{-3} \text{ arcsec}$ | (viii) $B = (2.91 \pm 0.18) \times 10^{15} \text{ G (in T)}$ |
| (iv) $\lambda = 0.000481124 \pm 0.00000077 \text{ mm (in } \text{\AA})$ | (ix) $F = 714.284 \pm 25.98 \text{ Jy}$ |
| (v) $p = 3.145 \times 10^3 \pm 56 \text{ g cm s}^{-1}$ | (x) $\sigma = 261 \pm 86 \text{ mb}$ |

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 (α Cygni) folgende Werte bestimmt: 1.15 dex, 1.08 dex, 1.14 dex, 1.03 dex, 1.06 dex, 1.07 dex und 1.09 dex.

Dabei kennzeichnet die Einheit “dex” zehner-logarithmische Größen, wobei g in cgs-Einheiten angegeben wird, d.h. in diesem Fall cm s^{-2} .

a) Berechnen Sie folgende Größen auf der *logarithmischen* Skala und erläutern Sie kurz deren Bedeutung. Stellen Sie anschließend die Ergebnisse in **sinnvollen** Wert \pm Unsicherheit Kombinationen (Tipp: es gibt 3) dar und interpretieren Sie diese.

- Mittelwert $\overline{\log g}$
- 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 $\delta \log g = 0.27 \text{ dex}$. Wie groß ist im allgemeinen Fall die zugehörige *relative* Unsicherheit $\delta \overline{g}/\overline{g}$ auf der *nicht-logarithmischen* Skala (Fehlerfortpflanzung)? **Interpretieren** Sie diesen Wert hinsichtlich der Güte der Messung.

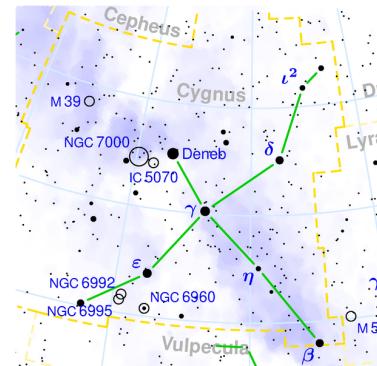


Abbildung 5.1: Position von Deneb im Sternbild Schwan (Quelle: Wikipedia)

¹20230

Aufgabe 1: Entfernungsbestimmung von Sternen

Die Entfernung d (in pc) von relativ nahen Sternen kann über die Parallaxe π (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 ε Eri die Parallaxe 312.7 ± 0.6 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 59 %. Bestimmen Sie dessen Entfernung mit absoluter Unsicherheit (Fehlerfortpflanzung).
- 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 $M_V = -8.9 \pm 0.1$ mag bzw. $L = (1.2 \pm 0.3) \times 10^5 L_\odot$ 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 $T_{\text{eff}} = 8590 \pm 81$ 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!

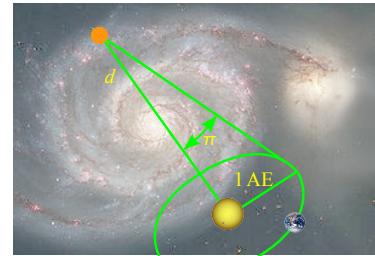


Abbildung 5.2: Entfernungsbestimmung mittels Parallaxe (Quelle Hintergrundbild: NASA)

Aufgabe 2: Die Orbitalperiode des Röntgendifoppelsterns 4U 0115+634

Im Röntgendifoppelstern 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 $P_{\text{orb}} = 24.31705 \pm 0.00005$ d bestimmt.

- Unabhängig von dieser Messung wurde in einer neueren Arbeit die Orbitalperiode zu $P_{\text{orb}} = 24.3164 \pm 0.0013$ d ermittelt. Wie groß ist die Differenz ΔP_{orb} zwischen den beiden gemessenen Orbitalperioden. Berechnen Sie außerdem die absoluten und relativen Unsicherheiten dieser Differenz.
- Im Jahr 2010 ergibt eine neue Messung eine Orbitalperiode von $P_{\text{orb}} = 24.316171 \pm 0.000010$ d. Berechnen Sie analog zu Aufgabe 2a) die Differenz zu der in 1997 gemessenen Orbitalperiode.

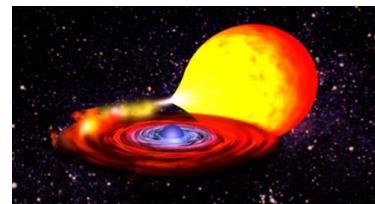


Abbildung 5.3: Künstlerische Darstellung eines akkretierenden Röntgenpulsars mit optischem Begleiter (Quelle: NASA)

Aufgabe 3: Die Gaußsche Normalverteilung

Die Gaußsche Normalverteilung ist durch die Wahrscheinlichkeitsdichte

$$f(x) \propto \exp\left(-\frac{(x - M)^2}{2\sigma^2}\right) \quad (5.24)$$

gegeben, wobei M den Mittelwert und σ die Standardabweichung bezeichnet.

- Berechnen Sie die **Normierungskonstante** κ der Gaußschen Wahrscheinlichkeitsdichte mit Hilfe der Forderung $\int_{-\infty}^{+\infty} f(x) dx = 1$. Verwenden Sie dazu $\int_0^{+\infty} e^{-a^2 x^2} dx = \frac{\sqrt{\pi}}{2a}$ (für $a \in \mathbb{R}^+$).
- Die neuen Messdaten deuten an, dass sich die Orbitalperiode von 4U 0115+634 im Vergleich zur Messung aus 1997 geändert haben könnte. Prüfen Sie, ob sich die in 2a) und 2b) bestimmten Orbitalperioden statistisch signifikant im Vergleich zur Messung aus 1997 unterscheiden (die Abweichungen also nicht nur rein zufällig aufgrund von Messgenauigkeiten entstanden sein könnten).

Geben Sie dazu zunächst an, ob eine grobe Abschätzung der hier auszurechnenden Wahrscheinlichkeiten allein anhand einer Betrachtung der Ergebnisse aus Aufgabe 2) möglich ist, und führen Sie dann explizit einen Hypothesentest durch. Interpretieren Sie Ihre Ergebnisse.

Gehen Sie beim Hypothesentest wie folgt vor:

- 1) Nullhypothese H_0 ("Orbitalperiode hat sich nicht geändert") und Alternativhypothese H_1 ("Orbitalperiode hat sich geändert") aufstellen. Welche Orbitalperiodendifferenz ΔP_{orb} würden Sie erwarten, wenn H_0 zuträfe?
- 2) Setzen Sie Glg. (5.24) in Bezug zur Aufgabe, d.h. identifizieren Sie diejenigen Größen, die x , M und σ zuzuordnen sind.
- 3) Berechnen Sie jeweils die Wahrscheinlichkeiten dafür, Orbitalperiodendifferenzen wie in 2a) und 2b) oder noch größere zu beobachten, unter der Bedingung, dass H_0 zutrifft. Diese Wahrscheinlichkeit wird p -Wert genannt und ist ein Maß für die Glaubwürdigkeit von H_0 . Ist der p -Wert kleiner als ein vorher festgelegtes Signifikanzniveau (z.B. 0.1 %), so kann die Nullhypothese zugunsten von H_1 verworfen werden.

Hinweis:

Die Wahrscheinlichkeit, dass die Orbitalperiodendifferenz um mehr als Δ von M abweicht, ist gegeben durch die in Abb. 5.4 rot markierte Fläche. Diese lässt sich mit Hilfe des bestimmten Integrals $\alpha = 1 - \int_{M-\Delta}^{M+\Delta} f(x) dx$ berechnen. Dieses ist analytisch nicht lösbar, Sie können es aber zum Beispiel mit Hilfe der Fehlerfunktion $\text{erf}(x)$ (in ISIS verfügbar^a) berechnen, welche definiert ist als

$$\text{erf}(x) := \frac{2}{\sqrt{\pi}} \int_0^x e^{-t^2} dt. \quad (5.25)$$

^aUm diese Funktion in ISIS nutzen zu können, muß vorher der Befehl `require("gsl")`; ausgeführt werden!

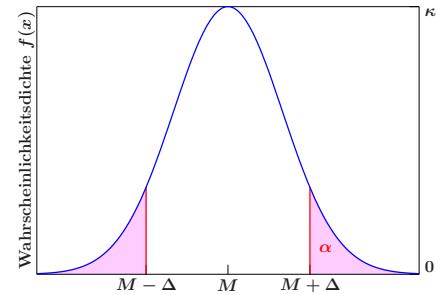


Abbildung 5.4: Gaußverteilung

KAPITEL 6

EIGENSCHAFTEN OPTISCHER CCDS

6.1 Ziel des Versuchs

Das Charge-Coupled Device (CCD) ist in der Astronomie ein wichtiger lichtempfindlicher Sensor (Detektor). Um die Messung mit einem solchen Detektor zu verstehen, ist es essentiell den Detektor, seine Funktionsweise, Charakteristik und dessen Effekte genau zu kennen. **Ziel dieses Versuches** ist es daher das Verständnis für den CCD zu bekommen. Hierzu werden verschiedene Messungen durchgeführt, analysiert und diskutiert. Zum Schluss wird eine Anwendung eines CCDs in einer Beispilmessung nachgestellt.

6.2 Theoretische Grundlagen

Der eigentliche Messwert eines CCDs bzw. genauer gesagt eines einzelnen Pixels, entsteht durch Umwandlung von Photonen, die mit dem Teleskop auf das CCD fokussiert werden, in ein elektrisches Signal, das anschließend digitalisiert und gespeichert wird. Um diese gespeicherten Daten auswerten zu können müssen alle Prozesse und Faktoren, die bei der Detektion der Photonen eine Rolle spielen, im Detail verstanden sein. Die folgenden Abschnitte gewähren Ihnen daher einen Überblick über die CCD-Technologie bzw. wie aus Photonen ein digitales Foto entsteht.

6.2.1 Halbleiter

Da Photonen die Austauschteilchen der elektromagnetischen Wechselwirkung sind, können sie unter bestimmten Voraussetzungen mit Elektronen wechselwirken. Solch eine Wechselwirkung kann zum Beispiel mit den gebundenen Elektronen in einem Festkörper stattfinden.

Aufgrund der räumlichen Nähe vieler Atome und deren Elektronen entstehen in einem Festkörper durch die Überlagerung der einzelnen Energieniveaus der Atome Energiebänder. In Abbildung 6.1 ist schematisch das durch die einzelnen Atomrumpfe entstehende Potential im so genannten “Bändermodell” dargestellt. Energetisch nahe bei den Atomrumpfen 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 elektrischen 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 Energie- bzw. Bandlücke ΔE_{band} zwischen Valenz- und Leitungsband. Abbildung 6.2 veranschaulicht

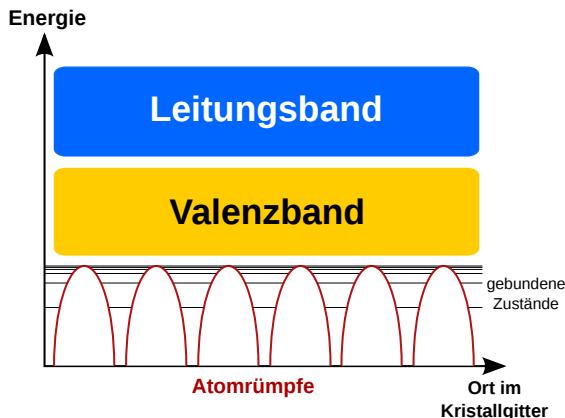


Abbildung 6.1: Energetische Zustände im Bändermodell eines Festkörpers.

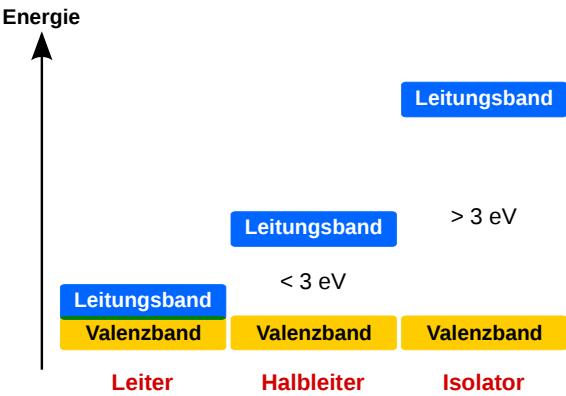


Abbildung 6.2: Energielücken im Bändermodell und die daraus folgende Definition eines Leiters, Halbleiters und Isolators.

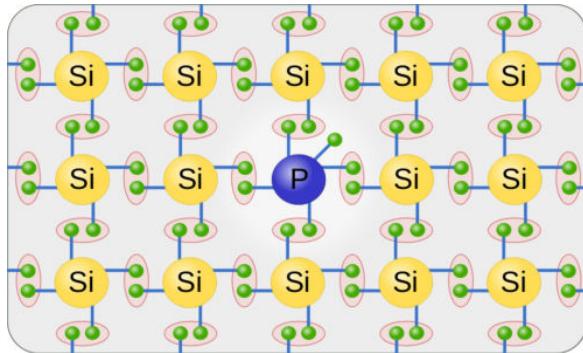
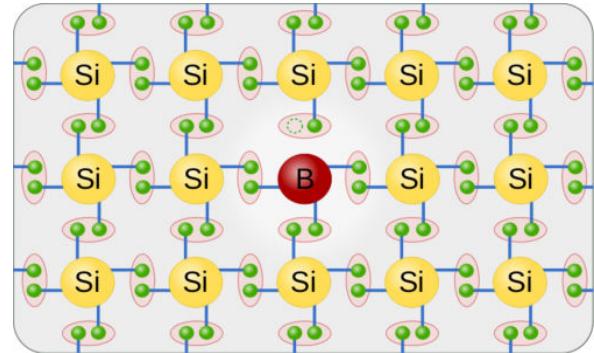


Abbildung 6.3: *links:* n-Leitung durch Dotierung mit Phosphor; *rechts:* p-Leitung durch Dotierung mit Bor, jeweils am Beispiel von Silizium.



diese Unterschiede. Bei einem Leiter überlappen 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 Bandlücke zwischen den Bändern aus, dass keine Elektronen mehr vom Valenz- ins Leitungsband wechseln können. Als Halbleiter werden Materialien bezeichnet, die bei $T = 0$ Kelvin als Isolator wirken, aber bei höherer Temperatur zu leiten beginnen. Z.B. beträgt bei einer Temperatur von 0 K die Bandlücke zwischen dem Valenz- und Leitungsband beim Halbleiter Silizium $\Delta E_{\text{band}} = 1,115 \text{ eV}$. Bei höheren Temperaturen können thermisch angeregte Elektronen vom Valenzband ins Leitungsband vordringen und dort zur Leitung beitragen.

6.2.2 Dotierung

Die Bandlücke ΔE_{band} eines Festkörpers lässt sich beeinflussen, indem Fremdatome in die Kristallstruktur eingebaut werden. Dies wird Dotierung genannt. Silizium besitzt in der äußeren Schale vier Elektronen. Wird die Kristallstruktur mit einem Element dotiert, 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

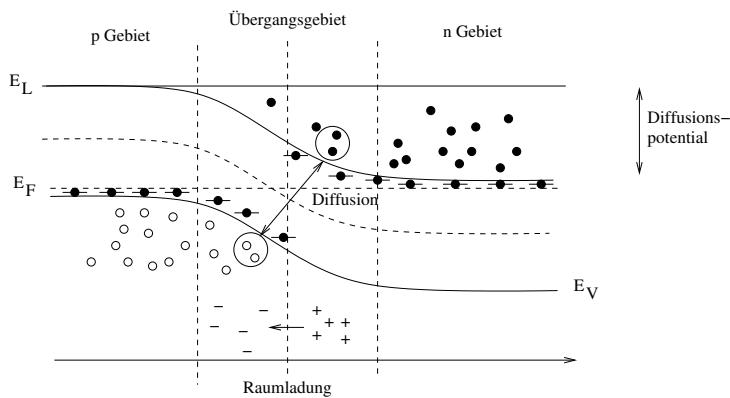


Abbildung 6.4: Schematische Darstellung eines pn-Übergangs.
 • symbolisiert negative und
 ○ positive Ladungsträger.
 E_V bezeichnet die Energie des Valenzbandes,
 E_L die Energie des Leitungsbandes und
 E_F die Fermi-Energie.

Elektronen-Leitung oder *n-Leitung* (negative-Leitung; Abb. 6.3, 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. 6.3, rechts).

6.2.3 pn-Übergang

Werden ein p-Halbleiter und ein n-Halbleiter zusammengebracht, entsteht eine typische pn-Übergangszone (Abb. 6.4). 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 „Sperrrichtung“ betrieben. Dabei wird die Potentialdifferenz noch vergrößert und es kann von selbst kein Strom fließen.

6.2.4 Photodiode

Ein in Sperrrichtung gepolter pn-Übergang kann nun als Photonendetektor genutzt werden und wird auch Photodiode genannt. Durch Absorption eines Photons im Depletionsgebiet werden Elektron-Loch-Paare erzeugt. Das Gleichgewicht zwischen Driftstrom und Diffusionsstrom wird dadurch gestört, es fließt kurzzeitig ein Strom. Strahlungsabsorption ist nur dann möglich, wenn die Energie $E_\gamma = h\nu$ der einfallenden Photonen größer ist als die Bandlücke E_{band} des bestrahlten Materials. Für Energien unterhalb der Bandlücke sind Halbleiter (und damit auch CCDs) gar nicht mehr empfindlich. Allerdings konkurriert die Elektron-Loch-Paar Erzeugung mit einem weiteren Effekt, nämlich der Erzeugung von Gitterschwingungen (Phononen). Dies führt dazu, dass zusätzlich zu den $E_{\text{band}} \sim 1,12 \text{ eV}$ 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 $E_\gamma > 3,68 \text{ eV}$ besitzen muss, damit ein Elektron-Lochpaar erzeugt werden kann.

Wie viele Elektronen-Loch-Paare schließlich durch das Auftreffen eines einzelnen Photons erzeugt werden ist ein statistischer Prozess. Die Wahrscheinlichkeit, dass ein Photon tatsächlich ein Signal erzeugt, wird Quantenausbeute genannt. Diese hängt von der Energie des Photons E_γ und dem Material ab (Bandlücke, Phononenanregung).

Ein Elektron-Loch-Paar und damit ein Signal in der Photodiode kann allerdings auch durch andere Arten von Energiezufuhr erzeugt werden. Der auffälligste Beitrag zu diesem unerwünschtem Signal ist der sogenannte *Dunkelstrom*. Dieser entsteht durch die thermische Anregung auf Grund der nicht verschwindenden Temperatur $T > 0$ der Photodiode.

6.2.5 CCD

Treffen Photonen 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. Boyle und Smith erhielten für diese Erfindung im Jahr 2019 eine Hälfte des Physik-Nobelpreises. Einen Überblick über die Entwicklungsgeschichte des CCDs gibt [McLean \(1997\)](#). In der 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 Potential in Form eines Gitters erzeugt wird, in dessen Minima die Elektronen nach ihrer Erzeugung driften und damit dort gesammelt werden. Diese Minima werden Potentialtöpfe genannt und entsprechen den Pixeln des CCD. Das Potentialgitter wird in Zeilen- und Spaltenrichtung unterschiedlich erzeugt. Für jede Pixelzeile befinden sich drei Kontakte auf der CCD-Oberfläche, von denen der Mittlere auf einem leicht anderen Potential gehalten wird (dies definiert das Minimum). Die Zeilen selbst werden durch sogenannte “Channelstops”, Ionenimplantate im CCD-Material, in Spalten getrennt.

Nach einer gewissen Integrationszeit, während der die Elektronen in den Potentialtöpfen gesammelt werden, wird das CCD ausgelesen. Das dabei verwendete Verfahren ist in Abbildung 6.5 dargestellt. Durch Anlegen verschiedener Spannungen an die drei Elektroden jeder Zeile (ϕ -Pulse) lassen sich die Elektronen in den Potentialtöpfen somit zeilenweise zur Ausleseelektronik hin verschieben. In der Ausleseelektronik wird der Strom, der durch die Photoelektronen erzeugt wird, zunächst in einem Vorverstärker verstärkt. Danach wird das Signal in einem Analog-Digital-Konverter (ADC) digitalisiert, wodurch der eigentliche Messwert entsteht, der mit Hilfe eines Umrechnungsfaktors, dem *Gain Faktor*, in *Analog-Digital-Units* (ADU) angegeben wird. Um eine korrekte Digitalisierung zu gewährleisten, muss dafür ein gewisses Minimalsignal vorliegen. Dies wird durch ein wohldefiniertes, künstliches Signal sichergestellt, dem sogenannten *Bias*, welches zu dem Elektronensignal addiert wird. Bitte beachten Sie, dass nach dem Auslesen des CCD ein Bild entsteht, sodass **jedem Pixel** ein eigener Messwert zugeordnet wird.

Der Transport der Elektronen von ihrem Entstehungsort zur Ausleseelektronik und ihre anschließende Messung als elektrischer Strom inklusive Digitalisierung ist sowohl statistischen als auch systematischen Fehlerquellen unterworfen.

6.2.6 Detektorantwort

Da Sie nun die CCD-Technologie verstanden haben, können wir uns dem Zusammenhang zwischen dem Messwert N_{ADU} (in analog-to-digital units, ADU) und dem einfallenden Fluss F , also den pro Sekunde

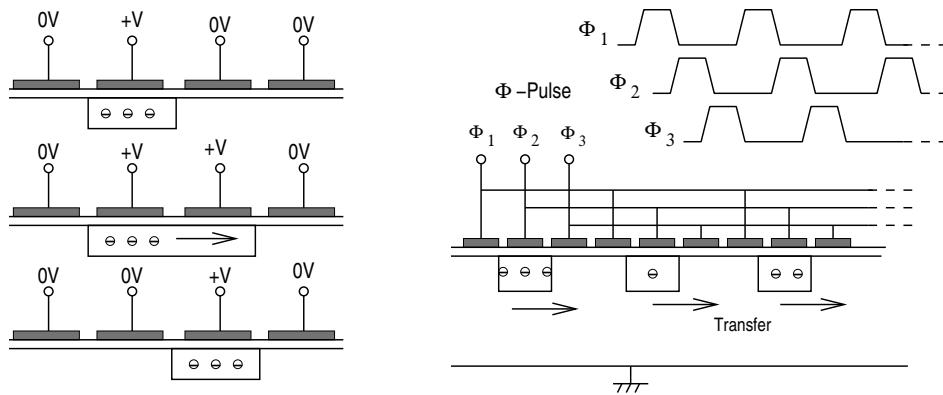


Abbildung 6.5: Schematischer Aufbau und Prinzip des Ausleseverfahrens bei einem dreiphasigen CCD. Die unter den Elektroden angesammelten Ladungen werden durch stufenweise Änderung der an den Pixeln anliegenden Potentiale verschoben (nach McLean, 1997, Fig. 6.9).

auf den CCD treffenden Photonen, widmen. Die sogenannte Detektorantwort (Detektorresponse)

$$N_{\text{ADU}} = B + \frac{N_{\text{el}} + N_{\text{d}}}{g} \quad (6.1)$$

enthält alle Komponenten der Messung. Dabei bezeichnen B und g die kameraspezifischen Größen für den Bias und den Gain Faktor. Die gesamte Anzahl an Elektronen $N_{\text{el}} + N_{\text{d}}$, die die Ausleseelektronik über g in ADU umrechnet, werden durch zwei voneinander zu trennende Effekte im Silizium-Kristall angeregt. Die Elektronen N_{el} , die durch das einfallende Licht angeregt wurden, und N_{d} , die durch thermische Anregung erzeugten Elektronen. Erstere sind demnach mit dem einfallenden, physikalischen Fluss F über

$$N_{\text{el}} = t r_{\text{el}} = t \eta A_{\text{eff}} F / E_{\text{ph}} \quad (6.2)$$

verknüpft. Dabei ist t die Belichtungszeit und r_{el} die Rate, mit denen Photoelektronen erzeugt werden. Diese hängt neben F von der sogenannten effektiven Lichtsammelfläche A_{eff} des Objektivs und der spezifischen Effizienz η ab. Letztere ist ein Maß für die Anzahl an Photoelektronen, die pro einfallendem Photon der Energie E_{ph} erzeugt werden, und hängt damit von der kameraspezifischen Quantenausbeute ab. Die Anzahl an Elektronen N_{d} , hängt ebenfalls von der Belichtungszeit t ab und ist durch

$$N_{\text{d}} = t r_{\text{d}}(T) \quad (6.3)$$

gegeben. Die Erzeugungsrate des Dunkelstroms $r_{\text{d}}(T)$ ist eine Funktion der Temperatur T , die einem komplexen Verlauf folgt. Da jeder Pixel eine unterschiedliche Sensitivität besitzt, muss jeder Pixel separat betrachtet werden.

6.2.7 Effekte Realer Sensoren

In der Realität ist es unmöglich perfekte CCD Sensoren ohne Defekte in der Halbleiterstruktur oder verursacht durch die Ausleseelektronik herzustellen. Die Auswirkungen einiger solcher Effekte sind ebenfalls Bestandteil dieses Versuchs und sind in Abschnitt 11.4 erläutert. Um diese Effekte zu charakterisieren und in der Praxis Aufnahmen davon zu bereinigen, müssen Kalibrationsaufnahmen angefertigt werden, welche in Abschnitt 11.6 erläutert sind.

6.2.8 Kombinieren von Einzelaufnahmen

Um eine Größe möglichst exakt zu bestimmen, besonders wenn sie starkem Rauschen unterworfen ist, müssen oft mehrere Messungen vorgenommen werden. In der Regel werden diese Einzelmessungen kombiniert, indem der Durchschnitt daraus gebildet wird. Im Falle von Bildern bedeutet das, dass für alle

Pixel an der gleichen Stelle in den Einzelbildern der Durchschnitt gebildet wird. Dieses Verfahren nennt man Stapeln oder Stacking. Die genaue Statistik hinter diesem Verfahren ist in Abschnitt 11.7 erläutert. Für diesen Versuch ist es ausreichend, den Durchschnitt aus den Einzelbindern zu bilden.

6.3 Vorbereitung

Lesen Sie sich die Theoretischen Grundlagen (Kapitel 6.2) durch und machen Sie sich mit den Konzepten und der Funktionsweise eines CCDs vertraut. Zudem ist es wichtig die einzelnen Teile der Detektorantwort zu kennen und zu verstehen.

Vorübung 1: Teilen Sie alle Größen in den Gleichungen 6.1–6.3 in folgende Kategorien ein:

- Messgröße,
- kontrollierbare Größe (im Sinne des Experiments im Labor),
- (feste) Kamera-/CCD-spezifische Größe,
- zusammengesetzte Größe.

Schreiben Sie diese mit den folgenden Informationen in eine Tabelle:

- Definition und Beschreibung,
- Einheit,
- Kategorie.

Vorübung 2: Informieren Sie sich über die folgende Detektoreffekte, machen Sie sich mit den Konzepten vertraut und erläutern Sie diese kurz in wenigen prägenden Sätzen.

- Ausleserauschen
- Dunkelstrom und thermisches Rauschen
- Festes Rauschmuster
- Hot/Cold Pixel
- Amp Glow

Vorübung 3: Wie werden Bias- und Dark Frames aufgenommen und wozu werden sie verwendet? Überlegen Sie sich, welche Parameter aus Vorübung 1 für die Aufnahme von Bias- bzw. Dark Frames herangezogen werden können und welche Werte diese bei der Aufnahme annehmen.



Abbildung 6.6: CCD-Kamera mit Objektiv und dessen Einstellringe für Schärfe und Blende.

6.4 Durchführung

Am **Tag vor dem Versuch** werden Sie sich mit ihrem jeweiligen Betreuer*in treffen, um den Versuch und Ihre Vorbereitung zu besprechen. Stellen Sie daher sicher, dass Ihre Vorbereitung rechtzeitig Ihrem Betreuer*in zur Korrektur vorliegt.

Sie sollten *während* des Versuchs ein Laborbuch führen. Dazu gehört das Dokumentieren der Messung und deren Ergebnisse, sowie Notizen, die Ihnen bei der späteren Auswertung des Versuchs helfen.

Die Bearbeitung und Auswertung der Messungen kann mit einem selbst geschriebenen ISIS/S-Lang Skript erfolgen (siehe Kapitel 15, insbesondere Abschnitt 15.3.2 und 15.4.2, bzw. auch Kapitel 6.6). Es steht Ihnen aber auch frei die Auswertung in einer Programmiersprache Ihrer Wahl zu schreiben.

Die Durchführung des Versuchs findet im Keller des Hauptgebäudes der Sternwarte statt. Ihr Betreuer*in wird Sie zum Versuchsaufbau begleiten und ihnen alles Notwendige am Versuchsaufbau zeigen. Die für den Versuch benötigte Flatfieldlampe sollte bereits eingeschaltet sein. Falls dies nicht der Fall ist sprechen Sie ihren Betreuer*in an.

Loggen Sie sich mit Ihrem **praktiN**-Account am Computer ein und starten Sie **KStars**. Ihr Betreuer*in wird Ihnen vor Ort eine Einführung geben. Zur Speicherung der aufgenommenen Daten verwenden Sie das Linux-Verzeichnis `/home/praktikum/praktiN/ccd` (N ist hierbei Ihre Gruppennummer).

In aufgebautem Zustand sollte die CCD Kamera mit dem Objektiv so aussehen wie in Abb. 6.6. 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 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. Notieren Sie in den zutreffenden Aufgaben die optimalen Ergebnisse für Schärfe und Blende in Ihr Laborbuch bzw. Protokoll.

6.4.1 Der Effektive Bias

In diesem Teil des Versuchs wird der effektive Bias eines realen Sensors analysiert und diskutiert.

Aufgabe 1: Nehmen Sie dazu 1000 Biasframes auf. Um diese Anzahl an Biasframes aufzunehmen, nutzen Sie die automatische Aufnahmefunktion von **KStars**. Erzeugen Sie aus diesen Einzelaufnahmen einen Master Bias Frame, indem Sie das Arithmetische Mittel für jeden Pixel bilden. Visualisieren Sie den resultierenden Master Bias Frame. Visualisieren Sie auch den Verlauf der Grauwerte in den eindimensionalen Zeilen des Sensors. Beschreiben Sie die beiden Ergebnisse. Gehen Sie dabei vor allem auf Auffälligkeiten und Abweichungen von der Erwartung des Bias eines idealen Sensors ein.

Aufgabe 2: Schätzen Sie das durch die Kamera festgelegte künstliche Signal (Detektoroffset) ab. Ist dieses mit dem Bias gleich zu setzen? Begründen Sie Ihre Antwort.

Aufgabe 3: Modellieren Sie den Amp Glow. Betrachten Sie hierfür Ihre Ergebnisse aus Aufgabe 1 und 2.

Subtrahieren Sie das Amp-Glow-Modell von dem in Aufgabe 1 berechneten Master-Biasframe. Diskutieren Sie, wie gut Ihre Annahmen sind und somit die Güte Ihres Amp-Glow-Modells. Visualisieren Sie den bereinigten Master Bias Frame. Was fällt Ihnen im Vergleich zum Master Bias Frame auf? Welche Schlussfolgerung ziehen Sie aus diesem Ergebnis? Wie können diese Effekte aus echten Belichtungen entfernt werden?

6.4.2 Temperaturabhängigkeit des Dunkelstroms

Nachdem Sie sich ausführlich mit dem Bias beschäftigt haben, widmen Sie sich in diesem Abschnitt dem Dunkelstrom bzw. den sogenannten Dark Frames. Nach Gleichung 6.3 ist der Dunkelstrom von der Temperatur des entsprechenden Pixels abhängig. Diese Abhängigkeit wird im Folgenden untersucht. Um den zeitlichen Aufwand der Messungen in einem angemessenen Rahmen zu halten, dürfen Sie **hier** davon ausgehen, dass *jeder Pixel des Sensors gleich behandelt werden kann*. Zudem können Sie annehmen, dass *der CCD gleichmäßig auf die eingestellte Temperatur gekühlt wird*.

Aufgabe 4: Nehmen Sie Dark Frames für Temperaturen im Bereich von $T_{20} = 20^\circ\text{C}$ bis ca. $T_{-5} = -5^\circ\text{C}$ in $\Delta T \leq 4^\circ\text{C}$ Schritten auf. Beachten Sie, dass sich die Temperatur nach dem Abkühlungsprozess, erst auf einen konstanten Wert einpendeln muss, bevor Sie mit der Messung beginnen. Eine Belichtungszeit von ca. 2 Minuten sollte genügen. Berechnen Sie jeweils den mittleren Dunkelstrom in ADU und veranschaulichen Sie den Zusammenhang mit der Temperatur graphisch. Berücksichtigen Sie dabei die oben gegebenen Annahmen.

Aufgabe 5: Tragen Sie die jeweiligen Standardabweichungen aus den verschiedenen Dark Frames aus Aufgabe 4 über die Temperatur auf. Interpretieren Sie das Ergebnis. Betrachten Sie Ihr Ergebnis zusammen mit dem aus Aufgabe 4. Welche Schlussfolgerungen ergeben sich aus diesen Ergebnissen? Wurde mit den Dark Frames wirklich nur der Dunkelstrom gemessen?

Aufgabe 6: Durchforsten Sie Ihre aufgenommenen Dark Frames visuell. Gibt es sichtbare Effekte/Unterschiede zwischen den verschiedenen Dark Frames. Falls ja, diskutieren Sie diese. Was bedeutet dies für Ihre eigentliche Messung?

6.4.3 Linearität des CCDs

Eine angestrebte Eigenschaft eines Detektors ist die möglichst einfache Umrechnung zwischen digitalen und physikalischen Größen. Ein linearer Zusammenhang zwischen der Anzahl der einfallenden Photonen und den ausgegebenen ADU Werten wäre daher ideal.

Für die Messung der Linearität verwenden Sie die Flatfieldlampe die dem Versuchsaufbau beiliegt. Halten Sie diese für die Dauer der Messung direkt vor das Objektiv der Kamera. Um die Lichtintensität zu reduzieren, können Sie verschiedene Graufilterkombinationen auf das Objektiv schrauben. Die Graufilter sind multiplikativ. Finden Sie Messeinstellungen (Belichtungszeit, Filterkombinationen etc.), sodass alle Pixel des CCDs gerade **nicht** gesättigt sind, d.h. einen Pixelwert $N_{\text{ADU}} \lesssim 2^{16}\text{ADU} = 65536\text{ADU}$ aufweisen. Dabei sollte die Belichtungszeit nicht zu klein gewählt werden.

Aufgabe 7: Überprüfen Sie die Linearität des CCDs. Vermessen Sie dabei den maximalen Wertebereich ($2^{16}\text{ADU} = 65536\text{ADU}$) des CCDs und etwas darüber hinaus (Sättigung). Gibt es Auffälligkeiten in Ihrer Messung? Falls ja, diskutieren Sie diese. Wurde bei dieser Messung nur das einfallende Licht gemessen oder auch andere Effekte? Wie kann die Qualität der Messung verbessert werden?

Aufgabe 8: Verifizieren Sie den linearen Wertebereich des CCDs und diskutieren Sie Ihr Ergebnis.

6.4.4 Lichtkurve eines Exoplaneten

Es gibt aktuell fünf Methoden um sogenannte Exoplaneten zu finden. Dabei bezeichnet ein Exoplanet einen Planeten auserhalb unseres Sonnensystems, der sich für gewöhnlich im Orbit um einen Stern unserer

Milchstraße befindet. Im CCD-Versuch stellen wir eine dieser Methoden nach. Bei der sogenannte Transit Methode, ist der Orbit eines Exoplaneten idealerweise in einer Ebene mit dem Beobachter. Der Exoplanet verdunkelt den Stern für eine gewisse Zeit, sobald er sich zwischen dem Stern und dem Beobachter befindet. Transit Messungen können Informationen über die Größe des Exoplaneten, sowie den mittleren Radius des Orbits liefern und sind daher ein wichtiges Werkzeug für die Suche nach Exoplaneten.

Aufgabe 9: Messen Sie die Lichtkurve des im Versuch nachgestellten Systems (Stern-Exoplanet). Verwenden Sie die dafür vergesehene Vorrichtung. Stecken Sie die Flatfieldlampe in die schwarze Halterung. Die Ausspähnung dient dann als Stern. Der Exoplanet wird durch einen schwarzen Punkt auf dem davorstehenden Plexiglas simuliert. Die Plexiglasscheibe kann mit Hilfe der, am unteren Rand, angebrachten Skala in gleichen Schritten verschoben werden. Stellen Sie das System zu Beginn so ein, dass der Exoplanet sich etwa 1.5cm auserhalb des Sterns befindet. Finden Sie Kameraeinstellungen, sodass sich die maximale Helligkeit des Sterns bei ca. der halben Sättigung befindet. Was bedeutet diese Einstellung im Bezug auf Aufgabe 8? Um die Helligkeit auf dem Sensor zu kontrollieren, verwenden Sie die Blende des Objektivs. Die Belichtungszeit sollte nicht unterhalb $t = 0.5\text{s}$ liegen. Stellen Sie sicher, dass das Bild scharf gestellt ist. Verschieben Sie den Exoplaneten in $\Delta d = 1\text{mm}$ Schritten und nehmen Sie für jede Position eine Messung vor. Achten Sie darauf, die gesamte Vorrichtung nicht zu verschieben. Am Ende der Messreihe sollte sich der Exoplanet ebenfalls ca 1.5cm auserhalb des Sterns befinden.

Aufgabe 10: Werten Sie ihre Messungen aus und stellen Sie ihr Ergebnis in einem entsprechenden Diagramm dar. Vergessen Sie nicht Ihre Aufnahmen zu kalibrieren (nutzen Sie dafür die Erkenntnisse aus den vorherigen Aufgaben). Diskutieren Sie das Ergebnis.

6.5 Nützliche Python Packages und Methoden

- `astropy.io.fits`

FITS-Image File Handling: KStars speichert Ihre Aufnahmen im FITS-Format. Diese können wie im folgenden Beispiel in ein 2D-Array eingelesen werden:

```
from astropy.io import fits
hdul=fits.open("FITSFIL")
array=hdul[0].data
```

- `os.listdir`

Listet Dateien in einem Ordner. Mit der `endswith()` Methode können spezielle Endungen wie z.B. `.fits` abgefragt werden, falls dies notwendig ist.

- `scipy.optimize.curve_fit`

Füttet eine definierte Funktion `f` an die gegebenen Daten `y(x)`.

- `numpy`

Fundamentales Package für wissenschaftliche Rechnungen

- `matplotlib`

Visualisierung von Daten. Mit Matplotlib können Sie Ihre Plots auch als jpg- oder png-Dateien abspeichern.

6.6 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 7

PLANUNG UND DURCHFÜHRUNG OPTISCHER BEOBACHTUNGEN

Viele Objekte, die für die Astronomie und Astrophysik von Interesse sind, sind naturgemäß sehr lichtschwach. Um ausreichend Signal für detaillierte Analysen und Bilder zu akkumulieren, ist es deshalb notwendig, zum einen eine möglichst große Sammelfläche für Licht zu schaffen und zum anderen die Messung lange durchzuführen. Außerdem ist es möglich, mit einer größeren Fläche eine höhere Auflösung zu erzielen.

In diesem Versuch soll die Technik und Methodik zur Aufnahme von astronomischen Objekten erarbeitet und schließlich ein ausgewähltes Objekt abgelichtet werden.

Im ersten Teil dieses Versuches werden Sie sich mit den relevanten Koordinatensystemen der Astronomie auseinandersetzen, was offensichtlich sehr notwendig ist, da man wissen muss wo sich ein Objekt befindet, das man beobachten will. Da diese Koordinatensysteme auch teilweise zeitabhängig sind, ist es außerdem notwendig, sich mit den verschiedenen Zeitmaßen auseinanderzusetzen. Um die Auswahl eines Objekts für die Beobachtung zu treffen, werden Sie ein Programm schreiben, das es ermöglicht, die Position eines gegebenen Objekts am Himmel für und während einer Nacht zu berechnen. Somit lässt sich dann die Beobachtbarkeit rein basierend auf der Position eines Objekts beurteilen. Nachdem die Überlegungen zu den Koordinatensystemen abgeschlossen sind, werden Sie sich mit den Spezifikationen des Equipments beschäftigen und die Auswahl eines Objekts somit weiter einschränken. Zusätzlich müssen Sie sich auch mit dem Objektyp und der Physik der Quelle vertraut machen. Ziel der gesamten Vorbereitung ist es, eine Beobachtung von Grund auf zu planen und dabei die relevanten Aspekte zu beachten. Somit kann dann die Beobachtung eines Objekts mit dem Teleskop durchgeführt werden. Wir empfehlen Ihnen dringendst, viel Zeit für die Planung des Versuchs und seine Durchführung einzuplanen. Die Beobachtung kann jederzeit bei gutem Wetter abends während des Praktikums erfolgen, daher sollten Sie für die Abende während des Praktikums bitte *keine* Pläne haben. Ob die Beobachtung letztendlich an einem Tag durchgeführt wird, wird Ihnen frühzeitig mitgeteilt.

Nach einer erfolgreichen Beobachtung werden Sie dann die Daten auswerten, indem Sie ein Bild des Objekts erstellen.

7.1 Berechnung der Beobachtbarkeit eines astronomischen Objekts

7.1.1 Einleitung

Um erfolgreich astronomische Objekte zu beobachten, ist es notwendig zu wissen, wann bzw. ob diese für den gewählten Beobachtungszeitpunkt sichtbar sind. Im ersten Teil des Versuchs soll ein Programm

erstellt werden, um für den Standort der Remeis Sternwarte zu berechnen, wann ein astronomisches Objekt sichtbar ist.

Für diese Berechnung sind deshalb grundlegende Kenntnisse für die gebräuchlichen astronomischen Zeitmaße und Koordinatensysteme notwendig.

Dieser Teil des Versuches besteht teils aus Vorübungen und teils aus Aufgaben, die während des Praktikumsblocks bearbeitet werden. Idealerweise sollte dieser Teil vor den einzelnen Beobachtungen fertiggestellt werden. Da wir aber stark vom Wetter abhängig sind, kann es sein, dass die Beobachtung ohne genaue Planung erfolgen muss. Ist dies der Fall, werden die Betreuer*innen bei der Bearbeitung der Aufgaben und Planung helfen. Da die Vorübungen für die Aufgaben wichtig sind, werden diese schon vor dem Block bearbeitet.

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 werden in diesem Versuch folgende Zeiten benötigt:

- Weltzeit, Universal Time (UT1, UTC)
- Zonenzeiten (z.B. MEZ) Auf welchem Meridian ist die MEZ (CET) definiert?
- Julianisches Datum (JD)
- Sternzeit, Sidereal Time (ST)

Koordinatensysteme

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

- Horizontalsystem
- Äquatorialsystem
- Ekliptikales System
- Galaktisches System

Für den Versuch muss die Position des Objekts vom Äquatorialsystem (RA, Dec bzw. α und δ) in das Horizontalsystem (Azimut, Höhe) umgerechnet werden.

7.1.2 Vorbereitung - Koordinatensysteme und Zeitmaße

Vorübung 1: Recherchieren Sie für die verschiedenen Zeitmaße die jeweiligen *genauen* Definitionen und beantworten Sie damit folgende Fragen:

- Was ist der Unterschied zwischen der wahren Sonnenzeit (WZ) und der mittleren Sonnenzeit?
- Wie ist die Weltzeit, Universal Time (UT1, UTC) definiert?
- Wie ist die Zonenzeit (z.B. MEZ) definiert? Auf welchen Meridian bezieht sich die lokale Zeit in Bamberg?
- Wie ist das Julianisches Datum (JD) definiert?
- Weshalb verwenden Astronomen die Sternzeit (Sidereal Time, ST)?

Vorübung 2: Charakterisieren Sie das Äquatorial- und Horizontalsystem durch Angabe von Ursprung, Grundkreis, Längen- und Breitenkoordinaten, und den Polen. Was ist der Unterschied in der Definition des Ekliptikalsystems und Galaktischen System? Was ist der übliche Verwendungszweck dieser Koordinatensystem?

Vorübung 3: Welche Effekte verursachen eine zeitliche Variabilität der Koordinaten eines Fixsterns im Horizontalsystem und beweglichen Äquatorialsystem? Wie groß sind die Perioden dieser Effekte?

7.1.3 Vorbereitung von Beobachtungen

Im Folgenden wird die Transformation von Koordinaten im Äquatorialsystem in das Horizontalsystem beschrieben. Mit Hilfe dieser Gleichungen werden Sie danach ein Programm erstellen, mit dem Sie diese

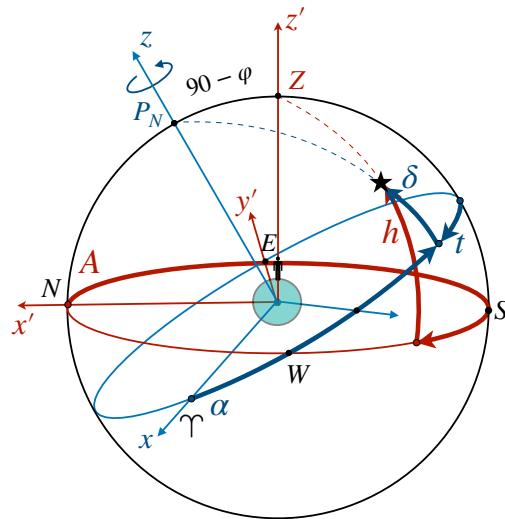


Abbildung 7.1: Horizontales (rote Achse) und Äquatoriales (blaue Achsen) Koordinatensystem.

Koordinatentransformationen zur Vorbereitung der Beobachtungen durchführen werden.

Transformation vom rotierenden Äquatorialsystem in das Horizontalsystem

Die Positionen astronomischer Objekte werden in Äquatorialkoordinaten gemessen. Analog zu geografischen Längen- und Breitengraden werden Äquatorialkoordinaten über zwei Winkel definiert, der Rektaszension α , ein Winkel der entgegen der Erdrotation entlang des Himmelsäquators gemessen wird, und der Deklination δ , definiert als Winkel zwischen der Quelle und dem Himmelsäquator. Den Bezugspunkt dieses sogenannten Äquatorialsystems bildet ein fiktiver Punkt am Sternenhimmel, der Frühlingspunkt oder auch Äquinoktium. Der Frühlingspunkt bezeichnet den aufsteigenden Knoten der Ekliptik, d.h. der Punkt, an dem die Sonne auf ihrem Pfad entlang der Ekliptik von der südlichen Hemisphäre des Himmels zur nördlichen wechselt. Die Position des Frühlingspunkts (und des Himmelsäquators) ändert sich langsam aufgrund der Präzession und Nutation der Erdachse. Daher muss stets angegeben werden, zu welcher Referenzzeit der Frühlingspunkt definiert wurde (*Äquinoktium des Datums*), relativ zu welchem die Himmelskoordinaten für ein Objekt angegeben werden. Das derzeit verwendete Standard-Äquinoktium gilt für die Epoche J2000.0, d.h. dem 1. Januar 2000 um 12:00 Uhr TT (terrestrische Zeit, die derzeit etwa 69 Sekunden vor UT1 liegt). Von diesem Bezugspunkt ausgehend definiert man nun ein rechtshändiges Koordinatensystem mit Ursprung im Erdzentrum. Die z-Achse ist parallel zur Rotationsachse der Erde, x- und y-Achsen liegen in der Ebene des Erdäquators und die x-Achse zeigt zum Frühlingspunkt (blaue Achsen in Abb. 7.1.3). Die entsprechenden Basisvektoren ($\mathbf{i}_e \mathbf{j}_e \mathbf{k}_e$) erlauben es, den Radiusvektor zu einem beliebigen Himmelsobjekt folgendermaßen auszudrücken,

$$\mathbf{r} = (\mathbf{i}_e \mathbf{j}_e \mathbf{k}_e) \begin{pmatrix} x \\ y \\ z \end{pmatrix} = (\mathbf{i}_e \mathbf{j}_e \mathbf{k}_e) \begin{pmatrix} \cos \alpha \cos \delta \\ \sin \alpha \cos \delta \\ \sin \delta \end{pmatrix} \quad (7.1)$$

(Diese Definition unterscheidet sich geringfügig von den sphärischen Koordinaten, die in der Physik verwendet werden – warum?).

Ein weiterer horizontaler Winkel, der im Äquatorialsystem verwendet wird, ist der Stundenwinkel t . Dieser wird vom Meridian des Beobachters aus westwärts entlang des Himmelsäquators gemessen. Der Stundenwinkel eines Objekts nimmt entsprechend mit der Erdrotation zu.

Zwar sind diese Koordinaten sinnvoll, um eine Position auf der Himmelskugel zu beschreiben, für Beobachtungen müssen wir jedoch die Position am lokalen Sternenhimmel kennen. Hierfür benutzen wir das Horizontalsystem. Auch hier wird eine Position am Himmel mit zwei Koordinaten bestimmt: Der Höhe h , die durch den Winkel zwischen dem lokalen Horizont und dem Objekt gegeben ist, und dem

Azimut A , der entlang des Horizonts von Norden ausgehend ostwärts gemessen wird. Wir definieren ein linkshändiges Koordinatensystem, wobei die z' -Achse Richtung Zenit zeigt, x' - und y' -Achse in der Horizontebene des Beobachters liegen und die x' -Achse nach Norden zeigt (rote Achsen in Abb. 7.1.3). Mit den Basisvektoren ($\mathbf{i}_h \mathbf{j}_h \mathbf{k}_h$) lässt sich der selbige Radiusvektor eines Objektes wie folgt bestimmen,

$$\mathbf{r} = (\mathbf{i}_h \mathbf{j}_h \mathbf{k}_h) \begin{pmatrix} x' \\ y' \\ z' \end{pmatrix} = (\mathbf{i}_h \mathbf{j}_h \mathbf{k}_h) \begin{pmatrix} \cos A \cos h \\ \sin A \cos h \\ \sin h \end{pmatrix} \quad (7.2)$$

Für Himmelsbeobachtungen ist es oft notwendig, die Koordinaten eines Objekts im Horizontalsystem des Beobachters zu bestimmen, während α und δ des Objekts für eine bestimmte Zeit, sowie Längengrad λ und Breitengrade φ , d.h. Position des Beobachters, bekannt sind. Das Hauptproblem bei der Berechnung der Winkel A und h ist, dass die Erde in Bezug auf die Himmelskugel rotiert. Die beiden Größen lassen sich hier am besten mit Hilfe einfacher Vektoralgebra berechnen. Wir müssen also die passende Rotationsmatrix von einer Basis (Äquatorialsystem) in eine andere (Horizontalsystem) finden. Dazu benötigen wir die Matrix R_e ,

$$\begin{pmatrix} \cos A \cos h \\ \sin A \cos h \\ \sin h \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \mathbf{i}_e \\ \mathbf{j}_e \\ \mathbf{k}_e \end{pmatrix} (\mathbf{i}_h \mathbf{j}_h \mathbf{k}_h) \begin{pmatrix} \cos \alpha \cos \delta \\ \sin \alpha \cos \delta \\ \sin \delta \end{pmatrix} = R_e \begin{pmatrix} \cos \alpha \cos \delta \\ \sin \alpha \cos \delta \\ \sin \delta \end{pmatrix}, \quad (7.3)$$

was bekanntlich als Sequenz mehrerer Rotationsmatrizen um individuelle Achsen geschrieben werden kann.

Zuerst müssen wir die x - und x' -Achsen der beiden Systeme zueinander ausrichten, d.h., das System um einen bestimmten Winkel um die z -Achse rotieren. Für den Beobachter, der sich auf dem Meridian von Greenwich befindet, ist dieser Winkel direkt durch den Erdrotationswinkel θ gegeben.¹ Messungen zeigen, dass

$$\theta = 360^\circ \cdot (0.7790572732640 + 1.00273781191135448D_U), \quad (7.4)$$

wobei D_U die Anzahl der Tage seit dem 1. Januar 2000 in UT1 ist,

$$D_U = \text{JD} - 2451545.0 \quad (7.5)$$

wo JD hierbei das sogenannte Julianische Datum angibt, d.h., die Anzahl der Tage seit dem 1. Januar 4713 vor Christus.² Der eingeklammerte Ausdruck in der obigen Gleichung entspricht der Anzahl der Erdrotationen seit dem 1. Januar 2000, 12:00 UT1.

Da θ offensichtlich mit der Rotation der Erde zusammenhängt, wird dieser Winkel oft in Einheiten der Zeit angegeben. Er definiert seit 2003 die mittlere Sternzeit in Greenwich,³

$$\text{GMST} = 86400 \text{ s} \cdot (\theta/360^\circ). \quad (7.6)$$

Mit dieser Definition können wir die Rotationsmatrix um die z -Achse schreiben als

$$R_z = \begin{pmatrix} \cos \theta' & \sin \theta' & 0 \\ -\sin \theta' & \cos \theta' & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix}, \quad (7.7)$$

wobei

$$\theta' = (\theta + \lambda), \quad (7.8)$$

¹Der Erdrotationswinkel (Earth Rotation Angle, ERA) misst die Erdrotation relativ zu einem nicht-rotierenden Ursprung. Dieser Winkel ersetzt die alte Definition der Greenwich-Sternzeit (diese wurde zuvor als Stundenwinkel des Frühlingspunkts definiert) und ist, im Gegensatz zu dieser, einfach eine lineare Funktion von UT1.

²Möglichkeiten zur Berechnung des JD finden Sie im nächsten Abschnitt.

³Tatsächlich beinhaltet die Gleichung noch einen Term welcher die akkumulierte Präzession berücksichtigt, $\text{GMST} = 86400 \text{ s} \cdot (\theta(\text{UT}_1)/360^\circ) + E_{\text{PREC}}(t)$. Dieser wird aber für diese Aufgabe vernachlässigt, was zu einen Fehler von $\sim 10'$ führt.

hierbei gibt λ den Längengrad des Beobachters an. Beachten Sie, dass θ im Bereich von $[0, 360)$ Grad liegen muss.⁴ Da sich der Beobachter generell nicht am Äquator sondern am Breitengrad φ befindet, müssen wir als nächstes das Koordinatensystem um den Winkel $90^\circ - \varphi$ um die y -Achse rotieren,

$$R_y = \begin{pmatrix} \cos(90^\circ - \varphi) & 0 & -\sin(90^\circ - \varphi) \\ 0 & 1 & 0 \\ \sin(90^\circ - \varphi) & 0 & \cos(90^\circ - \varphi) \end{pmatrix}. \quad (7.9)$$

Da das Äquatorial- und Horizontalsystem jeweils mit einer anderen Händigkeit definiert wurden (rechts-händig bzw. linkshändig), müssen wir auch noch die x -Achse invertieren. Damit ist die Transformation vom Äquatorialen in das horizontale Koordinatensystem abgeschlossen. So erhalten wir die vollständigen Rotationsmatrix $R_e = \text{diag}(-1, 1, 1) \cdot R_y \cdot R_z$, welche wir nun schreiben können als

$$\begin{pmatrix} \cos A \cos h \\ \sin A \cos h \\ \sin h \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} -1 & 0 & 0 \\ 0 & 1 & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \cos(90^\circ - \varphi) & 0 & -\sin(90^\circ - \varphi) \\ 0 & 1 & 0 \\ \sin(90^\circ - \varphi) & 0 & \cos(90^\circ - \varphi) \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \cos \theta' & \sin \theta' & 0 \\ -\sin \theta' & \cos \theta' & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \cos \alpha \cos \delta \\ \sin \alpha \cos \delta \\ \sin \delta \end{pmatrix}. \quad (7.10)$$

Beim Lösen der obigen Gleichungen für A und h muss beachtet werden, dass Umkehrfunktionen wie asin oder acos nicht für den gesamten Winkelbereich $[0, 2\pi)$ eindeutig definiert sind. Hierfür gibt es in allen üblichen Programmiersprachen die Funktion atan2 . Für $\tan \alpha = y/x$ gilt dann $\alpha = \text{atan2}(x, y)$ und atan2 stellt sicher, dass der zurückgegebene Wert das richtige Vorzeichen für den entsprechenden Quadranten, in dem sich (x, y) befindet, hat. Der Azimut kann Werte im Bereich $[0, 360)$ Grad annehmen, während atan2 Werte im Bereich von $[-\pi, \pi]$ zurück gibt. Dies muss entsprechend korrigiert werden.

Erstellung des Programms zur Berechnung von Azimut und Höhe

Vorübung 4: Schreiben Sie ein Programm/eine Funktion, welches/welche für eine gegebenen Zeit (in UTC) und RA und Dec Position am Himmel (d.h. im Äquatorialsystem) für den Standort der Remeis Sternwarte den Azimut und die Höhe ausrechnet. Geben Sie zusätzlich als Zwischenwert auch den “Earth Rotation Angle” an.

Hinweis: Beginnen Sie rechtzeitig mit dem Erstellen des Programms, da es einige Zeit im Anspruch nehmen kann! Bei Problemen können Sie sich jederzeit bei den Tutores dieses Versuchs melden. Die E-Mail Adressen finden Sie in Abschnitt 1.4.1 der Praktikumsanleitung.

Verwenden Sie folgende geographische Koordinaten für die Position der Remeis-Sternwarte:

$$\begin{aligned} \text{Lon: } \lambda_{Bbg} &= 10^\circ 53' 22'' \text{ O} \\ \text{Lat: } \varphi_{Bbg} &= 49^\circ 53' 06'' \text{ N} \end{aligned}$$

Vorübung 5: Testen Sie das Programm mit den Testwerten in Tabelle 7.1

Vorübung 6: Nun können Sie die Objekte auswählen, die beobachtet werden könnten. Beginnen Sie dazu mit der untenstehenden Liste. Diese kann auch durch andere Targets, die sich nicht in der Liste befinden erweitert werden. Je kreativer Sie sind, desto besser. Man kann z.B. auch einen Kometen wählen (hier finden sich immer aktuell sichtbare Kometen). Berechnen Sie zunächst für die Objekte die minimale Distanz zum Zenit und schließen Sie alle Objekte aus, die deshalb nicht beobachtet werden können. Danach können Sie durch die Verwendung des Earth Rotation Angle die Auswahl noch weiter einschränken auf Objekte die Nachts sichtbar sind. Streichen Sie danach außerdem alle Objekt von der Liste die während der Nacht weniger als 2 Stunden eine Höhe von 30° oder mehr haben. Die Koordinaten und anderen Eigenschaften, wie die V-Band Helligkeit, können für alle Objekte beispielsweise von der SIMBAD Datenbank⁵ (Wenger et al., 2000) abgefragt werden. Für viele Programmiersprachen steht ein direktes Interface zu SIMBAD bereit, etwa astroquery für Python⁶.

⁴Programmiertipp: Man erinnere sich hierfür an den modulo Operator.

⁵<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fid>

⁶<http://www.astropy.org/astroquery/>

Tabelle 7.1: Testwerte zur Überprüfung der korrekten Funktionsweise des Programms.

Input	Test 1	Test 2	Test 3
Tag	2021-02-07	2021-01-07	2020-12-23
Zeit [UTC]	22:23:24.0	00:00:00.0	07:34:34.5
α (RA)	18h18m48s	02h31m49.09s	13h37m00.919
δ (DEC)	-13d48m24s	89d15m50.8s	-29d51m56.74s
Output			
ERA (def. GMST)	113.8368°	106.5133°	205.6840°
Azimut:	44d48m25.25s	358d52m26.91s	190d48m46.5355s
Elevation:	-46d24m20.47s	50d00m51.55s	9d30m03.3679s

Objekt Liste: α Pavonis, M51, NGC4565, M42, NGC2237, NGC7293, M33, M78, LMC, M101, M20, NGC7635, NGC281, M45, Albireo, NGC7331, M1, δ Cyg, η Carinae, IC434, Veil Nebula, Leo Triplet, M13, NGC4631, M31, IC443, NGC7000, M16, M81, NGC4438, M57, IC1805, NGC1499, NGC7023, IC1396, NGC5139

Im Protokoll sollten Sie bitte den Teil des Programmcodes, der den Azimut und die Elevation ausrechnet, hinzufügen.

Als Programmiersprache können Sie jede Sprache verwenden. Einfache Skriptsprachen wie z.B. Python sind am besten für diese Aufgabe geeignet. Falls Sie mit keiner Programmiersprache vertraut sind, finden Sie alles nötige über die Skriptsprache S-Lang in Kapitel 15.

Das Programm sollte so einfach wie möglich gehalten werden. Vor der Verwendung für die Beobachtungsplanung sollte das Programm mit dem Testwert übereinstimmen und mit einem Betreuer besprochen werden.

Vergewissern Sie sich, dass die korrekten Einheiten für die Koordinaten angegeben werden. Rektaszension und Azimuth sollen in [h:m:s] (Stunden, Minuten, Sekunden) angegeben werden, Deklination und Höhe in [d:m:s] (Grad, Bogenminuten, Bogensekunden). Am besten werden alle Werte in das gleiche System konvertiert, damit im Programm einfacher damit gerechnet werden kann.

Generelle Richtlinien und Tipps zur Programmierung:

- i) Als generelle Programmstruktur bietet es sich an, eine Funktion zu definieren (siehe z.B. die ISIS Einführung), welche den Azimut und die Höhe zu einer angegebenen Zeit, und Position am Himmel (RA, Dec) berechnet. Diese Funktion kann dann für unterschiedliche Zeiten und Koordinaten aufgerufen werden.
- ii) Es empfiehlt sich eine Funktion zu schreiben, die von [h:m:s] bzw. [d:m:s] in Grad und in Bogenmaß umrechnet. Beachten Sie, dass in allen regulären Programmiersprachen die Verwendung von Winkelfunktionen wie $\sin \alpha$ voraussetzt, dass der Winkel α im Bogenmaß gegeben ist.
- iii) Es wird empfohlen, eine Funktion für jede Rotationsmatrix zu schreiben: R_z , R_y . Achten Sie auf die Reihenfolge der Matrixoperationen. Wir wenden zuerst eine Drehung um die z-Achse auf den Radiusvektor an, d.h., wir berechnen das Produkt $R_z \cdot \mathbf{r}$. Danach berechnen wir $R_y \cdot [R_z \cdot \mathbf{r}]$ und $\text{diag}(-1, 1, 1)[R_y \cdot R_z \cdot \mathbf{r}]$. Beachten Sie, dass bei Verwendung von Python und numpy empfohlen wird, den Operator `numpy.dot` oder `@` zu verwenden, um das Matrixvektorprodukt zu berechnen. Der Operator `*` führt dagegen eine elementweise Multiplikation durch und liefert in diesem Fall das falsche Ergebnis.
- iv) Um Julianische Daten zu berechnen, können Sie das Modul `astropy.time` verwenden. Das Objekt `Time` hat das entsprechende JD-Attribut:

```
from astropy.time import Time
zeit = Time('1890-08-20T00:00:00.000', format='isot', scale='utc')
zeit_jd = zeit.jd
```

Wenn Sie isis zum Programmieren verwenden, können Sie die Funktion JDofDate(Jahr, Monat, Tag, Stunde, Minute, Sekunde) verwenden.

- v) Die Grundstruktur des Python-Programms sieht folgendermaßen aus:

```
import numpy as np
from astropy.time import Time
from astropy.coordinates import Angle

[...notwendige Funktionen (siehe unten)...]

def berechnung_azimut_hoehe(zeit_jd, ra_deg, dec_deg):
    [...]
    return azimut_deg, hoehe_deg
```

Ein Programmaufbau (hier als Beispiel in Python) könnte die folgenden Funktionen enthalten:

```
def dms_to_deg(d,m,s):
    [...]
    return degrees

def hms_to_deg(d,m,s):
    [...]
    return degrees

def deg_to_rad(degrees):
    [...]
    return rad

def earth_rotation_angle(zeit_jd):
    [...]
    return theta

def rotation_matrix_z(theta_prime):
    [...]
    return R_z

def rotation_matrix_y(phi):
    [...]
    return R_y
```

7.2 Ausrüstung

Eine moderne Ausrüstung für die Astrofotografie besteht aus einem Teleskop, das auf einer Montierung befestigt ist, und einer geeigneten Kamera, entweder eine Farbkamera oder eine Schwarz-Weiß Kamera mit Filtern. Die Spezifikationen all dieser Gegenstände müssen richtig ausgelegt sein, um korrekt zusammen zu funktionieren.

Für die Beobachtung im Rahmen des Praktikums werden zwei verschiedene Kombinationen von Montierung, Teleskop, Kamera etc. verwendet, wodurch eine deutlich höhere Flexibilität bezüglich der



Abbildung 7.2: Das EHT mit den Komponenten: Teleskop (1), Guiding Teleskop (2), Steuerbox des Motorfokus (3), Montierung (4), Gegengewichte (5) und Säule (6). Im Hintergrund ist das Innere der Kuppel zu sehen.



Abbildung 7.3: Das Garten Teleskop mit den Komponenten: Montierung (1), Gegen Gewichte (2), Teleskop (3), Guiding Teleskop (4), Guiding Kamera (5), Filterrad (6), Hauptkamera (7), Motorfokus (8) und Stativ (9)

Tabelle 7.2: Die beiden für die fotografischen Beobachtungen verwendeten Ausrüstungen

Name	Ernst Hartwig-Teleskop	Garten Teleskop
Teleskop	PlaneWave CDK20	TS-Optics 115mm f/7 Triplet APO
Montierung	10micron GM4000 HPS	SkyWatcher EQ6 R-Pro
Hauptkamera	Moravian C4-16000	ZWO ASI6200MM Pro
Guiding-Kamera	ZWO ASI1600MM Pro	ZWO ASI120MM Mini
Guiding-Teleskop	TS-Optics 115mm f/7 Triplet APO	TS-Optics 80mm f/4.1 Leitrohr

Beobachtungszeit und der beobachtbaren Objekte erreicht wird. Tabelle 7.2 listet die beiden Ausrüstungen auf, welche in Abbildung 7.2 und Abbildung 7.3 dargestellt sind.

Im Folgenden werden wichtige Konzepte und Parameter für die Planung und Durchführung der optischen Beobachtung erläutert. Dabei werden beide Ausrüstungen, das Ernst Hartwig-Teleskop (EHT) und das Garten Teleskop, simultan betrachtet. Auch die Aufgaben und die Planung müssen für beide Aufbauten parallel durchgeführt werden.

7.2.1 Montierung

Machen Sie sich mit der Funktionsweise parallaktischer Montierungen bekannt. Informationen darüber finden Sie in Kapitel 11.1.2.

Vorübung 7: Bestimmen Sie die Winkelgeschwindigkeit, mit der der Motor der Rektaszensionsachse die Rotation der Erde ausgleicht. Wie groß ist die Rotationsperiode der Rektaszensionsachse und wie vielen Umdrehungen entspricht das in 24 Stunden?

7.2.2 Teleskop

Das Ernst Hartwig-Teleskop verwendet ein CDK20 Spiegelteleskop des Herstellers PlaneWave. Es hat eine Öffnung von 20 Zoll (50.8 cm) und eine Brennweite von 3454 mm.

Im Garten wird ein apochromatischer Refraktor mit einer Öffnung von 115 mm und einer Brennweite von 805 mm verwendet, der von der Firma TS-Optics stammt.

Weitere Informationen zu Teleskopen allgemein und der Ausrüstung der Dr. Karl Remeis-Sternwarte finden Sie in den Kapiteln 11.2 und 11.10.

Vorübung 8: Machen Sie sich mit der Geometrie der Spiegel des CDK20 und der Linsenkonfiguration des Refraktors vertraut. Informieren Sie sich ebenfalls über die Funktion und Verwendung von Bahtinov Masken (vgl. Kapitel 11.2). Berechnen Sie das Auflösungsvermögen in Winkelsekunden und das Öffnungsverhältnis des CDK20 und des Refraktors. Das Hubble Space Telescope (HST) hat eine Öffnung von 2.4 Metern bei einer Brennweite von 57.6 Metern. Berechnen Sie das Auflösungsvermögen und Öffnungsverhältnis des HST. Welches der beiden Teleskope hat ein höheres Lichtsammelvermögen und wie verhalten sich diese Größen zueinander? Vergleichen Sie die Öffnungsverhältnisse des CDK20 und des HST. Wie verhalten sich die Helligkeiten der Bilder in der Brennebene? Bei welchem Teleskop ist das Bild heller und um welchen Faktor? *Tipp: Verwenden Sie die Proportionalitäten aus Abschnitt 11.3.2.*

7.2.3 Kamera

Die Aufnahmen werden mit CMOS Kameras durchgeführt, einer Moravian C4-16000 beim Ernst Hartwig-Teleskop, und einer ZWO ASI6200MM Pro beim Garten Teleskop. Beide Kameras sind monochrom und jeweils mit einem Filterrad mit sieben Breit- und Schmalbandfiltern ausgestattet. Informationen zu diesen spezifischen Modellen finden sich in Abschnitt 11.11.2, während in Abschnitt 11.3 generelle Informationen zu Kameras und Sensoren in der Astronomie zu finden sind. Außerdem sind CCD Sensoren genauerer Bestandteil des Versuchs “Eigenschaften optischer CCDs”.

Vorübung 9: Machen Sie sich mit den Spezifikationen der Kameras und den Filtersätzen vertraut. Warum müssen die Kameras beim Betrieb gekühlt werden? Berechnen Sie die erwartete Dateigröße in Bytes eines einzelnen Bildes für beide Kameras.

7.2.4 Guiding Setup

Die im Praktikum verwendeten Montierungen haben eine sehr hohe Genauigkeit bei der Nachführung, allerdings fallen bei hohen Brennweiten bereits sehr kleine Schwankungen in der Stabilität des Teleskops ins Gewicht. Um diese Schwankungen zu korrigieren, ist neben beiden Teleskopen jeweils ein weiteres, kleineres Teleskop angebracht, das dazu verwendet wird, anhand der Position eines Sterns in regelmäßigen Intervallen das Pointing des Teleskops zu überprüfen und gegebenenfalls kleine Korrekturen an die Montierung zu schicken. Dieser Vorgang wird als *Guiding* bezeichnet.

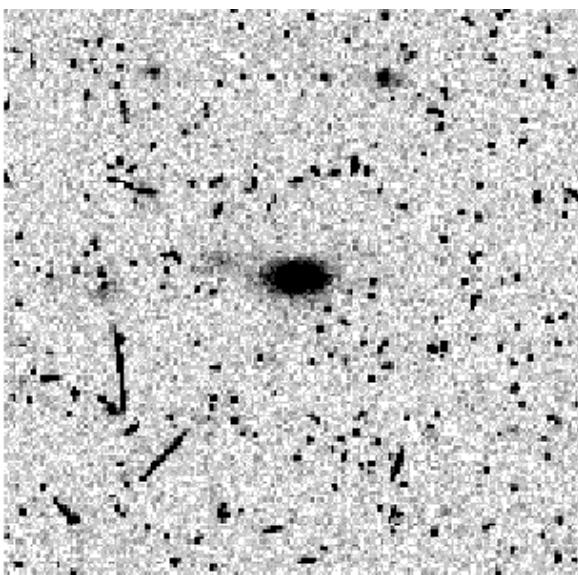


Abbildung 7.4: Untersampeltes Bild der Wide Field Camera 3 des Hubble Weltraum Teleskops. Man beachte die kantigen Züge der zentralen Galaxie. Die vielen Striche sind durch kosmische Teilchen entstanden, einzelne schwarze Pixel sind defekt (*Quelle:* A.S. Fruchter & R.N. Hook, 2002, A Method for the Reconstruction of Undersampled Images, Publ. Astron. Soc. Pacific 114, 144).

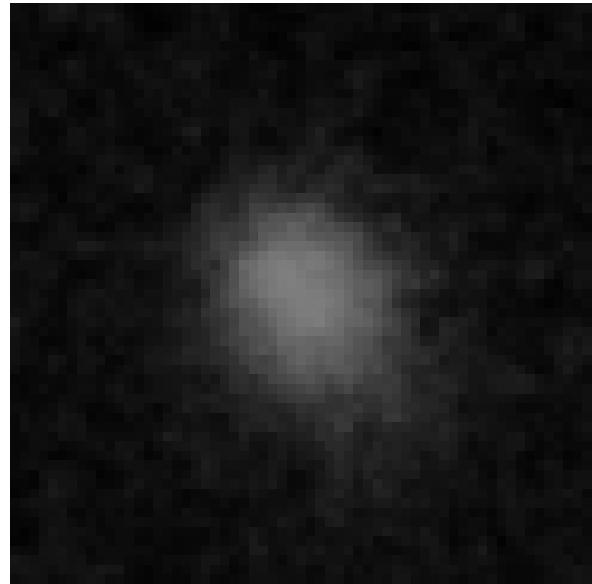


Abbildung 7.5: Übersampelter Stern, aufgenommen mit einer Canon EOS 70D ($4.1 \mu\text{m}$ Pixelgröße) am CDK20.

Für das EHT wird dabei ein apochromatischer Refraktor der Marke TS-Optics mit 115 mm Öffnung und einer Brennweite von 805 mm verwendet, während das Garten Teleskop mit einem achromatischen Refraktor mit einer Öffnung von 80 mm und einer Brennweite von 328 mm ausgestattet ist. Als Kamera wird beim EHT dafür eine ZWO ASI1600MM Pro eingesetzt, beim Garten Teleskop eine ZWO ASI120MM Mini, welche in Abschnitt 11.11.2 beschrieben sind.

7.3 Bildgeometrie

Mit den Eigenschaften der Optik und der Kamera lassen sich die fundamentalen Parameter des abgebildeten Bildes bestimmen.

7.3.1 Winkelausdehnung

Wie in Kapitel 11.3.2 beschrieben, lässt sich anhand der Brennweite die korrespondierende Winkelausdehnung eines Pixels bestimmen.

Vorübung 10: Bestimmen Sie die Winkelabdeckung eines Pixels der Moravian C4-16000 bei Verwendung am CDK20 und der ASI6200MM Pro bei Verwendung am Garten Teleskop. Ermitteln Sie daraus die Winkelausdehnung des gesamten abgebildeten Bildes am Himmel. Errechnen Sie daraus den Winkel, den die Diagonale des Bildes abdeckt.

7.3.2 Sampling

Das Auflösungsvermögen des Teleskops muss bei der Wahl der Kamera berücksichtigt werden. Durch die Erfassung der Bilddaten in Pixeln mit fester Ausdehnung werden die Helligkeitswerte auf den räumlichen Achsen in diskreten Werten erfasst. Der Begriff *Sampling* stammt aus der Signalverarbeitung und bezieht sich auf diesen Vorgang, wobei die *Sampling Rate* angibt, mit welcher Frequenz die Werte diskretisiert

werden. Bei der Verwendung von Kameras lässt sich die Sampling Rate in Pixeln berechnen, indem das Auflösungsvermögen durch die Pixelausdehnung geteilt wird. Durch die beugungsbegrenzte Auflösung von Teleskopen ist ein minimaler Wert für eine sinnvolle Sampling Rate vorgegeben. Zwei Punkte, die vom Teleskop aufgelöst werden können, sollen auch in zwei unterschiedliche Pixel fallen. Es sei nun angenommen, dass ein Stern eine perfekt punktförmige Lichtquelle darstellt. Ist die Sampling Rate so gewählt, dass sie genau dem Auflösungsvermögen entspricht, so werden Sterne als quadratische Struktur auf dem Sensor dargestellt. Wenn der Stern sich genau in der Mitte eines Pixels befindet, besteht diese Struktur nur aus einem Pixel, ansonsten aus den vier Pixeln, die den Stern umgeben. Diese Struktur entspricht nicht dem runden Abbild, das von einem Stern erwartet wird, weshalb die Sampling Rate gezielt etwas erhöht wird, die Pixel also etwas kleiner gewählt werden. Als guten Kompromiss hat es sich bewährt, die Sampling Rate als ca. das dreifache des Auflösungsvermögen in Pixeln zu wählen. Wird die Sampling Rate noch weiter erhöht, das Bild also *übersampelt*, so zeigen sich Sterne als sehr große, runde Objekte auf dem Sensor, weil sehr viele Pixel das gesamte Airy Scheibchen abdecken. Übersampelte Bilder zeigen mehr Rauschen auf der Skala einzelner Pixel, weil sich die gesamte Intensität des Lichts über mehr Pixel verteilt. Ein übersampelter Stern ist im Abb. 7.5 zu sehen.

Vorübung 11: Bestimmen Sie die Sampling Raten, welche sich bei der Verwendung der Moravian C4-16000 am CDK20 und der ASI6200MM Pro am Garten Teleskop ergeben. Ist die Sampling Rate korrekt gewählt, wie oben beschrieben? Überlegen Sie sich, wodurch die Auflösung des Teleskops in der Realität begrenzt ist, und wie sich dies auf die Sampling Rate auswirkt. Beachten Sie, dass das Seeing in Bamberg die effektive Auflösung meist auf ca. 2 bis 3 Bogensekunden beschränkt.

Es sei an dieser Stelle angemerkt, dass die Auflösung von Teleskopen im Weltraum offensichtlich nicht durch das Seeing begrenzt ist. Damit lassen sich Aufnahmen realisieren, die wirklich durch die beugungsbegrenzte Auflösung des Teleskops limitiert sind. Zum Beispiel befindet sich auf dem Hubble Space Telescope die sogenannte Wide Field Camera 3, die eine Pixelausdehnung von 0.13 Bogensekunden pro Pixel hat, was mehr als dem doppelten Auflösungsvermögen des HST mit 0.05 Bogensekunden entspricht. Dadurch ergibt sich eine Sampling Rate von ca. 0.4 Pixeln, das Bild ist also massiv undersampelt. Wenn allerdings mehrere undersampelte Bilder aufgenommen werden, zwischen denen die Position des Detektors leicht verändert wird (genannt Dithering), lässt sich die Auflösung des Sensors mit dem sogenannten *Drizzle Algorithmus* per Software bei der Kombination der Einzelaufnahmen erhöhen. Ein undersampeltes Bild des HST befindet sich in Abb. 7.4. Die sehr bekannten *Hubble Ultra Deep Fields* sind aus undersampelten Bildern mit Hilfe des Drizzle Algorithmus nach Dithering entstanden. Bei korrektem Sampling oder gar Übersampling macht es keinen Sinn den Drizzle Algorithmus einzusetzen. Dithering und Drizzle werden in der Durchführung und Nachbereitung des Versuchs behandelt.

7.4 Beobachtbarkeit

Nicht jedes Objekt kann immer beobachtet werden. Gründe dafür liegen sowohl in der verwendeten Ausrüstung, als auch in äußeren Umständen, die nicht beeinflusst werden können.

7.4.1 Dunkelheit

Offensichtlich muss für die bodengestützte Beobachtung astronomischer Objekte (mit wenigen Ausnahmen wie zum Beispiel der Sonne selbst) Dunkelheit herrschen. Allerdings tritt auch direkt nach dem Sonnenuntergang nicht sofort absolute Dunkelheit ein. Für verschiedene Zwecke wurden deshalb verschiedene Zeitpunkte definiert, die anhand der Position der Sonne gegenüber dem Horizont festgemacht werden und den Beginn und das Ende der Nacht markieren. Der Sonnenuntergang und der damit einhergehende Beginn der bürgerlichen Dämmerung tritt ein, wenn die Sonne vollständig unter dem Horizont verschwunden ist. Die bürgerliche Nacht und die nautische Dämmerung treten ein, wenn die Sonne 6° unter dem Horizont ist. Etwa ab diesem Zeitpunkt ist künstliche Beleuchtung notwendig um terrestrische Objekte voneinander zu unterscheiden. Die nautische Nacht und die astronomische Dämmerung beginnen, wenn die Sonne 12° unter dem Horizont ist. Etwa zu diesem Zeitpunkt wird es unmöglich mit dem menschlichen

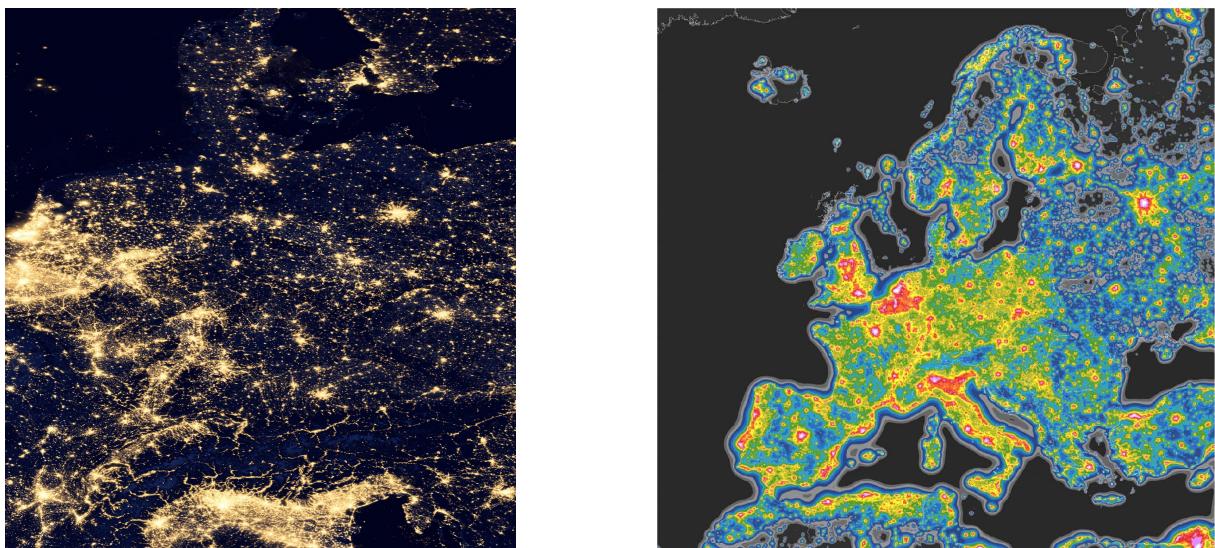


Abbildung 7.6: Links: Deutschland bei Nacht aus dem All (Credit: VIIRS/Suomi NPP/NOAA). Rechts: Lichtverschmutzungskarte von Europa (Quelle: Falchi et al., 2016, The new world atlas of artificial nightsky brightness, Science Advances 2, e1600377)

Auge den Horizont auf See zu identifizieren. Sobald die Sonne 16° unter dem Horizont ist beginnt die astronomische Nacht. Diese ist speziell bei Breitbandaufnahmen notwendig für die Beobachtung von dunklen Objekten wie Galaxien und Emissionsnebeln.

Am Morgen endet die astronomische Nacht und die astronomische Dämmerung beginnt, sobald die Sonne 16° unter dem Horizont ist. Die astronomische Dämmerung endet mit dem Beginn der nautischen Dämmerung wenn die Sonne 12° unter dem Horizont ist. Die nautischen Dämmerung wiederum endet mit dem Beginn der bürgerlichen Dämmerung bei 6° . Sobald das obere Ende der Scheibe der Sonne den Horizont erreicht, beginnt der Sonnenaufgang.

Durch die Inklination der Erdachse und der Bewegung der Erde um die Sonne verändern sich all diese Zeitpunkte stetig über das Jahr hinweg, abhängig vom Breitengrad des Beobachtungsortes. In Bamberg dauert die längste astronomische Nacht zum Zeitpunkt der Wintersonnenwende etwa 12 Stunden, während im Sommer um die Sommersonnenwende für ca. zwei Monate gar keine astronomische Dunkelheit eintritt.

7.4.2 Äußere Umstände

Obstruktion

Trivialerweise darf das Objekt nicht von Gegenständen oder gar dem Erdboden verdeckt sein. Lokale Gegebenheiten wie Bäume oder umliegende Gebäude müssen berücksichtigt werden. An der Dr. Karl Remeis-Sternwarte beispielsweise befinden sich im Süden der Kuppeln Bäume welche immer weiter wachsen und teilweise die Beobachtung von Planeten verhindern. Ebenso befinden sich in dieser Richtung vom Garten aus gesehen die Kuppeln welche ebenfalls den direkten Blick Richtung Süden versperren. Durch zeitlich geschickte Planung kann die Obstruktion bestimmter Objekte teilweise umgangen werden.

Lichtverschmutzung

Ein in der modernen Zeit immer weiter verbreitetes Problem ist die Lichtverschmutzung durch künstliche Lichtquellen wie Straßenlaternen, Reklamen und Beleuchtungen von Gebäuden, was besonders in der Nähe von und in Städten ausgeprägt ist. Licht wird dabei entweder direkt nach oben gestrahlt, beispielsweise zur Beleuchtung von Gebäuden (etwa dem Bamberger Dom), oder primär nach unten gerichtetes Licht wird diffus reflektiert. Dieses Licht wird anschließend in der Luft an Wassertropfen und Staub diffus in alle Richtungen gestreut, was über Städten eine charakteristische “Glocke” aus Streulicht erzeugt, die sich über mehrere zehn Kilometer zur Seite erstrecken kann und auch noch von ländlichen Regionen aus

am Nachthimmel deutlich ausgemacht werden kann. In Abb. 7.6 ist eine Aufnahme von Deutschland bei Nacht aus dem All dargestellt, in der deutlich große Städte anhand ihrer Lichtemission zu erkennen sind. Um den Grad der Lichtverschmutzung quantitativ zu spezifizieren, hat John E. Bortle im Jahr 2001 eine Skala veröffentlicht, die nach ihm benannt wurde. Die *Bortle Skala* spezifiziert in Stufen von 1 bis 9 den Grad der Lichtverschmutzung, wobei niedrige Werte weniger Verschmutzung bedeuten. Zonen der Skala 1 und 2 treten in Mitteleuropa leider überhaupt nicht mehr auf. Durch die weitere Verbreitung von sparsamen und hellen LEDs wird erwartet, dass die Lichtverschmutzung künftig weiter zunimmt. Aus den Daten von Instrumenten wie dem Visible Infrared Imaging Radiometer Suite (VIIRS) werden regelmäßig Karten generiert, welche die Lichtverschmutzung darstellen. Online sind diese Karten als interaktives Interface verfügbar, aus denen direkt die Bortle Klasse eines Beobachtungsortes abgelesen werden kann.

Vorübung 12: Bestimmen Sie mithilfe von lightpollutionmap.info die Bortle Klasse an der Dr. Karl Remeis-Sternwarte.

Durch den hellen Hintergrund, der durch die Lichtverschmutzung verursacht wird, sind dunkle Objekte nicht mehr beobachtbar. Durch die Verwendung von speziellen Lichtverschmutzungsfiltern können Bereiche des optischen Spektrums, in denen viele Lampen wie z.B. Natriumdampflampen konzentriert in einzelnen Spektrallinien Strahlung emittieren, ausgefiltert werden. Allerdings wird diese Möglichkeit durch den zunehmenden Einsatz von LEDs verhindert. Aufnahmen mit Schmalbandfilter wie $H\alpha$, O III und S II Filter können dennoch auch bei relativ starker Lichtverschmutzung durchgeführt werden.

Mond

Der Mond der Erde ist eine Lichtquelle am Himmel mit variabler Helligkeit, die zusätzlich wandert. Durch die Geometrie der Orbits der Erde um die Sonne und des Mondes um die Erde, ändert sich stets die Perspektive, unter der die Beleuchtung des Mondes von der Erde aus sichtbar ist. Die Tag-Nacht Grenze auf dem Mond wandert dadurch in einem Zyklus, der im Schnitt eine Länge von 29.5 Tagen hat. Ein von der Erde aus betrachtet voll beleuchteter Mond wird *Vollmond* genannt. Ist die beleuchtete Seite von der Erde weg gerichtet, kommt der Begriff *Neumond* zu tragen. Das Licht des Vollmonds wird von der Atmosphäre der Erde diffus gestreut und erleuchtet so den gesamten Nachthimmel, was einen noch schlimmeren Effekt als Lichtverschmutzung haben kann. Steht bei einer astronomischen Beobachtung der Vollmond hoch am Himmel, so sind Breitband Aufnahmen nicht ohne weiteres durchführbar, speziell wenn die Luftfeuchtigkeit hoch ist. Durch die zeitliche Veränderung der Mondphasen lässt sich dieser Effekt durch eine geschickte Wahl des Beobachtungszeitpunktes minimieren.

Wetter

Das Wetter hat einen erheblichen Einfluss darauf, welche Qualität der Aufnahmen erreicht werden kann. Offensichtlich darf der Himmel bei Beobachtungen nicht bewölkt sein oder es gar regnen. Die Qualität des Wetters wird oft mit den Begriffen *Transparenz* und *Seeing* beschrieben:

Transparenz des Himmels beschreibt, wie ungehindert das Licht die Atmosphäre passieren kann. Die Transparenz des Himmels verschlechtert sich mit zunehmender Luftfeuchtigkeit. Quantitativ kann die Transparenz an der Helligkeit des dunkelsten, sichtbaren Sterns festgemacht werden. Außerdem verschlimmert sich auch die Lichtverschmutzung bei schlechter Transparenz, weil mehr Wasserdampf oder Staub in der Luft ist, an dem das terrestrische Licht gestreut werden kann.

Seeing bezieht sich auf die Störung der Wellenfronten von Licht, das die Atmosphäre passiert. Verursacht wird dies durch turbulente Strömungen in der Atmosphäre, welche schnelle Änderungen des Brechungsindex hervorrufen. Dieser Effekt ist verantwortlich für das bekannte farbige Funkeln von Sternen am Nachthimmel. Änderungen der Luftsichten in der Atmosphäre passieren auf Zeitskalen von wenigen Millisekunden. Bei längeren Belichtungen wird ein Stern dadurch auf einen größeren Bereich ausgeschmiert. Die Full Width at Half Maximum (FWHM) kann verwendet werden um den Einfluss des Seeings zu quantifizieren. Seeing wird als "gut" bezeichnet, wenn

dieser Wert unter einer Bogensekunde liegt. Verschlechtert wird das Seeing durch Wind, speziell dem Jet Stream in der oberen Atmosphäre, und Wolken. Außerdem ist das Seeing schlechter für Objekte, welche sich nahe am Horizont befinden. Generell ist das Seeing in Städten schlechter als am Land, weil Straßen, Häuser und große Flächen aus Beton tagsüber die Strahlung der Sonne absorbieren und sich dadurch aufheizen. Nachts wird bodennahe Luft erwärmt und steigt auf, was starke Turbulenzen verursacht.

Einfluss auf äußere Umstände

Zeitlich veränderliche Bedingungen können durch die Wahl des richtigen Zeitpunktes optimiert werden. Dazu gehören das Wetter und die Mondphasen. Besonders die Lichtverschmutzung und die Obstruktion kann nur durch Anpassung der Örtlichkeit verbessert werden. Durch die Wahl eines passenden Ortes für die Beobachtung lässt sich auch die Chance auf gutes Wetter deutlich erhöhen. Optimale Bedingungen herrschen in Gebirgen weit entfernt von Städten in warmen Gegenden vor. Dort ist die Lichtverschmutzung noch sehr gering, die Luft ist sehr sauber und das Wetter spielt sich unter dem Beobachtungsort ab. Zusätzlich ist auch die Transparenz besser, weil sich weniger Luft im Pfad des Lichtes befindet, sowie das Seeing, ebenfalls durch die geringere Luftmasse, dem gleichmäßigen Untergrund in der Umgebung und der Tatsache, dass durch die Berg- und Talwind-Zirkulation nachts die Turbulenzen im Gebirge unterdrückt werden. Natürlich lassen sich all diese Aspekte komplett eliminieren, wenn das Observatorium die Atmosphäre der Erde verlässt und im All stationiert wird. Allerdings ist dann im Orbit um die Erde darauf zu achten, dass diese sich unter Umständen auch in der Sichtlinie zum Objekt befinden kann. Weiterhin ist es bei im All stationierten Teleskopen nicht möglich Defekte, die im Laufe der Zeit entstehen, zu reparieren.

7.5 Auswahl der Objekte

Aus den im vorherigen Abschnitt bestimmten Kandidaten sollen nun für beide Teleskope jeweils drei Objekte als Kandidaten für die Beobachtung ausgewählt werden. Dazu werden weitere Aspekte berücksichtigt.

Aufgabe 1: Die von Ihnen in Vorübung 6 bearbeitete Liste wird mit den folgenden Aufgaben nun weiterverarbeitet. Das Ziel ist es, am Schluss eine Liste für jedes Setup zu haben. Praktisch haben Sie also jetzt zwei identische Listen, eine für jedes Setup, die Sie nun weiter reduzieren, indem Sie Kriterien wie die Helligkeit und die Größe des Objekts am Himmel berücksichtigen. Jede folgende Aufgabe ist demnach jeweils für beide Teleskope zu bearbeiten. Diese Aufgabe selbst dient nur als Verknüpfung der vorherigen Vorübungen mit den folgenden Aufgaben.

7.5.1 Ausdehnung

Das Objekt, oder der Teil von Interesse des Objekts, sollte in einem sinnvollen Verhältnis zur Winkelauflösung des Sensors stehen.

Aufgabe 2: Stellen Sie sicher, dass die Ausdehnung der Kandidaten (Auswahl aus Aufgabe 1) in einem sinnvollen Verhältnis zur Ausdehnung des Gesichtsfeldes, welches durch den Sensor und die Brennweite des jeweiligen Teleskops gegeben ist, stehen. Berücksichten Sie dazu die Ergebnisse aus Vorübung 10. Sollte das Objekt deutlich größer sein als das Gesichtsfeld, können Sie auch einen konkreten Ausschnitt wählen.

7.5.2 Helligkeit

Zusätzlich sollten die Objekte nicht zu dunkel sein, damit sie in der gegebenen Zeit mit genügend Signal aufgenommen werden können. Für ausgedehnte Objekte wird der Begriff der *Oberflächenhelligkeit*

verwendet, um die Ausdehnung zu berücksichtigen. Sie errechnet sich durch die scheinbare Helligkeit m und die Fläche A des durch das Objekt aufgespannten Kugelsegments zu

$$S = m + 2.5 \cdot \log A$$

und stellt, genau wie die absolute und scheinbare Helligkeit, eine logarithmische Größe in den Einheiten mag/arcsec² oder mag/arcmin² dar.

Aufgabe 3: Stellen Sie sicher, dass die Oberflächenhelligkeit der Objekte mindestens 15 mag/arcmin² beträgt.

7.5.3 Bänder

Schließlich muss festgelegt werden, mit welchen Filtern die Objekte abgelichtet werden sollen (siehe dazu Kap. 11.3.6). Welche Filter sinnvoll sind, wird durch die Natur des jeweiligen Objekts bestimmt. Schmalbandfilter sind nur geeignet für Objekte, welche Emission des korrespondierenden Elements aufweisen, ermöglichen dann aber einen deutlich höheren Kontrast als Breitbandfilter. Da bei der Verwendung von Schmalbandfiltern deutlich längere Belichtungszeiten verglichen mit Breitbandfiltern notwendig sind, ist die Verwendung dieser im Rahmen des Praktikums leider nicht möglich.

Aufgabe 4: Welche Emission weisen die selektierten Objekte auf, welchen Objektklassen gehören die Objekte an? Setzen Sie sich grob mit der Physik der Objekte auseinander, also was die Strahlung dieser Objekte hervorruft. Ist es sinnvoll, diese Objekte mit einem Schmalbandfilter aufzunehmen? Wählen Sie für jedes Objekt einen Satz Filter, mit welchem die Belichtungen vorgenommen werden sollen.

Aufgabe 5: Wählen Sie aus den verbleibenden Objekten pro Setup 3 aus, welche beobachtbar sind und die Sie beobachten wollen. Legen Sie jeweils eine Prioritätenliste fest. Erstellen Sie dann einen Plot für jedes der Objekte, der den Azimut und die Höhe für die geplante Beobachtungsnacht anzeigt. Lesen Sie daraus ab, wann die Objekte von der Remeis Sternwarte aus beobachtbar sind. Diese Objekte werden dann möglicherweise beobachtet.

Aufgabe 6: Besprechen Sie mit Ihrem Tutor*in die Auswahl und entscheiden Sie gemeinsam welches Setup und welches Objekt beobachtet werden soll. Der Termin wird mit ihrem Tutor*in individuell abgesprochen. Die Besprechung erfolgt an der Sternwarte in Präsenz oder per Videokonferenz.

7.6 Hintergrund zu Beobachtungstechniken

Im Laufe der Zeit wurden Methoden entwickelt, die bei der Durchführung von astronomischen Aufnahmen assistieren.

7.6.1 Plate Solving

Mit modernen computergesteuerten Montierungen, die gut eingestellt sind, ist es meist sehr einfach, ein bekanntes Objekt oder eine Position allgemein anhand der Koordinaten mit dem Teleskop anzufahren. Dennoch funktioniert dieser *GOTO* Mechanismus nicht immer perfekt, wodurch das Objekt nicht genau in der Mitte des Bildes oder gar abseits davon sein kann. Bei visuellen Beobachtungen muss dann vorsichtig mit der Steuerung der Montierung das gezielte Objekt gefunden werden. Bei fotografischer Anwendung ist es hingegen möglich, das echte Pointing des Teleskops anhand einer Aufnahme zu bestimmen. Dazu wird eine kurze Aufnahme des Bildfeldes erstellt in welcher Sterne zu erkennen sind. Aus dieser Aufnahme werden dann zunächst die Positionen der erkennbaren Sterne auf dem Sensor bestimmt. Mithilfe der Information über die Winkelausdehnung des Bildes lässt sich dieses Muster mit einem Katalog von bekannten Sternpositionen abgleichen und so die exakte Position des Bildzentrums in equatorialen Koordinaten und die Rotation des Sensors bestimmen. Dieser Vorgang wird als *Plate Solving* bezeichnet. Der Begriff stammt aus der Zeit, in der fotografische Platten (siehe Kapitel 11.3.1) verwendet wurden. Woraus per Hand die Positionen der Sterne auf der Platte bestimmt wurden. Anschließend wurde auf



Abbildung 7.7: Pickerings computers, ca. 1890, public domain

Basis dieser Positionen und der Eigenschaften der Optik errechnet, wo genau am Himmel das Zentrum des Bildes liegt. Aus dem Lösen dieses mathematischen Problems ist der Begriff entstanden. Besonders bei großen Durchmusterungen zum Ende des neunzehnten und Anfang des zwanzigsten Jahrhunderts sind sehr viele dieser fotografischen Platten angefallen, für welche die astrometrischen Daten bestimmt werden sollten. Diese massive Aufgabe wurde meist von Frauen übernommen. Das bekannteste Beispiel dafür sind die sogenannten **Pickering Computers**, eine Gruppe Frauen um Edward Charles Pickering (vgl. Abb. 7.7). Viele dieser Frauen haben weitere wichtige Beiträge zur Astronomie geleistet. Im modernen Zeitalter wird diese Aufgabe von elektronischen Computern übernommen, dauert nur wenige Sekunden und kann deshalb direkt während der Imaging Session durchgeführt werden. Dazu wird ein lichtstarker Filter verwendet, im Idealfall der Luminanzfilter "L". Anschließend wird wenige Sekunden belichtet und die Sterne im Bild mit einem vorgehaltenen Katalog abgeglichen, wodurch das echte Pointing des Teleskops bestimmt wird. Mit der geforderten Position kann errechnet werden, wie das Pointing korrigiert werden muss, um das Objekt im Bild zu zentrieren. Diese Korrektur wird von der Montierung vorgenommen. Der Vorgang wird so lange wiederholt, bis der Fehler zwischen geforderter und gemessener Position unter einem spezifizierten Wert liegt. Mit modernen Montierungen kann damit eine Position am Himmel bis auf zehn Bogensekunden genau im Bildfeld zentriert werden.

7.6.2 Guiding

Ist das Objekt im Bild zentriert, besteht die Aufgabe der Montierung darin, es mit der Nachführung auch genau an dieser Position zu halten. Durch mechanische Effekte kommt es aber dennoch zu Abweichungen. So laufen beispielsweise die Motoren oder Lager nicht perfekt rund, es kommt zu Verbiegungen des Gestänges der Montierung oder des Teleskops, wenn sich die Position im Laufe der Nacht ändert oder Material sich aufgrund von Temperaturänderungen ausdehnt oder zusammenzieht. Um diese Effekt zu erfassen und zu korrigieren, kann ein Stern als Referenz verwendet werden. In der Praxis wird dazu eine weitere kleine Kamera verwendet, welche entweder an einem zweiten Teleskop montiert ist oder über einen kleinen Spiegel, der neben der Kamera für die eigentlichen Aufnahmen im Winkel von 45° im Okularauszug eingebaut ist, Licht bekommt. Weiteres wird als *Off-Axis Guiding* bezeichnet. Zunächst muss das Guiding kalibriert werden. Dazu wird im Bildfeld der Guiding Kamera ein geeigneter Stern ausgewählt, der weder zu hell, noch zu dunkel ist. Anschließend wird die Montierung angewiesen,

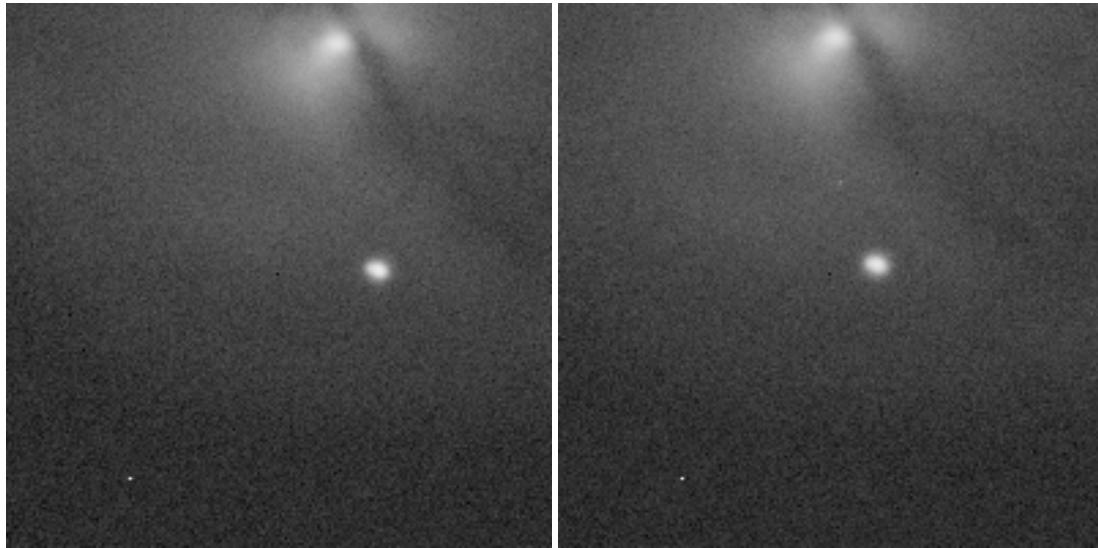


Abbildung 7.8: Durch Dithering verschiebt sich das Motiv zwischen einzelnen Belichtungen leicht auf dem Sensor, während Störeffekte wie der hot Pixel links unten im Bild und der cold Pixel in der Mitte des Bildes an der gleichen Stelle bleiben.

in kleinen Schritten die Position der Rektaszension zu verändern. Die Geschwindigkeit jeder dieser Bewegungen ist fest und beträgt üblicherweise 50% der siderischen Rate. Die Schrittgröße wird durch die Dauer der Bewegung bestimmt, die auch die *Pulslänge* genannt wird. Hat sich der Stern weit und oft genug bewegt, wird er wieder an der Ausgangsposition zentriert. Aus dieser Kalibration lässt sich der Zusammenhang zwischen der Pulslänge und der Bewegung auf dem Sensor und die Rotation des Sensors bezüglich der Achsen bestimmen. Der gleiche Vorgang wird mit der Deklinationsachse wiederholt. Wenn das Guiding kalibriert ist, wird die Position des Sterns im Abstand weniger Sekunden überprüft und gegebenenfalls ein Puls mit der passenden Länge zur Montierung geschickt, um die Position zu korrigieren. Auf diese Weise lässt sich das Pointing während einer Belichtung über mehrere Minuten perfekt halten. Die Qualität des Guidings wird durch das Quadratische Mittel der Abweichung des Guiding Sterns von der Ausgangsposition gemessen.

Vorübung 13: Berechnen Sie die Winkelausdehnung eines Pixels des Guiding Setups für beide Teleskope.

Berechnen Sie für beide Konfigurationen, wie viele Pixel sich der Stern auf dem Sensor bewegt, wenn ein Guiding Puls mit einer Länge von 1 s und 50% der siderischen Umlaufgeschwindigkeit zur Montierung gesendet wird. Wie hängt die Geschwindigkeit in Rektaszensionsrichtung von der momentanen Deklination des Pointings ab? Warum darf die Dauer einer Belichtung beim Guiding nicht kürzer als ca. 2 s sein? Warum sollte sie auch nicht sehr viel länger als ein paar Sekunden sein?

7.6.3 Kalibrationsaufnahmen

Zur Verarbeitung der Rohdaten sind Kalibrationsaufnahmen notwendig, um diverse Schmutzeffekte, die durch Eigenschaften des Sensors oder den optischen Aufbau verursacht werden, zu korrigieren. Solche Effekte, die vom Sensor selbst verursacht werden und deren Korrektur, sind insbesondere Bestandteil des Versuchs **Eigenschaften optischer CCDs**. Eine Beschreibung der Kalibrationsaufnahmen findet sich in Abschnitt 11.6.

7.6.4 Dithering

Nicht jeder Pixel des verwendeten Sensors ist gleich empfindlich. Dazu kommt, dass ein Sensor defekte Pixel aufweisen kann. Diese Effekte werden weiter unten genauer erläutert. Durch den Einsatz von Guiding kann das Pointing zwischen den Belichtungen gezielt um wenige Pixel geändert werden. Dadurch verteilt sich die Abbildung stets anders auf diese Effekte im Bild, wodurch solche bei der Integration der Einzelbilder während der Nachbearbeitung besser entfernt werden können. In Abb. 7.8 sind Ausschnitte

zweier Belichtungen zu sehen, zwischen welchen durch Dithering das Motiv leicht verschoben wurde. Zusätzlich können Bilder, zwischen denen Dithering angewandt wurde, verwendet werden, um den Drizzle Algorithmus anzuwenden und so die Auflösung zu verbessern. Siehe dazu den Abschnitt zum Thema Sampling in Kapitel 7.3.2 und die Beschreibung des Stackings in Kapitel 11.7.

7.7 Durchführung

Im Folgenden wird der Ablauf einer Beobachtungsnacht beschrieben.

7.7.1 Aufbau

Das Teleskop im Garten ist nicht permanent aufgebaut. Die Montierung, das Teleskop und alle anderen Geräte werden aus dem Keller in den Garten gebracht und dort aufgebaut. Das CDK20 ist fest in der Kuppel untergebracht und permanent aufgebaut.

7.7.2 Akklimatisierung

Es ist darauf zu achten, dass die Temperatur der gesamten Teleskope, besonders des dicken Hauptspiegels des CDK20, der Umgebungstemperatur entspricht. Gleichermaßen trifft auch auf die gegebenenfalls vorhandene Kuppel zu. Um das zu gewährleisten, muss mindestens zwei Stunden vor der Beobachtung mit dem Lüften begonnen werden. Dazu wird die Kuppel geöffnet und die Abdeckungen werden von den Teleskopen entfernt. Falls die Teleskope elektrische Lüfter für den Tubus haben, werden diese angeschalten. Das Garten Teleskop kann direkt an der frischen Außenluft abkühlen. Ist das Teleskop nicht akklimatisiert, so entstehen im Tubus und am Hauptspiegel bzw. der Linse Luftströmungen, welche auch turbulent sein können. Diese Strömungen verändern lokal den Brechungsindex der Luft direkt vor der Optik und können so ein zeitlich veränderliches unscharfes Bild erzeugen.

7.7.3 Anbringen des Equipments

Sämtliche Kameras und Kabel werden angeschlossen. Die Datenverbindung zwischen dem Computer und der Montierung, Kamera und allen weiteren technischen Geräten wird hergestellt.

7.7.4 Balancierung

Das Teleskop mit dem angebrachten Equipment muss an der Montierung ausbalanciert werden (siehe Kapitel 11.1.2). An der Deklinationsachse ist dies bei großen Teleskopen nur schwer möglich. An der Rektaszensionsachse können bei parallaktischen Montierungen die Gegengewichte angepasst werden. Bei kleinen Montierungen, wie der im Garten verwendeten, kann die Balance überprüft werden, indem die Kupplungen an den Achsen gelöst werden. Fällt die jeweilige Achse in eine Richtung, so muss die Balance angepasst werden. Bei großen, modernen Montierungen, wie der in der Kuppel verwendeten, können die Motoren der Achsen den Strom messen, der benötigt wird, um eine Rotation um die Achse auszuführen. Ist der Stromverbrauch in einer Richtung größer, so befindet sich die Achse nicht in der Balance.

7.7.5 Polar Alignment

Wie in Abschnitt 11.1.4 beschrieben muss die Rektaszensionsachse genau parallel zur Rotationsachse der Erde ausgerichtet werden. Sobald das Teleskop fokussiert ist kann, das Polar Alignment mithilfe der Hauptkamera nochmals überprüft und gegebenenfalls angepasst werden. Da die Montierung in der Kuppel fest montiert ist, muss dieser Schritt dort nicht durchgeführt werden, beim Teleskop im Garten ist dies allerdings notwendig.

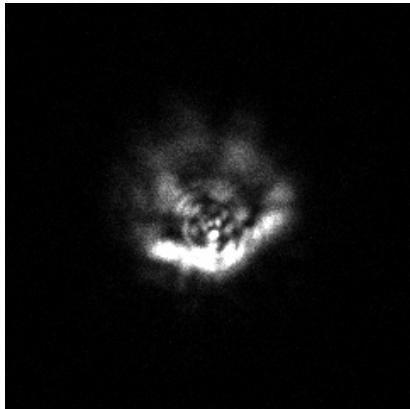


Abbildung 7.9: Leicht defokussiertes Beugungsscheibchen eines Sterns am CDK20 bei schlechter Kollimation.

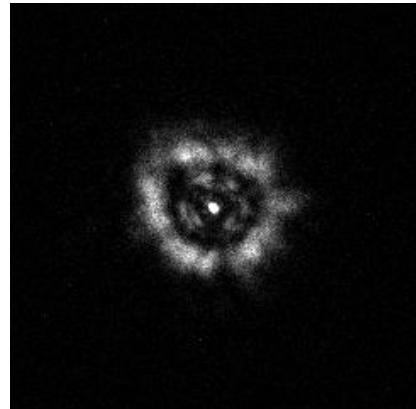


Abbildung 7.10: Leicht defokussiertes Beugungsscheibchen eines Sterns am CDK20 bei guter Kollimation.

7.7.6 Entparken der Montierung

Die Montierung befindet sich vor dem Anschalten in einer genau definierten Position, der *Parkposition*. Nach dem Anschalten muss die Montierung angewiesen werden, die Parkposition zu verlassen.

7.7.7 Kollimation

Spiegelteleskope müssen für optimale Ergebnisse gut kollimiert sein. Der Begriff *Kollimation* bezieht sich auf die parallele Ausrichtung des Hauptspiegels und des Sekundärspiegels zueinander. Durch Schrauben am Sekundärspiegel kann dieser verkippt werden, um die Kollimation vorzunehmen. Anhand eines sehr stark vergrößerten Bildes eines leicht defokussierten Sterns kann erkannt werden, ob die Kollimation zufriedenstellend ist. Ist das Abbild des Sterns ein symmetrisches Scheibchen, so ist die Kollimation in Ordnung (vergleiche Abb. 7.10 mit Abb. 7.9). Für Planetenaufnahmen sollte die Kollimation direkt vor der Aufnahme durchgeführt werden, andernfalls ist diese nur in einem Abstand von einigen Monaten zu überprüfen. Um das zu tun, sollte eine Kamera verwendet werden, die eine hohe Bildwiederholrate mit kurzer Belichtungszeit ermöglicht, damit das Beugungsscheibchen nicht durch das Seeing ausgewaschen wird. Die Linsen von Refraktoren, wie die des Garten Teleskops, müssen ebenfalls kollimiert sein, allerdings sind sie sehr fest im Tubus verankert, weshalb dieser Schritt nur durch den Hersteller durchgeführt werden muss.

7.7.8 Kühlung

Die Kühlung der Kamera wird aktiviert, um das thermische Rauschen zu reduzieren. Dabei wird der Sensor mehrere zehn Grad unter die Umgebungstemperatur gekühlt.

7.7.9 Fokussierung

Anschließend muss der Sensor in die Brennebene des Teleskops gebracht werden um eine scharfe Abbildung zu erreichen. Dieser Vorgang wird als Fokussieren bezeichnet. Als Hilfsmittel kann dafür eine Bahtinov Maske verwendet werden (siehe Abschnitt 11.2). Alternativ kann eine Autofokus Prozedur gestartet werden. Dabei nimmt die Software am PC automatisch viele Einzelbilder auf und versucht, die Position des Fokus zu finden, bei der die Sterne die kleinste Ausdehnung auf dem Sensor zeigen. Dafür muss sich der Sensor allerdings zu Beginn schon nahe dem Fokuspunkt befinden.

Durch den potentiell unterschiedlichen Brechungsindex verschiedener Filter ist es möglich, dass die Brennebene an leicht unterschiedlichen Positionen sitzt. Falls dem so ist, muss nach jedem Filterwechsel neu fokussiert werden. Die im Praktikum verwendeten Filter sind *homofokal*, das bedeutet, dass die Brennebene für alle Filter an der gleichen Position liegt. Ein individueller Fokus ist daher nicht notwendig.

Der Aufbau der Teleskope wird durch die Betreuer*innen durchgeführt, ebenso wie die Akklimatisierung der Kuppeln.

7.7.10 Kalibrationsaufnahmen

Mit der Kühlung aktiviert und dem Fokus korrekt eingestellt, können die Kalibrationsaufnahmen vorgenommen werden.

Vorübung 14: Welche Kalibrationsaufnahmen gibt es? Welche müssen direkt vor oder nach der Imaging Session gemacht werden und welche können auch zu einem anderen Zeitpunkt vorgenommen werden? Auf welche Einstellungen der Kameras muss bei den Kalibrationsaufnahmen geachtet werden? Beachten Sie die Besonderheiten, die durch den HDR Modus der C4-16000 notwendig werden (siehe Abschnitt 11.11.2).

7.7.11 Guiding Kalibration

Anschließend wird das Guiding kalibriert. Dazu wird ein Stern verwendet, dessen Position bei einer möglichst kleinen Deklination liegt.

Vorübung 15: Warum sollte die Deklination bei der Kalibration des Guidings möglichst klein sein?

An dieser Stelle sollte überprüft werden, ob in der verwendeten Software Dithering aktiviert ist. Falls nicht, sollte es aktiviert werden. Die Einstellung sollte so gewählt werden, dass die Richtung des Ditherings zwischen jeder Belichtung zufällig ist und die Strecke auf weniger als ca. vier Pixel begrenzt ist. Die Strecke bezieht sich dabei auf die Änderung der Position des Sterns auf dem Sensor der Guiding Kamera. Ausgeführt wird das Dithering durch die Software, welche das Guiding steuert.

7.7.12 GOTO & Plate Solving

Nun muss das Objekt im Bildfeld zentriert werden. Fast alle Objekte lassen sich in vorprogrammierten Katalogen der jeweiligen Steuersoftware oder dem Handpad der Montierung selbst finden. Dort sind die Koordinaten des Objekts hinterlegt, welche von der Montierung dann angefahren werden. Ist das Objekt nicht direkt verfügbar, so wie beispielsweise Kometen, welche ihre Position ändern, so müssen die Koordinaten manuell eingegeben werden. Hat die Montierung den Schwenk beendet, kann Plate Solving verwendet werden, um die Position zu überprüfen und gegebenenfalls zu korrigieren. Dazu sollte der Luminanzfilter und eine kurze Belichtungszeit von wenigen Sekunden ausgewählt werden. Der restliche Vorgang reduziert sich auf das Drücken eines Knopfes.

7.7.13 Guiding Aktivierung

An dieser Stelle wird eine kurze Belichtung der Guiding Kamera erstellt, in der die Software selbst einen geeigneten Stern wählt. Danach wird die Software instruiert, das Guiding zu starten.

7.7.14 Imaging Sequenz

Damit sind alle Einstellungen vorgenommen und die Bildsequenz kann gestartet werden.

Belichtungszeit

Die Belichtungszeit sollte so gewählt werden, dass das Objekt im Bild zumindest erkennbar ist, also das Signal sichtbar über dem Rauschen liegt. Allerdings darf die Belichtungszeit nicht so lang sein, dass helle Sterne überbelichtet sind. Üblicherweise beträgt die Belichtungszeit für Breitbandaufnahmen wenige Minuten.

Vorübung 16: Weshalb macht es Sinn, auch wenn Sterne deutlich nicht überbelichtet sind, die Belichtungszeit auf wenige Minuten zu begrenzen?

Sequenz

Sind die Einstellungen für jeden Filter vorgenommen, kann die Sequenz der Bilder eingestellt werden. Es steht nur eine begrenzte Zeit für den Versuch zur Verfügung. Für jede Belichtung fällt die Belichtungszeit, die Zeit das Bild auf dem Computer zu speichern, welche bei modernen CMOS Kameras wie der C4-16000 und der ASI6200 vernachlässigbar kurz ist, und die Zeit für das Dithering (ca. 5 Sekunden) an. Die Anzahl der Belichtungen jedes Filters muss so gewählt werden, dass die gesamte Dauer des Versuchs in den zeitlichen Rahmen passt.

7.7.15 Meridianflip

Je nach Position des Objekts ist es möglich, dass es im Laufe der Nacht den Meridian passiert. Ist dies der Fall, so muss die Montierung die Rektaszensionsachse um 180° rotieren. Dieser Vorgang wird *Meridianflip* genannt. Er wird von der Software vollautomatisch durchgeführt. Anschließend wird mithilfe von Plate Solving das Objekt wieder exakt im Zentrum des Bildes positioniert und die Sequenz fortgesetzt. Je nach Einstellung kann davor auch noch eine Autofokus Prozedur durchgeführt werden, weil sich durch die andere Lage des Teleskops und einer dadurch verursachten leichten Verschiebung der Optik der Fokuspunkt verschieben kann.

Vorübung 17: Warum ist ein Meridianflip notwendig, wenn das Objekt den Meridian passiert? Was würde passieren, wenn der Meridianflip nicht ausgeführt werden würde?

7.7.16 Abbau

Der Abbau der Geräte erfolgt durch das Personal der Sternwarte.

Nachdem alle Aufnahmen vorgenommen wurden, wenn die Dämmerung einsetzt oder das Wetter schlecht wird, muss das gesamte Equipment abgebaut und verstaut werden:

Kühlung aus: Die Kühlung der Kamera wird deaktiviert, damit sich der Sensor auf die Umgebungstemperatur aufheizt.

Parken: Die Montierung wird angewiesen in die Parkposition zu fahren. Dieser Schritt ist sehr wichtig und sollte immer durchgeführt werden, bevor die Montierung abgeschaltet wird.

Elektronik aus: Sämtliche Geräte werden ausgeschaltet. Der Kippschalter der Montierung darf beim Abschalten nur einmal betätigt werden!

Anbringung der Abdeckungen & Entfernung des Equipments: Die Abdeckungen werden wieder auf die Öffnungen der Teleskope gesetzt, alle Kameras, Linsen und weitere angebrachte Geräte werden entfernt und anschließend die Öffnungen der Okularauszüge wieder mit den dafür vorgesehenen Kappen verdeckt.

Verschließen der Kuppelpalte und Parken der Kuppel: Nur für das Teleskop in der Kuppel notwendig

Abbau des Teleskops: Nur für das Garten Teleskop notwendig

Aufgabe 7: Nehmen Sie nun das in Aufgabe 6 ausgewählte Objekt mit dem entsprechenden Setup auf. Sie werden entweder mit dem Ernst Hartwig-Teleskop oder dem Garten Teleskop beobachten, nicht mit beiden! Es wird pro Gruppe nur ein Objekt beobachtet.

7.8 Effekte in Bildern

Aufgrund der geringen Helligkeit von astronomischen Objekten weisen die Bilder, die von den Sensoren der Kameras erzeugt werden, besondere Eigenschaften auf. Außerdem fallen diverse Schmutzeffekte sehr schnell ins Gewicht. Diese Eigenschaften sind in Abschnitt 11.4 und 11.5 erläutert.



Abbildung 7.11: Das CDK20 in Betrieb

7.9 Stacking & Statistik

Generell müssen, um eine gutes *Signal zu Rausch Verhältnis* (Englisch: Signal to Noise Ratio, kurz SNR) zu erhalten, viele Einzelaufnahmen gemacht werden. Dies gilt für die Belichtungen ebenso wie für die Kalibrationsaufnahmen. Anschließend werden diese Einzelaufnahmen miteinander kombiniert, in einem Prozess, der sich *Stacking* (Stapeln) nennt. Der genau Vorgang und der statistische Hintergrund sind in Abschnitt 11.7 erläutert.

7.10 Bildverarbeitung in der Praxis

Die Verarbeitung aller Kalibrationsaufnahmen und Einzelbelichtungen muss nicht von Hand geschehen sondern wird mit Hilfe von spezialisierter Software durchgeführt. Der generelle Arbeitsablauf ist in Abschnitt 11.8 beschrieben, während in Abschnitt 11.9 einige Programme als konkrete Beispiele gezeigt werden. Beachten Sie, dass für die Bilder der Moravian C4-16000 ein spezielles Verfahren bei der Kalibration angewendet werden muss, das in Abschnitt 11.9.3 erklärt ist.

Aufgabe 8: Reduzieren Sie die Aufnahmen des Objekts mit einer Software Ihrer Wahl (Beispiele sind in Kapitel 11.9 zu finden) und stacken Sie diese zu “Master Frames” der verwendeten Filter. **Bitte verwenden Sie als Arbeitsverzeichnis die hierfür vorgeschenen Ordner /userdata/data/praktikum/praktiXY.** Sollten Sie dies nicht tun, und die Größe der temporären Daten übersteigt einen gewissen Wert, so können Sie überhaupt keine Daten mehr speichern. Kombinieren Sie diese Frames anschließend zu einem Farbbild und wenden Sie Nachbearbeitung Ihrer Wahl an.

Aufgabe 9: Erstellen Sie ein Protokoll (als Fortsetzung der Berechnung der Koordinaten), in dem Sie die verwendete Instrumentierung, die Auswahl des Objekts, die Durchführung der Beobachtung und die erhaltenen Daten beschreiben. Erklären Sie die Schritte, die in der Aufbereitung und Verarbeitung der Daten verwendet wurden. Erläutern Sie das abgebildete Objekt, die Prozesse, welche das gemessene Licht erzeugen, und andere auffällige Effekte im finalen Bild.

7.11 Gartenbeobachtung und Orientierung am Himmel

Dieser Versuchsteil findet bei gutem Wetter parallel zu allen anderen Beobachtungsversuchen statt. Die Abfolge der einzelnen Versuche ist dem am Beobachtungstag herausgegebenem Plan zu entnehmen. Vor der Entwicklung von Photoplatten und CCDs waren visuelle Beobachtungen mit dem Auge wichtiger Bestandteil der astronomischen Forschung. Auch heutzutage werden solche Beobachtungen zum Beispiel

gerne in Rahmen der Öffentlichkeitsarbeit und Freizeit durchgeführt. Im Gegensatz zu den anderen Versuchsteilen wird das Teleskop hier in Kombination mit einem Okular genutzt. In erster Näherung kann dieses Setup wie folgt beschrieben werden. Die erreichte Vergrößerung V hängt sowohl von den Eigenschaften des Teleskops, als auch denen des Okulars ab. Entscheidend sind die Brennweiten der beiden Komponenten.

$$V = \frac{f_{\text{Teleskop}}}{f_{\text{Okular}}} \quad (7.11)$$

Jedes Okular hat ein festgelegtes Gesichtsfeld G_{Okular} und zusammen mit der Vergrößerung V ergibt sich dann das beobachtete Gesichtsfeld zu:

$$G = \frac{G_{\text{Okular}}}{V} \quad (7.12)$$

Somit kann abgeschätzt werden, wie Groß ein Objekt im Vergleich zum Gesichtsfeld ist. Schon lange gibt es Teleskope auf Montierungen, die nachführen, aber früher waren diese Montierungen nicht mit einer eingebauten GOTO-Funktion ausgestattet. Daher war es nötig, Objekte per Hand aufzufinden. Dazu benutzt man Aufsuchkarten bzw. Sternkarten. Diese stellen die Positionen von Sternen und dem aufzusuchenden Objekt dar, wobei hierbei mehrere pro Objekt benutzt werden, welche verschiedene Ausschnitte des Sternenhimmels zeigen. Man beginnt mit der Karte mit dem grössten Ausschnitt und sucht dabei das markanteste (meist der hellste Stern) Objekt oder das markanteste Muster nahe am Ziel-Objekt auf der Karte mit dem Teleskop per Hand auf. Dabei muss drauf geachtet werden, dass der Ausschnitt der ersten Karte nicht zu groß ist. Eine Karte die etwa das gesamte Sternbild, in dem sich das Zielobjekt befindet, zeigt ist hier schon zu grob. Danach nimmt man die nächste Karte mit einem kleineren Ausschnitt und wiederholt den Prozess. Karten die nur einen Stern zeigen sind auch nicht sinnvoll. So kann man sich immer näher an das zu beobachtende Objekt heranarbeiten. Diese Methode nennt man auch Star-Hopping, da man beim Aufsuchen von Stern zu Stern springt, um das Objekt zu finden. Diese Methodik setzt auch Wissen über Sternbilder und die Orientierung am Himmel voraus. So kann zum Beispiel der Große Wagen dazu genutzt werden um den Kleinen Wagen und die Position des Polarsterns zu finden, womit man auch weiß wo sich Norden befindet. Auch erleichtert dieses Wissen das Lesen von Sternkarten und Aufsuchkarten. Achten Sie darauf, dass die Karten auch im Dunkeln gut lesbar sind. Für diesen Versuchsteil bedarf es keiner schriftlichen Vorbereitung und eine Dokumentation im Protokoll ist auch nicht nötig.

Vorübung 18: Machen Sie sich mit den wichtigsten Sternbildern vertraut. Welche werden dabei als Orientierungspunkte gebraucht? Die Tutoren*innen werden Sie hierzu während der Beobachtung befragen.

Aufgabe 10: Erstellen Sie für ein Objekt ihrer Wahl Aufsuchkarten. Nutzen Sie dafür z.B. die Software Stellarium (Screenshots) oder ein geeignetes Online-tool wie etwa das SDSS DR12 Finding Chart Tool oder das ESO Online Digitized Sky Survey. Beachten Sie dabei, dass das Objekt auch zur Zeit der Beobachtung gut sichtbar ist, es nicht zu klein und dunkel ist. Hierfür eignen sich besonders die hellsten Galaxien, Kugelsternhaufen, offene Sternhaufen und die größten Planetarische Nebel. Achten Sie darauf, dass das Objekt eine Oberflächenhelligkeit von mindestens 13 mag/arcmin² aufweist, da es sonst schwer wird das Objekt aufzufinden. Vergleichen Sie die Größe des Objekts mit dem Gesichtsfeld (Teleskop: apochromatischer Refraktor mit 115 mm Öffnung und 805 mm Brennweite, Okular: William Optics UWAN eyepiece 2 Ökular mit Brennweite 28 mm und Gesichtsfeld von 82°).

Aufgabe 11: Beobachten Sie das von Ihnen ausgewählte Objekt mit dem Teleskop im Garten. Nutzen Sie hierzu die erstellten Aufsuchkarten und die Methode des Star-Hoppings.

Aufgabe 12: Nachdem Sie das ausgewählte Objekt beobachtet haben, nutzen Sie das Teleskop um andere gut sichtbare Objekte (z.B. den Mond, Planeten, Sternhaufen, Nebel) zu beobachten. Hierbei sind Ihnen die Tutoren*innen gerne behilflich.

Bibliographie

- The handbook of astronomical image processing, 2nd ed., by R. Berry and J. Burnell. xxviii, 684 p., 1 CD-ROM (incl. Astronomical Image Processing Software AIP4WIN, v.2.0). Richmond, VA: Willmann-Bell, 2005

- Falchi et al., 2016, The new world atlas of artificial nightsky brightness, *Science Advances* 2, e1600377
- A.S. Fruchter & R.N. Hook, 2002, A Method for the Reconstruction of Undersampled Images, *Publ. Astron. Soc. Pacific* 114, 144)
- G. H. Kaplan, 2005, U.S. Naval Observatory Circulars, **179**
- S. E. Urban, P. K. Seidelmann, 2013, *Explanatory supplement to the astronomical almanac*, Mill Valley, CA : University Science Books, 2013
- M. Wenger, F. Ochsenbein, F. Egret, D. Dubois, P. Bonnarel, F. Borde, S. Genova, F. Jasniewicz, G. Laloë, S. Lesteven, R. Monier, 2000, The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects, *Astronomy and Astrophysics*, Supplement, 143, 9

KAPITEL 8

SPEKTROSKOPIE & SPEKTRALKLASSIFIKATION

8.1 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 8.1 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 8.2 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 Θ relativ zum *Lot des Gitters* hat zur Folge, dass das Intensitätsmaximum – hervorgerufen durch ungestreutes Licht auf dem klassischen Lichtweg, also *betragsmäßig* gleichem Einfalls- und Ausfallswinkel relativ zum *Lot der Furche*, und somit $\alpha + \beta = 2\Theta$ (Vorzeichenkonvention aus Abbildung 8.2 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 Δs zweier Lichtwellen ein ganzzahliges Vielfaches n der Lichtwellenlänge λ sein muss, abgeleitet werden¹. Mit Hilfe von Abbildung 8.2 (Vorzeichenkonvention beachten!) und ein wenig Geometrie ergibt sich folgende Gleichung:

$$d(\sin \alpha + \sin \beta) = \Delta s = n\lambda. \quad (8.1)$$

¹Veranschaulichung am Doppelspalt:
<http://www.leifiphysik.de/themenbereiche/beugung-und-interferenz/versuche#lightbox=/themenbereiche/beugung-und-interferenz/lb/doppelspalt-animationen-doppelspalt-keimung>

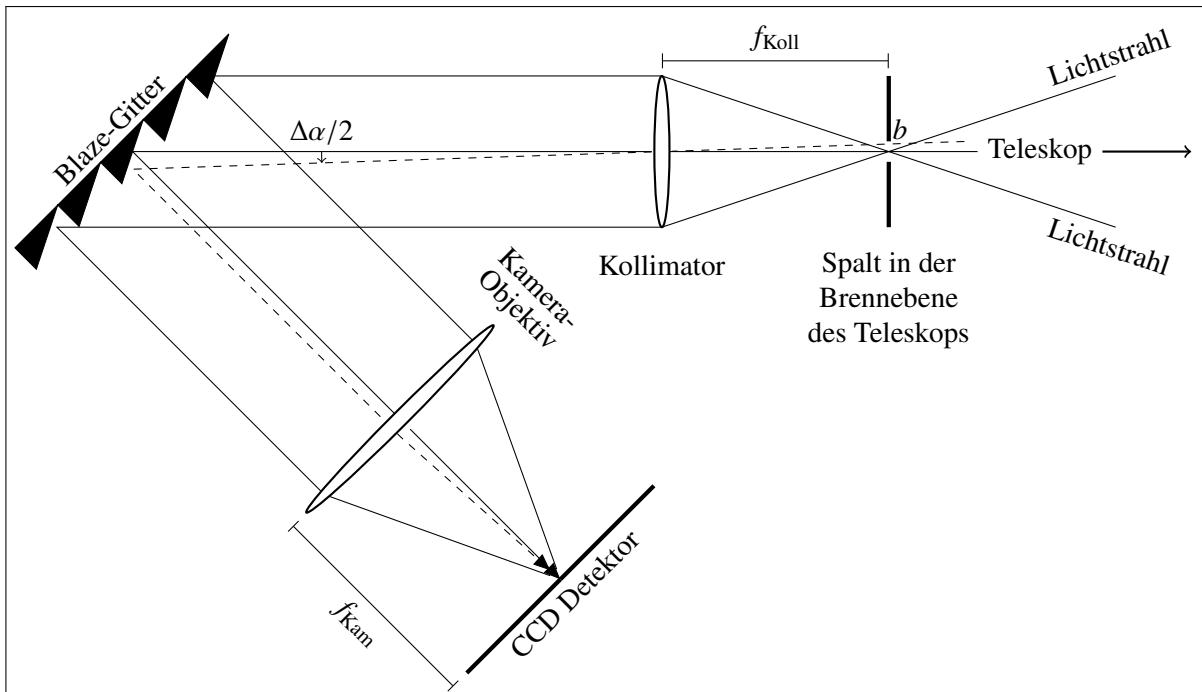


Abbildung 8.1: Schematischer Aufbau und Strahlengang eines Gitterspektrographen. Hierbei ist f_{Koll} die Kollimatorbrennweite, f_{Kam} die Kamerabrennweite, b die Spaltbreite und $\Delta\alpha$ der aus Sicht des Gitters vom Spalt umspannte Winkelbereich. Die gestrichelte Linie ist ein alternativer Lichtstrahl, der vom Rand des Spaltes kommt.

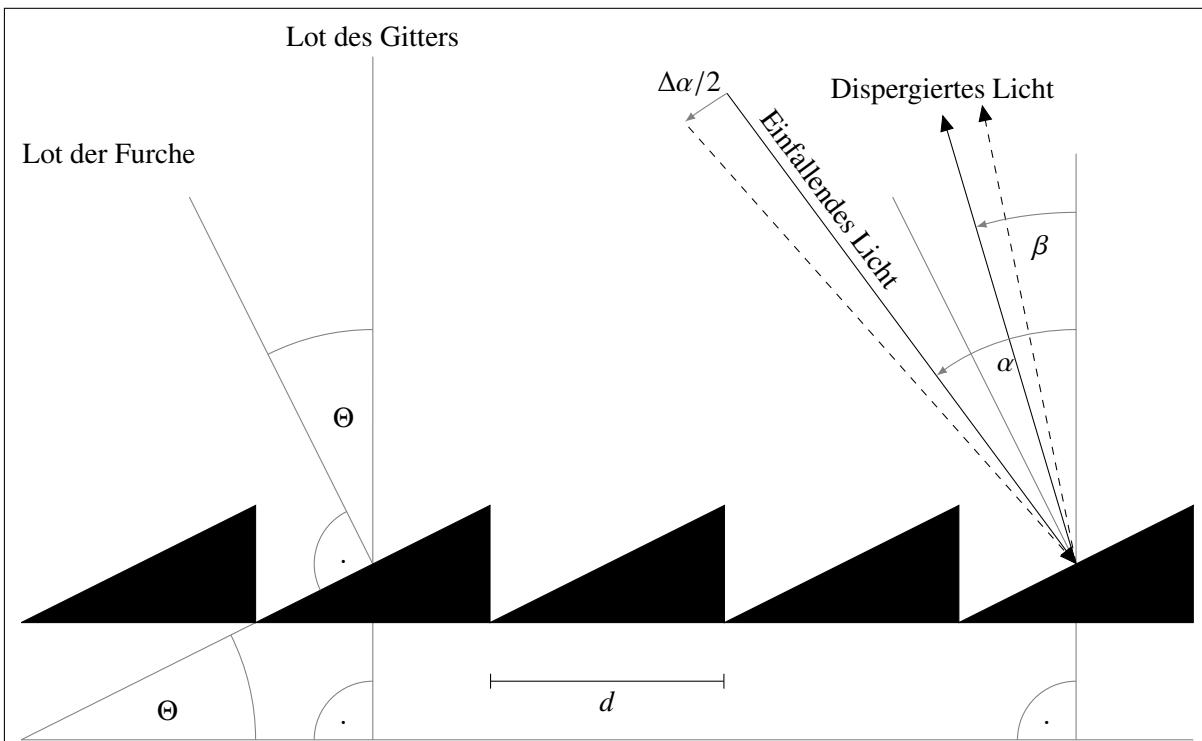


Abbildung 8.2: Blaze-Gitter und Definitionen damit verbundener Größen: d ist der "Spaltabstand", d.h. der Abstand zweier Furchen, Θ der Blaze-Winkel, α der Einfall- und β der Ausfallwinkel (Beugungswinkel) des Lichts. Bemerkung: α und β werden relativ zum Lot des Gitters gemessen und sind vorzeichenbehaftet. Winkel entgegen dem Uhrzeigersinn sind positiv, im Uhrzeigersinn negativ.

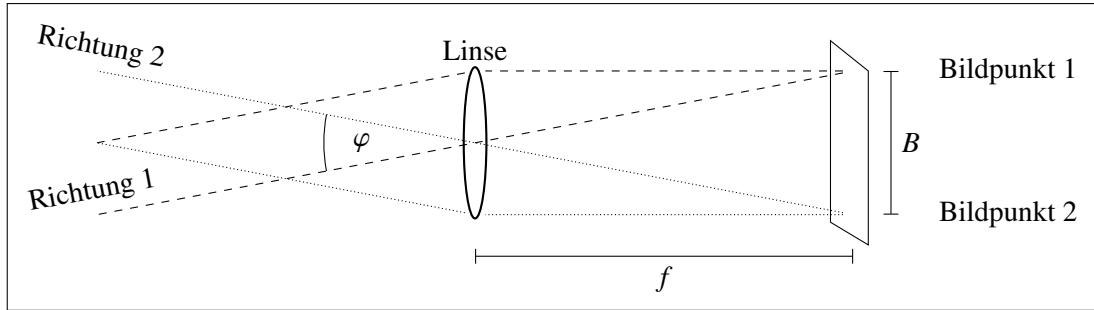


Abbildung 8.3: Abbildungsmaßstab einer Linse mit Brennweite f bei unendlicher Gegenstandsweite.

Hier ist d der Abstand zweier Furchen, n die Beugungsordnung, α der Einfall- und β der Ausfallwinkel des Lichts relativ zum Lot des Gitters. Während β einen durch die Größe des CCD Detektors limitierten Wertebereich einnehmen kann, sind d , n und α gerätespezifische, feste Größen. Gleichung 8.1 erlaubt folglich die Berechnung des Beugungswinkels β in Abhängigkeit der Wellenlänge λ .

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

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}. \quad (8.2)$$

Zwei Prozesse sind für das Verschmieren von λ 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):

$$R_{\text{Gitter}} = nN. \quad (8.3)$$

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

8.2 Vorbereitung

Die Rolle des Spaltes

Die Ausdehnung b des Eintrittsspalts 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. 8.1 und 8.2). Entsprechend variiert der Einfallwinkel α um einen kleinen Bereich $\Delta\alpha$.

Vorübung 1:

- a) Erläutern Sie anhand von Abbildung 8.3, dass für den Abbildungsmaßstab einer Linse gilt:

$$B = f\varphi. \quad (8.4)$$

Tipp: Kleinwinkel Näherung ist wegen $\varphi \ll 1$ möglich.

- b) Welchen Winkelbereich $\Delta\alpha$ umspannt der Spalt aus Sicht des Gitters?
- c) Leiten Sie Gleichung 8.1 nach α ab und ermitteln so einen Ausdruck für $d\lambda/d\alpha$. Verwenden Sie dabei die Tatsache, dass d , β und n unabhängig von α 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 Einfallwinkel $\Delta\alpha$ zu einem Verschmieren $\Delta\lambda$ und entsprechend zu einer endlichen Auflösung:

$$R_{\text{Spalt}} = \frac{n f_{\text{Koll}}}{d b \cos \alpha} \lambda. \quad (8.5)$$

Die durch die Spaltbreite vorgegebene Auflösung (Gleichung 8.5) ist typischerweise deutlich kleiner als die des Gitters (Gleichung 8.3). Daher kann in sehr guter Näherung davon ausgegangen werden, dass das Auflösungsvermögen des gesamten Spektrographen durch Gleichung 8.5 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 8.5 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 Teleskopes. 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 μm) hat ein Stern aufgrund des durchschnittlichen Bamberger Seeings von $3''$ 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 8.1 sehr stark überlappen, d.h. Licht verschiedener Ordnungen und Wellenlängen unter dem gleichen Winkel β gebeugt werden:

Vorübung 3: Für festen Einfallwinkel α und Spaltabstand d : Licht welcher Wellenlänge $\lambda_{34/46/58}$ wird in Ordnung $n = 34$, $n = 46$, $n = 58$ unter dem gleichen Ausfallwinkel β gebeugt wie Licht der Wellenlänge $\lambda_{33} = 6662.2686 \text{ Å}$ in Ordnung $n = 33$?

Beispielsweise überlappt nahezu das gesamte, mit dem Auge sichtbare Licht ($3800 \text{ Å} < \lambda < 7800 \text{ Å}$), 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 "Querdispersionselementes" geschehen, also einem zweiten Gitter oder Prisma welches zur Dispersionsrichtung des Blaze-Gitters um 90° gedreht ist. Das resultierende, stufenförmige Spektrum wird als Echelle-Spektrum (aus dem Französischen: Stufe, Leiter) bezeichnet. Abbildung 8.4 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 , α , β 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 damit verbundenen Eigenschaft $\alpha + \beta = 2\Theta$ (siehe Paragraph vor Gleichung 8.1) herausfinden. Die zugehörige Wellenlänge λ_n^0 wird als Blaze-Wellenlänge bezeichnet und ergibt sich aus Gleichung 8.1 zu

$$n\lambda_n^0 = d(\sin \alpha + \sin \beta) \Big|_{\alpha+\beta=2\Theta} = d [\sin \alpha + \sin (2\Theta - \alpha)] . \quad (8.6)$$

Ersetzt man in Gleichung 8.5 λ durch λ_n^0 , so hat man eine sehr gute Näherung für die Auflösung R_{Echelle} eines Echelle Spektrographen. Es lässt sich zeigen:

$$R_{\text{Echelle}} \approx K = \text{konstant} . \quad (8.7)$$

Hierbei ist K eine gerätespezifische Konstante, die sich aus den in Tabelle 8.1 aufgelisteten Werten berechnen lässt.

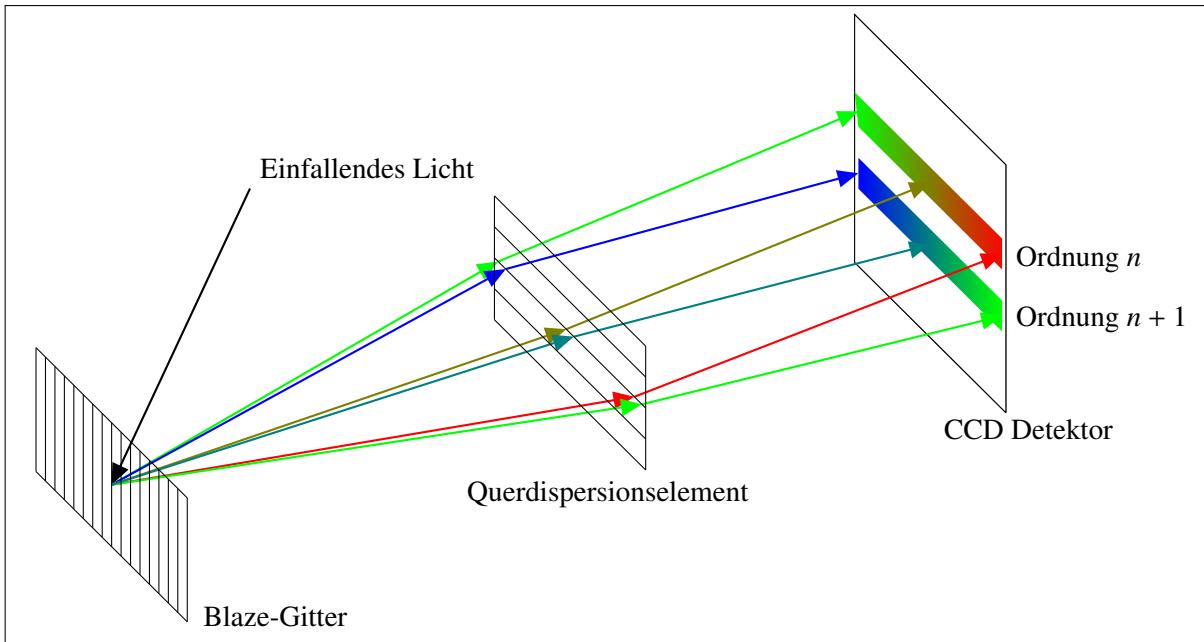


Abbildung 8.4: Prinzip eines Echelle Spektrographen: Um die überlappenden Beugungsordnungen zu trennen, wird zwischen Blaze-Gitter und Kamera-Objektiv (nicht eingezeichnet) ein zusätzliches Gitter oder Prisma mit um 90° gedrehter Dispersionsrichtung eingebaut. Dadurch werden die Ordnungen auf dem CCD Chip räumlich voneinander getrennt.

Tabelle 8.1: Spezifikationen des im Praktikum verwendeten Echelle Spektrographen.

Parameter	Wert	Parameter	Wert
Blaze Winkel Θ	63.5°	Spaltbreite b	$25 \mu\text{m}$
Einfallwinkel α	73.2°	Pixelbreite b_{Pixel}	$9 \mu\text{m}$
Ausfallwinkel β	53.8°	Kollimatorbrennweite f_{Koll}	100 mm
Spaltabstand d	1/79 mm	Kamerabrennweite f_{Kam}	150 mm

Vorübung 4: Leiten Sie Gleichung 8.7 und damit einen Ausdruck für K her! Berechnen Sie R_{Echelle} mit Hilfe von Tabelle 8.1!

Die beste Auflösung eines Spektrographen ist wertlos, wenn der Detektor sie nicht registrieren kann. Daher muss sichergestellt werden, dass das Auflösungsvermögen R_{CCD} des CCD Chips in etwa dem aus Gleichung 8.7 entspricht. Nach dem Nyquist-Kriterium ist das räumliche Auflösungselement des CCD durch die zweifache Pixelbreite b_{Pixel} gegeben.

Vorübung 5: Leiten Sie mit Hilfe des Nyquist-Kriteriums R_{CCD} her! Tipp: Aus Symmetriegründen können Sie das Ergebnis von Vorübung 4 benutzen, wenn Sie dort α , b und f_{Koll} durch die kameraseitigen Größen ersetzen (siehe Abbildung 8.1). Berechnen Sie R_{CCD} !

8.3 Durchführung

Aufgabe 1: Beobachtung

- Nehmen Sie mit Unterstützung der Betreuer mit dem Echelle Spektrographen ein Sonnenspektrum auf.
- Wenn es das Wetter zulässt, nehmen Sie auch ein Sternspektrum auf. Die Koordinaten des Zielobjektes werden Ihnen von den Betreuern zugewiesen. Ansonsten erhalten Sie die entsprechenden Rohdaten aus vorherigen Beobachtungen.

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”, Kapitel 6).
- **Entfernung von Cosmics:** Hoch-energetische, kosmische Teilchen (“Cosmics”) verursachen unerwünschte Signale auf dem CCD-Chip und treten umso häufiger auf, je länger belichtet wurde (siehe Abschnitt 11.4.9 auf S. 115). 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 angrenzende 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 λ_n^0 (siehe Gleichung 8.6) 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.
- **Wellenlängenkalibrierung:** Mit einer Thorium-Argon (ThAr) Vergleichslampe, bei der die Wellenlängen der Emissionslinien genau bekannt sind, wird die Dispersionsrelation bestimmt, d.h. jeder Pixelposition x wird eine Wellenlänge λ 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 ungemein.

Aufgabe 2: Datenreduktion Reduzieren Sie alle aufgenommenen Spektren mit dem Programm paket 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. `sonne_thar_swrm.fit`). Wenden Sie dazu den MIDAS Befehl `CENTER/GAUSS GCURSOR, 2 ? 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.

- b) Vergleichen Sie Ihre Werte mit der von MIDAS – auf die gleiche Weise – bestimmten Auflösung (siehe z.B. `sonne_thar_swrmR.ps`).
- c) Vergleichen Sie R_{Emp} mit der theoretischen Auflösung R_{Theo} und diskutieren Sie das Ergebnis! Tipp: R_{Theo} lässt sich aus R_{CCD} und R_{Echelle} bestimmen.

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. Die Harvard-Sequenz wird durch Buchstaben bezeichnet: O, B, A, F, G, K, M. Nähere Details hierzu finden sich z.B. in Karttunen et al. (2003)

Aufgabe 4: Auswertung des Sonnenspektrums

- a) Identifizieren Sie alle Absorptionslinien des Sonnenspektrums aus Tabelle 8.2 und untersuchen Sie die Abweichungen (Vorzeichen berücksichtigen!) Ihrer Wellenlängenmessungen (z.B. mit CENTER/GAUSS GCURSOR, 2 ? 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 Wellenlängenkaliibration ("MEAN RMSD"), welche anhand des Thorium-Argon-Spektrums bestimmt wurde. Warum erreichen Sie diese Genauigkeit im Sonnenspektrum nicht?

- b) Erklären Sie mit eigenen Worten was die Äquivalentbreite einer Absorptionslinie ist und wozu man sie verwenden kann.

Messen Sie die Äquivalentbreiten (mit INTEGRATE/LINE, siehe Anhang B) der Linien Ca I 6122.22 Å, Fe I 6430.85 Å und H 6562.79 Å in den Spektren der Sonne, von σ Dra (K0V) und χ Dra (F7V). Letztere finden Sie im Ordner *spektralklassifikation*.

Inwieweit entsprechen die Linien den Erwartungen aus Abbildung 8.5?

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 .../spektralklassifikation 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

- a) Ordnen Sie das von Ihnen beobachtete Sternspektrum in die Harvard-Klassifikation ein! Dazu können Sie Ihr Spektrum mit denen des Spektralatlanen (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 8.5).
- b) Im Ordner *spektralklassifikation* sollten Sie zwei weitere (bereits reduzierte und normierte) Sternspektren finden: `stern2.fit` und `stern3.fit` (beim Fehlen dieser Dateien oder entsprechender Leserchte wenden Sie sich an die Betreuer). Klassifizieren Sie auch diese beiden Sterne durch Vergleich mit dem Spektralatlanen und Identifikation typischer Merkmale (vorher RES_DOWNGRADE anwenden)!

Aufgabe 6: Auswertung des selbst aufgenommenen Sternspektrums

- a) Untersuchen Sie die Abweichungen Ihrer Wellenlängenmessungen von den Tabellenwerten (siehe Tabelle 8.2 oder 8.3) für mindestens fünf eindeutig identifizierte Spektrallinien in Ihrem selbst aufgenommenen Sternspektrum. Warum sind dabei alleinstehende, schmale Linien zu bevorzugen?
- b) Bestimmen Sie aus diesen Abweichungen mit Hilfe der Doppler-Formel die relative Geschwindigkeit zum Stern.
- c) Welche unterschiedlichen Komponenten können diese relative Bewegung verursachen?

Aufgabe 7: Anfertigung des Protokolls

Tabelle 8.2: Eine kleine Auswahl an Linien im Sonnenspektrum.

Wellenlänge [Å]	Element	Wellenlänge [Å]	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 δ)	5324.18	Fe I
4199.11	Fe I	5497.51	Fe I
4226.72	Ca I	5528.41	Mg I
4310 ± 10	G-Band (keine Linie)	5601.27	Ca I
4340.47	H (H γ)	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 β)	6562.79	H (H α)
4920.52	Fe I	6717.68	Ca I
5068.77	Fe 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 Harvard-Klassifikation, 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.

Tabelle 8.3: Auswahl an Linien für heiße Sterne.

Wellenlänge [Å]	Element	Wellenlänge [Å]	Element
3970.08	H ($\text{H}\epsilon$)	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

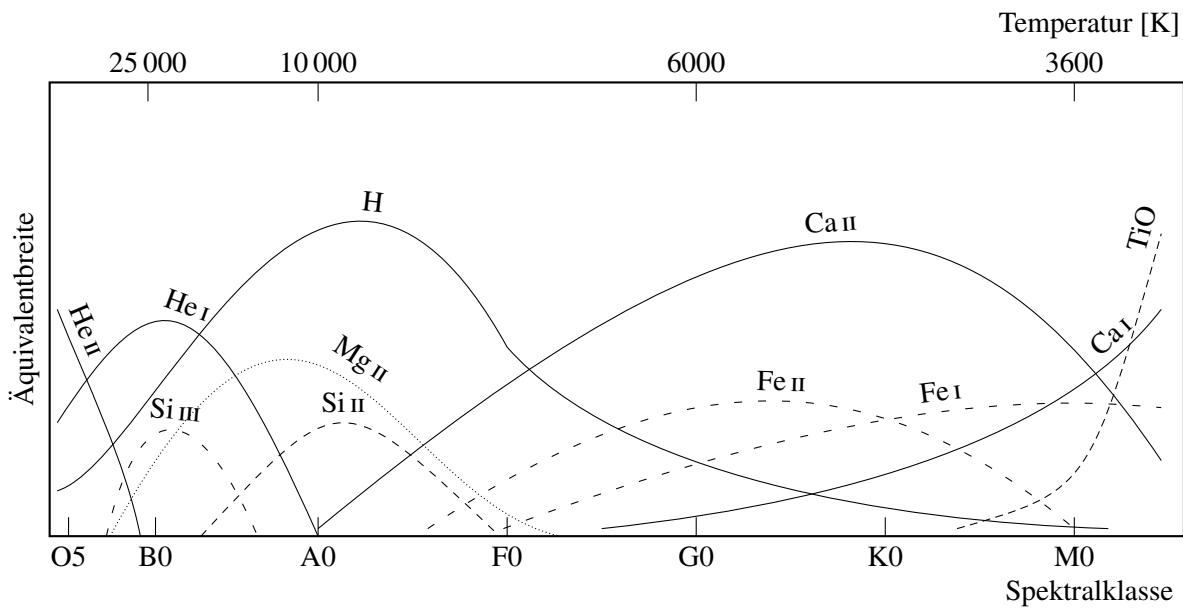


Abbildung 8.5: Qualitative Abhängigkeit der Äquivalentbreite einiger Elemente von der Spektralklasse/Temperatur eines Sternes (Abbildung nach Karttunen et al.).

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 Atlanten² finden Sie im Ordner *spektralklassifikation* (Datei *spektralatlas.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

²Quelle: Valdes F., Gupta, R., Rose, J. A., Singh, H. P. & Bell, D. J. 2004, *The Indo-US Library of Coudé Feed Stellar Spectra*, The Astrophysical Journal Supplement Series, 152, 251, siehe <http://www.noao.edu/cfclib/> 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 MIDAS³ (Munich Image Data Analysis System) reduziert und ausgewertet werden können. MIDAS ist auf den Rechnern der Sternwarte installiert. 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 auf einem Rechner der Sternwarte und wechseln Sie mit dem Befehl `cd datenreduktion` in den Ordner “datenreduktion”. Tipp: Für den weiteren Verlauf der Datenreduktion ist es sinnvoll, die Konsole am oberen, linken Rand des Bildschirms zu positionieren. Andernfalls wird sie zeitweise von MIDAS-Fenstern verdeckt. Auch sollte ihre Größe nicht geändert werden.
- MIDAS muss als Modul separat geladen werden, über das Kommand `module load midas`
- 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. sonne.fits) und mindestens eine dazugehörige ThAr-Vergleichsaufnahme (z.B. sonne_thar.fits) 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. Darauf 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. sonne.fits), als zweites das Vergleichsspektrum (z.B. sonne_thar.fits) und als drittes, optionales die Anzahl der Ordnungen (Defaultwert: 23, typischer Wertebereich: 21–27) erwartet:

CALIBR/BACH sonne.fits sonne_thar.fits [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. Andernfalls n eingeben und Kalibrierung mit richtigen Parametern neu starten.

³Handbuch unter <http://www.eso.org/sci/software/esomidas/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 sonne.fits sonne_thar.fits 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 Wellenlängenkalibrierung 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 Wellenlängenkalibration (“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 sonne_thar.fits [yn] (y)?
Das Ergebnis wird in der Konsole angezeigt und als Grafik in der Datei sonne_thar_swrmR.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 sonne.fits ? sonne_flat.fits
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. Hierbei ist zu beachten, dass Spektrum bei kurzen Wellenlängen meist stark verrauscht ist. Sie sollten daher den geplotteten Wellenlängenbereich anpassen - siehe dazu die unten aufgezählten Befehle zum Plotten.
- In Ihrem Arbeitsverzeichnis sollten folgende neuen Dateien aufgetaucht sein (falls die Ursprungsdatei sonne.fits hieß): sonne_c.fit, sonne_cs.fit, sonne_csf.fit, sonne_csfwr.fit und sonne_csfwrn.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 sonne_csfwrn.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.
- Das bisher beschriebene Verfahren zur Datenreduktion basiert auf einer zweidimensionalen Flatfield-korrektur. Manchmal kann es aber leider vorkommen, dass diese Methode keine guten Ergebnisse liefert, z.B. wenn das Sternspektrum und das Flatfield aus irgendwelchen Gründen zueinander verschoben sind. In solchen Fällen kann eine eindimensionale Flatfieldkorrektur deutlich besser funktionieren. Da die Grundbefehle die gleichen wie beim zweidimensionalen Verfahren sind, wird die Reihenfolge an MIDAS Befehlen hier nur kurz skizziert:

```
CALIBR/BACH sonne.fits sonne_thar.fits [num]
PIPELINE/BACHES sonne.fits ? no_flat
CALIBR/BACH sonne_flat.fits sonne_thar.fits [num]
PIPELINE/BACHES sonne_flat.fits ? no_flat
REBIN/II sonne_flat_cswrm_temp sonne_flat_cswrm.fit sonne_cswrm.fit
COMPUTE/IMAGE sonne_cswrmf = sonne_cswrm.fit / sonne_flat_cswrm_temp
OUTDISK/FITS sonne_cswrmf sonne_cswrmf.fit
```

Das Endergebnis dieser Reduktionsmethode ist somit sonne_cswrmf.fit. Bitte beachten: Diese Methode sollte nur verwendet werden wenn sie explizit vom Betreuer empfohlen wurde.

Im Folgenden noch eine Liste an Hinweisen und Befehlen (zum Teil schon vorher erwähnt), mit denen Sie mit MIDAS Spektren plotten und untersuchen können. Da das Spektrum bei kurzen Wellenlängen meist stark verrauscht ist, sollten Sie den geplotteten Wellenlängenbereich anpassen.

- 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 sonne_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 sonne_csfwrm.fit

- Fitten eines Gaußprofils an Emissions- oder Absorptionslinien im aktuellen Plotfenster:

 CENTER/GAUSS GCURSOR,2 ? emission

 CENTER/GAUSS GCURSOR,2 ? 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 sonne_cswrfm.fit

Das entstandene, niedrig aufgelöste Spektrum heißt dann sonne_cswrfm_atlas.fit.

- Messung der Äquivalentbreite (also der wegabsorbierten Fläche in einem normierten Spektrum) einer Absorptionslinie im Bereich xlow < λ < xhigh:

 SET/GRA xa=xlow,xhigh

 PLOT sonne_cswrfm.fit

 INTEGRATE/LINE sonne_cswrfm.fit

Im Plotfenster klickt man nun den linken und rechten 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 sonne.fits [CUTS=low,high] [SCALE=scx,scx] [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 sonne.fits 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 sonne.fits [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/GRAFH 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
```

- Falls Sie ein externes Programm (z. B. gnuplot) verwenden möchten, können Sie das finale Spektrum in eine zweispaltige Textdatei umwandeln.

```
TOCSV/BACH sonne_cswrfm.fit
```

In diesem Fall wird die Textdatei als sonne_csfwrm.fit.dat gespeichert.

- Beenden von MIDAS mit

```
BYE
```

KAPITEL 9

RADIOASTRONOMIE

9.1 Einleitung

9.1.1 Geschichte und Rolle der Radioastronomie

In diesem Praktikumsversuch soll anhand von Beobachtungen mit dem SPIDER 300A (siehe Kap. 12) 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 $\lambda = 14.6\text{ m}$ (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 Radioquelle¹.
- 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 $\lambda = 21\text{ cm}$.

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

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 $\lambda = 7.4 \text{ cm}$).

1967 Jocelyn Bell entdeckt den ersten Pulsar.

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 lebhafte wissenschaftliche und politische Diskussion. Es wird erwartet, dass das SKA mindestens 1.8 Milliarden Dollar kosten wird und dass der Baubeginn 2024 stattfinden soll. Erste Messungen sollen 2028 durchgeführt werden. 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/>

9.1.2 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 ν eingestrahlten Energie. Die Einheit dieser Größe ist das *Jansky* (Jy),

$$1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ Js}^{-1} \text{ m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \quad (9.1)$$

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 dann

$$P = A \int_0^{\infty} d\nu S(\nu) \quad [\text{W}] \quad (9.2)$$

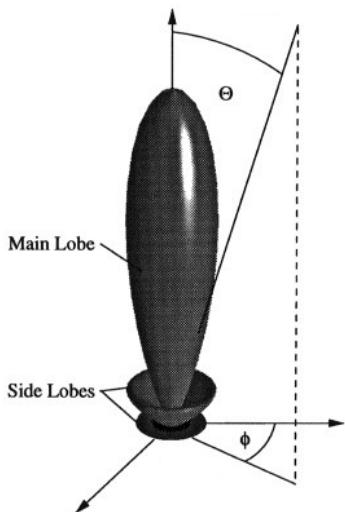


Abbildung 9.1: Richtcharakteristik einer Parabolantenne mit der Hauptkeule (*main beam*) und den Nebenkeulen (*side lobes*). Die Hauptkeule zeigt in Beobachtungsrichtung (Θ und ϕ sind hier Winkel bezüglich dieser.).

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

$$P_{\text{mess}} = \int_0^{\infty} d\nu A_{\text{eff}}(\nu) S(\nu) \quad [\text{W}] \quad (9.3)$$

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 Φ und Θ (z.B. Azimut und Elevation oder Rektaszension und Deklination) die Einfallrichtung darstellen. Die gesamte Flussdichte wird durch Integration über den Raumwinkel erhalten,

$$S(\nu) = \int_{\text{sky}} d\Omega B(\nu, \Theta, \Phi) \quad [\text{W Hz}^{-1} \text{ m}^{-2}] \quad (9.4)$$

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 9.1 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 (θ, ϕ) 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 (θ, ϕ) müssen Beiträge aus allen Richtungen berücksichtigt werden. Mit Kombination von Gl. 9.3 und Gl. 9.4 erhält man

$$P_{\text{mess}}(\theta, \phi) = \int_0^{\infty} d\nu A_{\text{eff}}(\nu) \int_{\text{sky}} d\Omega B(\nu, \Theta, \Phi) \Pi_{\text{Ant}}(\theta, \phi, \Theta, \Phi, \nu) \quad [\text{W}] \quad (9.5)$$

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.² Als Punktquellen gelten Quellen, deren Winkelausdehnung wesentlich kleiner als die der Hauptkeule der Antenne ist.

Eine (typische) Antenne ist nur sensitiv für eine Polarisationsrichtung, daher müsste die Polarisation in Gl. 9.5 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.³ Die beobachtete Flussdichte lässt sich über die Antennentemperatur ausdrücken,

$$S(\nu) = \frac{2k_B T_{\text{Ant}}(\nu)}{A_{\text{eff}}} \quad [\text{W Hz}^{-1} \text{ m}^{-2}] \quad (9.6)$$

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

9.1.3 Kalibration des SPIDER 300A

Der eingehende Strahlungsfluss wird über das Radioteleskop in ein Ausgabesignal umgewandelt. Das Verhältnis der Intensitäten von ein- und ausgehendem Signal wird durch den frequenzabhängigen Gain-Faktor bestimmt. Zur Kalibration des SPIDER 300A 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:

$$\frac{P_{\text{on}}}{P_{\text{off}}} = \frac{T_{\text{Ant}} + T_{\text{noisecal}}}{T_{\text{Ant}}} \quad (9.7)$$

T_{noisecal} charakterisiert die Intensität des Signals der Rauschdiode. Gleichung 9.7 lässt sich leicht umformen zu

$$T_{\text{Ant}} = \frac{T_{\text{noisecal}}}{\frac{P_{\text{on}}}{P_{\text{off}}} - 1} \quad (9.8)$$

Mittels Gleichung (9.8) wird ein kalibrierter Wert für T_{Ant} errechnet, in dem neben dem Beitrag der beobachteten Quelle T_{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 Reflexion an der Parabolantenne, in den Empfänger gelangen. Ein großer Beitrag zu $T_{\text{spillover}}$ kann z.B. durch in der Nähe der Antenne plazierte warme Gegenstände (Bäume, Menschen, Erdboden,...) entstehen. Im Allgemeinen ist $T_{\text{spillover}}$ und damit T_{sys} elevationsabhängig. Die Hintergrundstrahlung und der Beitrag des Receivers werden durch T_{sky} bzw. T_{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_{source} und T_{sys} zu trennen.

Bei der Kalibration sollte keine variable Quelle 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.

²Die Helligkeitsverteilung einer Punktquelle an der Position (θ_0, ϕ_0) ist $B(\nu, \theta, \phi) = B_0(\nu)\delta(\theta - \theta_0)\delta(\phi - \phi_0)$, wobei δ die Dirac δ -Distribution ist.

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

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.

Störeffekte

Ein großes Problem in der Radioastronomie ist die Überlagerung der schwachen zu messenden Signale kosmischer Quellen 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 (siehe Abschnitt 7.4.2). Die Situation in der Radioastronomie ist sogar schlechter, weil die zu messenden Signale im Vergleich zu den Störsignalen noch schwächer sind, als das im Optischen der Fall ist.

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 Emittoren, 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 „hinüberschwapp“t. Zum Anderen emittieren viele Transmitter auch (unbeabsichtigt) Strahlung bei den Vielfachen ihrer nominalen Frequenz („Obertöne“).

Messbare RFI wird erzeugt durch Handys, WLAN, 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>).

Neben RFI gibt es auch interne Störeffekte innerhalb der Radioteleskope, die mit den folgenden Begriffen bezeichnet werden:

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 Empfangsanenne im Feedhorn (oder in einem Sekundärfokus) befindet, kann Strahlung aus anderen Richtungen als der Beobachtungsrichtung auf direktem Weg (also ohne Reflexion durch die Parabolantenne) den Empfänger erreichen.

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

9.2 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 sollen vor Versuchsbeginn behandelt werden. Sie müssen separat schriftlich abgegeben werden und sollen nach der Versuchsdurchführung in das Praktikumsprotokoll mit einfließen.

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.

9.2.1 Theoretische Vorüberlegungen (vor Versuchsbeginn zu bearbeiten!)

Vorübung 1: Berechnen Sie die Winkelauflösung des Spider 300A Radioteleskops (Durchmesser 3 m) bei $\lambda = 21 \text{ cm}$ anhand der Abschätzung der Größe des sogenannten *Airy-Scheibchens* mit dem Winkeldurchmesser $\alpha = 1.22\lambda/D$. Wie groß müsste ein Radioteleskop sein, um das Auflösungsvermögen des menschlichen Auges ($\sim 1 \text{ arcmin}$) zu erreichen? Warum kann das kleinere menschliche Auge eine so viel bessere Auflösung erreichen als das größere Radioteleskop?

Vorübung 2: Welches Intensitätsprofil erwarten Sie mit dem SPIDER 300A, 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: Geben Sie das Plank'sche Strahlungsgesetz in Frequenz- und Wellenlängendarstellung an. Für große Wellenlängen wird die spektrale Leistungsdichte hinreichend gut durch das *Rayleigh-Jeans-Gesetz* beschrieben. Leiten Sie dieses aus dem Plank'schen Strahlungsgesetz her, indem Sie den Exponentialterm in eine Taylor-Reihe entwickeln. Berechnen Sie nun damit die Flußdichte $S(\nu)$ der Sonne bei 21 cm Wellenlänge unter der Annahme, dass sie ein schwarzer/thermischer Strahler der Temperatur $T = 5800 \text{ K}$ ist (die Temperatur der Sonnenoberfläche). Vergleichen Sie Ihr Ergebnis mit dem tatsächlichen Wert von $S \sim 5 \times 10^{-21} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$. Welcher Temperatur entspricht 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 $\lambda = 21 \text{ cm}$ Wasserstofflinie? Erwarten wir eine solche Linie im Sonnenspektrum?

Vorübung 5: Berechnen Sie aus der Dopplerformel $\Delta f/f = v/c$ die Frequenzänderung, die einer thermischen Bewegung bei 100 K ($\sim 1 \text{ km s}^{-1}$) entspricht. Vergleichen Sie die Frequenzänderung mit der Frequenzauflösung des Radioteleskops. *Hinweis: Die technischen Daten des Teleskops finden Sie in Kapitel 13.*

Vorübung 6: RFI ist ein großes Problem der Radioastronomie und entsteht selbst durch kleine elektronische Geräte, die wir im Alltag verwenden. RFI Signale sind oft um Größenordnungen stärker als astrophysikalische Radioquellen. Um ein Gefühl für diese Größen zu bekommen, plotten Sie das Spektrum der stärksten Radioquellen am Himmel (nach der Sonne) – Cas A – in dem Frequenzbereich des SPIDER 300A Teleskops 1390–1460 MHz. Das Spektrum kann als ein einfaches Potenzgesetz der Beziehung $S_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ angenommen werden mit $S_{2.6 \text{ GHz}} = 1500 \text{ Jy}$ und $\alpha = 0.75$. Wie groß ist die gesamte in diesem Frequenzbereich empfangene Leistung?

9.3 Durchführung

9.3.1 Beobachtung der Radiosonne

Um zu verstehen, wie das Aufnahmeprofil des Radioteleskops aussieht, eignet sich ein Cross-Scan der Sonne. Dabei handelt es sich um zwei Scans: Einen Scan in Elevations- sowie einen weiteren in Azimut-Richtung. Mit einem Cross-Scan lässt sich außerdem die Antennencharakteristik bezüglich der Side-Lobes bestimmen.

Aufgabe 1: Messen Sie das Intensitätsprofil der Sonne mithilfe eines Cross-Scans. Die Cross-Scan Funktion der Steuerungssoftware führt sowohl den Scan in Azimut- als auch Elevationsrichtung durch. Wiederholen Sie die Messung mindestens zweimal.

Zur Vorbereitung der Messung, wählen Sie in der Oberfläche zur Teleskopsteuerung auf der linken Seite die Sonne (sun) als Ziel. Mit einem Klick auf den GOTO-Knopf fährt das Teleskop die Sonne selbstständig an. Hat das Teleskop sein Ziel erreicht, vergewissern Sie sich, dass die Anfahrt abgeschlossen ist. Unter Umständen muss der GOTO-Knopf ein Weiteres mal betätigt werden um den Anfahrtsvorgang zu beenden.

Auf der rechten Seite der Oberfläche wählen Sie in der Mitte, im Feld ‘IF Gain (dB)’, eine geeignete Verstärkung für die jeweilige Polarisation (ia und ib). Das Signal sollte jeweils eine maximale Stärke im Bereich 30 000 bis 60 000 im ‘Total Power Plot’ (oben rechts) haben, während das Teleskop auf die Sonne gerichtet ist.

Wählen Sie nun im mittleren Bereich der Softwareoberfläche den Reiter ‘Total Power Plots’. Unterhalb der Anzeige für die zwei Graphen der Messung finden Sie die einstellbaren Parameter für den Cross-Scan. Für den Parameter ‘Reference-frame’ sollte ‘Horizontal’ eingestellt sein. Den Messbereich in Grad für die Azimut- als auch Elevationsrichtung stellen Sie im Feld ‘Span [deg]’ ein. Die zugehörige Schrittweite kann im Feld darunter, ‘Step [deg]’, gewählt werden. Ein Messbereich von 20° in 0.5° Schritten sollte ausreichen. Die Messdauer für die einzelnen Messpunkte wird im Feld ‘Averages [s]’ in Sekunden eingestellt. Da es sich bei der Sonne um die hellste Radioquelle am Himmel handelt, reicht hier ein Wert von einer Sekunde. Für das Feld ‘Devices’ wird ‘IF’ gewählt. Zum Schluss stellen Sie sicher, dass der Haken bei ‘Save as FITS’ gesetzt ist.

Sind alle Parameter eingestellt, betätigen Sie den Knopf ‘Verify Syntax and System’ und anschließend den Knopf ‘START CROSS-SCAN’, um die Messung zu beginnen.

9.3.2 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 dar. Typische Temperaturen in interstellaren H I Wolken sind $\sim 100\text{ K}$, so dass sich die Atome in ihrem Grundzustand befinden. Ein solches Wasserstoffatom besteht aus einem Proton und einem Elektron, die sich im Grundzustand in der energetisch günstigsten Konfiguration befinden. Wie jedes Elementarteilchen haben auch die Elektronen und Protonen einen *Spin*. Diese vektorielle Größe kann in klassischer Betrachtung⁴ als Drehspin der Teilchen verstanden werden und sorgt auch in der quantenmechanischen Beschreibung zusammen mit der elektrischen Ladung für ein magnetisches Moment. Die Regeln der Quantenmechanik erlauben nur zwei Konfigurationen der Spins und damit der magnetischen Momente für das Proton und Elektron im Wasserstoffatom. Es zeigt sich, dass die Ausrichtung der Spins parallel zueinander energetisch weniger günstig ist als die Ausrichtung antiparallel. Der Übergang zwischen diesen energetischen Zuständen kann u.a. durch Emission, bzw. Absorption eines Photons der Wellenlänge 21 cm, bzw. der Frequenz $f = 1420.4\text{ MHz}$ geschehen. Dieser Übergang ist jedoch ein so genannter verbotener Übergang, das heißt, die Wahrscheinlichkeit dass ein bestimmtes Atom diesen Übergang macht ist sehr klein. Oder anders gesagt: Ein Wasserstoffatom im parallelen Zustand braucht sehr lange um in den antiparallelen Zustand zu wechseln. Aufgrund dieser langen Lebensdauer wird der Grundzustand meistens durch Stöße mit anderen Atomen entvölkert bevor ein radiativer Übergang stattfinden kann. Nur in Bereichen mit sehr niedriger Teilchendichte und geriner Temperatur (wie in kalten interstellaren Wasserstoffwolken) ist daher die 21 cm Strahlung zu sehen.

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 Emissionslinie des neutralen Wasserstoffs ist eigentlich sehr schmal, aufgrund der thermalen Bewegung der Atome wird die Linie aber durch den Dopplereffekt verbreitert. H I Linienprofile, die deutlich über diesen Wert hinaus verschoben sind, können auf die unterschiedlichen Rotationsgeschwindigkeiten der unterschiedlichen Wolken in unterschiedlichen Bereichen der Galaxis zurückgeführt werden. 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.

Aufgabe 2: Argumentieren Sie, warum die Wolke mit der maximalen Rotationsgeschwindigkeit entlang einer Sichtlinie auch gleichzeitig die nächste zum galaktischen Zentrum sein muss.

Die Geschwindigkeit einer Wolke wird aus der Verschiebung der beobachteten Frequenz f relative zur

⁴Achtung: Allgemein ist der Spin eine rein quantenmechanische Größe und kann klassisch nicht verstanden werden!

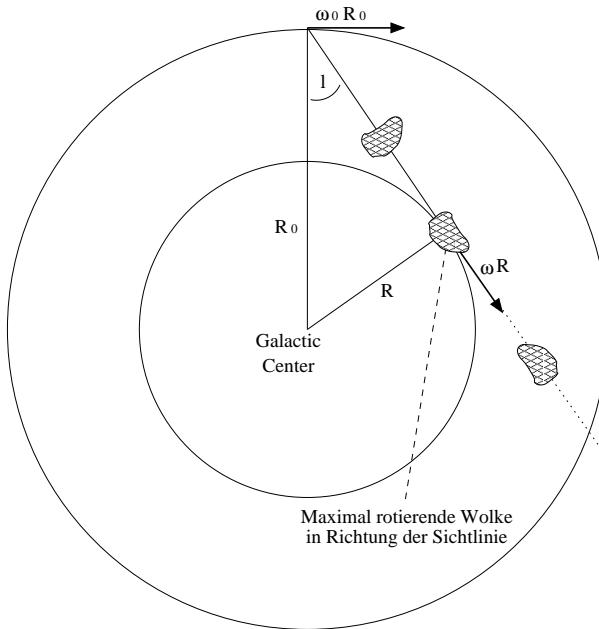


Abbildung 9.2: Skizze zur Messung der Galaktischen Rotation

Frequenz im Ruhesystem (1420.406 MHz) errechnet

$$v_{\text{observed}} = \frac{(1420.406 \text{ MHz} - f)c}{1420.406 \text{ MHz}} - v_{\text{lsr}}. \quad (9.9)$$

v_{lsr} entspricht der Geschwindigkeit der Sonne relativ zur mittleren Geschwindigkeit der Sterne in der Umgebung der Sonne. Diese Umgebung wird als *local standard of rest* (LSR) bezeichnet. Vereinfacht nehmen wir an, dass der LSR sich mit der Drehgeschwindigkeit der Galaxis bewegt (etwa 220 km s^{-1} im Abstand der Sonne). Den Wert für v_{lsr} finden Sie in der Tabelle der extrahierten Daten in der ersten Zeile. 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 zum Galaktischen Zentrum (l : Galaktische Länge) ab und muss bei der Bestimmung von v_{rot} , ebenso wie v_{lsr} berücksichtigt werden.

Die Rotationsgeschwindigkeit der Galaxie im Abstand R ergibt sich schließlich zu

$$v_{\text{rot}}(R) = v_{\text{observed}}(R) + \omega_0 R_0 \sin(l). \quad (9.10)$$

Aufgabe 3: Messen Sie die H I Linienemission entlang der sichtbaren Galaktischen Längen (eine Schrittweite von weniger als 5° ist nicht sinnvoll).

Gehen Sie für die Messung wie folgt vor:

- i) Geben Sie links in der Montierungskontrolle im *Galactic* tab die gewünschten Zielkoordinaten ein. Ein Klick auf *GOTO* bewegt das Teleskop.
- ii) Sobald das Teleskop das Ziel erreicht hat kann die Messung gestartet werden. Wechseln Sie dazu in den *OnOff* tab und stellen Sie den *offset* auf einen geeigneten Wert⁵. Die Einheit des *offset* entspricht in etwa dem Auflösungsvermögen des Teleskops in Grad. Wählen Sie die größtmögliche Beobachtungszeit und Anzahl an Wiederholungen. Vergewissern Sie sich, dass *save FITS* und *onoff* ausgewählt ist und starten Sie die Messung.
- iii) Wiederholen Sie Schritte 1 und 2 für alle beobachtbaren Koordinaten.

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

⁵Grundsätzlich werden Radiomessungen einer Quelle gegen den Hintergrund kalibriert. Das bedeutet, es wird zusätzlich zur eigentlichen Messung der Quelle auch zwei Messungen einige Grad entfernt von der Quelle, davon einmal mit und einmal ohne Referenzsignal, insgesamt also 3 Messungen durchgeführt. Mit den zwei *off* Messungen wird die eigentliche Messung kalibriert, was für die Bestimmung der Rotationsgeschwindigkeit jedoch ohne Belang ist. Um Artefakte in den Daten zu reduzieren, sind die *off* Spektren dennoch hilfreich.

9.3.3 Auswertung

Es wird empfohlen die Auswertung mit S-Lang (siehe Kapitel 15) oder python durchzuführen, da dort spezielle Funktionen bzw. Pakete existieren, die die Arbeit erleichtern. Die grundlegende Struktur der Daten, die mit dem SPIDER 300A Teleskop aufgenommen wurden, wird in den nächsten Unterkapiteln vorgestellt. Alle Dateien zur Auswertung werden von der Software im FITS Format geschrieben.

FITS-Format

Eine FITS Datei kann aus mehreren sogennanten *extensions* bestehen. Jede *extension* besteht aus einem *header* und den Daten. Der *header* enthält wichtige Metadaten wie z.B. das Beobachtungsdatum, Namen der Spalten und Koordinatensysteme. Die Daten liegen sowohl bei einem Bild als auch einer Tabelle (z.B. Messwerte) als 2D-Array vor. Für ein Bild entsprechen die Zeilen und Spalten des Arrays den *x*- und *y*-Koordinaten des Bildes. Für eine Tabelle (z.B. Messwerte) entsprechen die Spalten der jeweiligen Messgröße und die Zeilen einer konkreten Messung. Es empfiehlt sich eine FITS Datei immer erst mit einem FITS-Viewer zu betrachten (Shell-Befehl: fv), um ein Gefühl für das Format der jeweiligen Datei zu entwickeln.

Hinweis: Ein ‘Wert’ eines bestimmten Feldes kann auch mehrdimensional sein, also wiederum vom Typ array.

Python Um eine Datei im FITS-Format in python zu öffnen, empfiehlt sich das astropy Modul. Ein Beispiel-Skript, um Werte aus einer FITS-File auszulesen ist

```
from astropy.io import fits

hdu = fits.open("beispiel.fits")[1]      # die Zahl in der eckigen Klammer
                                         # gibt die extension-Nummer an
data = hdu.data                          # Extrahieren der Daten (Tabelle oder Bild)
header = hdu.header                      # Extrahieren des Headers

obsfreq = header["OBSFREQ"]               # Keyword OBSFREQ aus Header extrahieren

# loop ueber die einzelnen Zeilen (Messungen)
for line in data:
    print(line["Az_Offset"], line["LEFT_POL"]) # gibt die Werte der Spalten
                                                # Azimut-Offset und IntensitÃ¤t
                                                # der linken Polarisierung fÃ¼r jede
                                                # Zeile aus
```

ISIS In ISIS (S-Lang) lassen sich FITS-Dateien mithilfe der *cfitsio* verarbeiten:

```
isis> variable data = fits_read_table("beispiel.fits[1]");
isis> print(data);                  # zeigt Struktur der Daten von extension Nr. 1

{counts=Integer_Type[924],   # Ausgabe vom print Befehl
 time=Double_Type[924]}     # Im Beispiel gibt es die Spalten counts und time
                           # Jede Spalte hat 924 Eintraege (= Anzahl Zeilen)
isis> print(data.counts)     # Zugriff und Ausgabe der Spalte counts
```

Cross-Scan

Erstellen Sie jeweils ein Diagramm, das die Intensität als Funktion des Offsets in Azimut bzw. Elevation zeigt. Mitteln Sie dazu die jeweiligen Cross-Scans aus den weiteren Messungen. (Dafür empfohlene

Programme sind ISIS, gnuplot oder python). Ermitteln Sie durch Fit einer Gauß-Verteilung die FWHM (Full Width at Half Maximum) des Main-Lobes. Achten Sie dabei auf sinnvolle Startwerte für den Fit. Ist dieser Wert beim Scan in Azimut und Elevation identisch? Warum muss der Wert des FWHM in Azimut-Richtung noch korrigiert werden? Vergleichen Sie Ihren Messwert mit dem Ergebnis aus Vorübung 1. Berücksichtigen Sie auch den statistischen Fehler der sich aus der mehrfachen Messung des Intensitätsprofils ergibt.

Bestimmen Sie außerdem aus den Cross-Scans die Position der Sidelobes falls diese zu sehen sind. Schätzen Sie außerdem wie viel Intensität in den Sidelobes steckt im Vergleich zum Hauptpeak.

Milchstraßenmessung

Für jede Messung der Milchstraße wird eine neue FITS-Datei angelegt. Ihnen wird ein Skript bereit gestellt, mit dem Sie ein gemitteltes Spektrum pro galaktische Länge erhalten. Das Spektrum liegt als Textdatei vor und muss noch von Ihnen in einem Diagramm aufgetragen werden. Dazu empfiehlt sich ISIS, python oder GNUPLOT. In der Datei finden Sie drei Spalten: die erste entspricht der x -Achse in Frequenz (MHz), die zweite und dritte Spalte der Intensität in der entsprechenden Polarisation. *Hinweis:* Verwenden Sie nur die Messung für die linke Polarisation.

Das Skript zur Daten-Reduktion rufen Sie wie folgt auf:

```
python3 spider300a_spectrum.py --data_dir <Ordner mit Spektren im .fits Format>
--outdir <Ausgabe-Pfad>
```

Die Pfade (<...>) sind dabei jeweils zu ersetzen. Sie können jederzeit das optionale Argument $-h$ verwenden um eine Übersicht und Beschreibung aller Argumente anzuzeigen. Die Ausgabedateien können Sie in python3 zur weiteren Verarbeitung z.B. mit

```
import numpy as np

data_spider = np.loadtxt(<filename>, comments="#")

einlesen.

Zur Bestimmung der Frequenzverschiebung plotten Sie eines der gemessenen Spektren zusammen mit den Daten der LAB-Messung für die entsprechende Sichtlinie. Das LAB Spektrum kann unter http://www.astro.uni-bonn.de/hisurvey/euhou/LABprofile/ als Textdatei heruntergeladen werden. Passen Sie die Frequenzachse Ihrer Daten an um eine möglichst gute Übereinstimmung zwischen Ihren Daten und der LAB-Messung zu erreichen. Achtung: Sie müssen die Intensität der gemessenen Daten noch skalieren um die Spektren zu vergleichen. Die finale Kalibration der Daten mit der bestimmten Verschiebung erreichen Sie, indem Sie folgende Parameter dem Aufruf des Extraktionsskripts hinzufügen

--shift <Verschiebung in MHz>
```

Damit erhalten Sie die kalibrierten, gemittelten Spektren im Textformat. Verifizieren Sie die Kalibration indem Sie nochmals ein korrigiertes Spektrum mit dem LAB Spektrum vergleichen.

Lesen Sie nun aus den kalibrierten gemessenen Linienprofilen die Frequenz der maximal rotverschobenen 21 cm-Linie für jedes Spektrum ab. Errechnen Sie daraus die entsprechende gemessene Geschwindigkeit v_{observed} , den Abstand zum Galaktischen Zentrum R (in kpc) der maximal rotierenden H I Wolke, sowie die zugehörige Rotationsgeschwindigkeit v_{rot} . *Hinweis:* Den Wert von v_{lsr} finden Sie jeweils in der ersten Zeile der Datei mit dem kalibrierten, gemittelten Spektrum fñr die entsprechende galaktische Länge. Tragen Sie die berechneten Werte von v_{rot} in einem Diagramm als Funktion von R auf, um eine Rotationskurve der Galaxis zu erhalten. Schätzen Sie den Fehler der gemessenen Frequenzverschiebung und bestimmen Sie mittels Fehlerfortpflanzung die Unsicherheit für v_{rot} und tragen diese ebenfalls im Diagramm ein.

Markieren Sie in einem gemessenen Spektrum beispielhaft die abgelesene Frequenz, sowie die abgeschätzte Frequenzunsicherheit. Alle kalibrierten, gemessenen Spektren sollen im Anhang gezeigt werden.

Danksagung: Wir bedanken uns herzlich bei Prof. Dr. Franz Kerschbaum von der Universität Wien, der erheblich zur “Inspiration” zu diesem Versuch beigetragen hat.

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

Teil III

Beobachten und Datenauswertung

KAPITEL 10

COMPUTERBENUTZUNG UND LINUX

10.1 Allgemeines

- Jeder Gruppe [1–20] steht ein **Account** (Benutzername: `prakti[1–20]`, 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 in Studon hochgeladen werden und zusätzlich 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 automatisch erkannt und gemountet (Es öffnet sich dann ein neues Fenster).
- Private Rechner dürfen **nicht** an das Ethernet-Netzwerk der Sternwarte angeschlossen werden. Für den Internet-Zugang steht Ihnen jedoch die üblichen Netzwerke FAU.fm und eduroam zur Verfügung.

10.2 Remote an der Sternwarte arbeiten

Alle Arbeitsrechner der Sternwarte sind (derzeit noch) direkt mit dem Internet verbunden, d.h. es ist möglich sich auch von außerhalb der Sternwarte, z.B. von Zuhause aus, auf den Rechnern der Sternwarte einzuloggen und auf den Rechnern zu arbeiten. Die Daten im Homeverzeichnis sind auf jedem Rechner verfügbar.

Zum Login stehen zwei Möglichkeiten zur Verfügung:

i) Login mit ssh

Mit ssh kann man sich direkt mit dem gewünschten Rechner verbinden. Dazu muss auf Ihrem Rechner ein entsprechender ssh client installiert sein; ssh clients gibt es nicht nur für Linux, sondern auch für Mac OS und Windows (z.B. putty oder WinSSH). Zum Login geben Sie den Namen eines Rechners an der Sternwarte ein, z.B. `corona.sternwarte.uni-erlangen.de`, sowie Ihren Usernamen und Ihr Passwort. Um Überlastung einzelner Rechner zu vermeiden, sind jeder Gruppe mehrere Rechner zugeordnet. Die Liste der Rechner, die Sie verwenden können, finden Sie weiter unten auf S. 95. Nach dem Login erhalten Sie eine Shell (siehe unten) mit der Sie Befehle ausführen

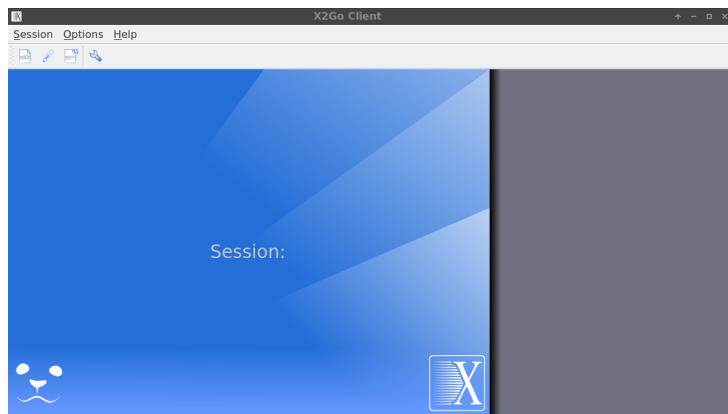


Abbildung 10.1: Fenster von X2Go

oder Programme starten können. Allerdings sollten Sie auf diesem Wege *keine* Programme starten, die ein eigenes Fenster erzeugen (z.B. einen PDF Viewer), da der Transfer der ganzen Bilddaten aufwendig ist und in aller Regel ein sinnvolles Arbeiten so nicht möglich ist. Darüberhinaus müssen Sie – sofern Sie kein Linux verwenden – einen entsprechenden X11 Server auf Ihrem Rechner installieren (z.B. cygwin). Für diese Arbeiten empfehlen wir daher dringend Variante 2.

ii) Remote Desktop

Remote Desktop bedeutet, dass der komplette Bildschirm Inhalt, so wie Sie ihn beim Login direkt an einem Rechner an der Sternwarte sehen würden, auf Ihren Rechner übertragen wird.

Um dieses Verfahren nutzen zu können, müssen Sie zunächst die Remote Desktop Software X2Go auf Ihrem Rechner installieren. Gehen Sie dazu auf die Website <https://wiki.x2go.org/doku.php/download:start>, laden Sie den passenden Client (Windows, Mac OS, Linux) für Ihr System herunter und installieren Sie diesen.

Wenn Sie den X2Go Client erfolgreich installiert haben, starten Sie X2Go; es erscheint ein Fenster (siehe Bild 10.1). Sofern Sie nicht automatisch aufgefordert werden, eine neue Session anzulegen, wählen Sie im Menu “Session” —> “New Session” aus. In diesem Dialog (siehe Bild 10.2) müssen Sie eine neue Session anlegen. Geben Sie dazu folgende Werte in das Dialogfenster ein:

- Session Name: Der Name der Session, z.B. Remeis.
 - Host: den vollständigen Namen des Rechners, in unserem Beispiel `xxyyzz.sternwarte.uni-erlangen.de`.
- Hinweis:** Sie müssen allerdings einen Rechnernamen aus der Ihrer Gruppe zugewiesenen Rechner auswählen (siehe weiter unten).
- Login: Ihren Benutzernamen, z.B. `prakti1`
 - wählen Sie dann unter Session Type in der Drop Down Box noch XFCE aus.
 - wenn Sie alles eingegeben haben, klicken Sie auf OK.

Nachdem Sie nun eine Session angelegt haben, können Sie die Session starten, in dem Sie auf das Feld “Remeis” (oder wie Sie Ihre Session genannt haben) klicken. Sie müssen dann noch Ihr Passwort eingeben und auf Return drücken oder auf OK klicken.

Nun verbindet sich X2Go mit dem angegebenen Rechner und sofern alle Eingaben (Rechnername, Username, Passwort) korrekt sind, erscheint nach kurzem ein neues Fenster, in dem alsbald der Desktop dargestellt wird. Sie können das Fenster auch vergrößern oder maximieren. Jetzt können Sie auf dem Rechner arbeiten, als würden Sie sich direkt an der Sternwarte befinden.

Hinweis: manche Anwendungen, die den Bildschirminhalt häufig und schnell verändern (z.B. Videos oder Bildbearbeitung) können – je nach Leistungsfähigkeit Ihrer Internetanbindung – auch ruckeln.

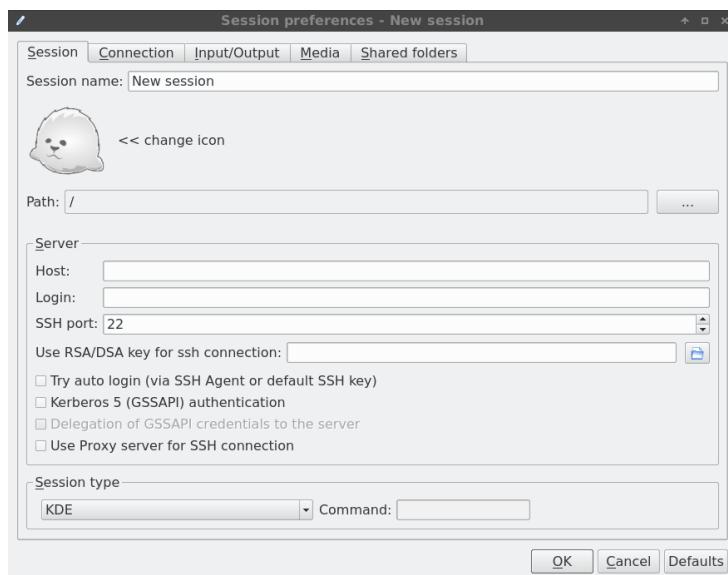


Abbildung 10.2: Anlegen einer neuen Session in X2Go

Zum Beenden der Session loggen Sie sich ganz normal aus, d.h. beenden Sie bitte alle nicht benötigten Programme und beenden Sie die Session, in dem Sie auf den Startknopf links unten klicken und dann “Log out” auswählen.

Hinweis: es ist nicht ausreichend einfach das X2Go Fenster zu schließen, da dann die Session erhalten bleibt, d.h. gestartete Programme laufen weiter und belegen entsprechend Ressourcen.

10.3 Liste der benutzbaren Rechner

Zum Arbeiten der Sternwarte nutzen Sie je nach Gruppe bitte folgende leistungsstarke Rechner (i7, 32GB RAM):

Gruppe	Rechnernamen
1	argo, canis, noctua
2	cancer, sagitta, vulpecula
3	cepheus, aquila, orion
4	hercules, lynx, vela
5	pegasus, centaurus, microscopium
6	lacerta, solarium, horologium

Sollten die Ihrer Gruppe zugewiesenen Rechner bereits alle ausgelastet oder nicht verfügbar sein, können Sie in diesem Fall auch folgende Rechner benutzen (Backup Rechner):

canes, corona, delphinus.

Sprechen Sie in diesem Fall aber bitte mit Ihrem Betreuer, damit das Problem behoben bzw. Ihnen andere Rechner zugewiesen werden können. Daraufhin können Sie ebenfalls die Rechner in den Praktikumsräumen nutzen:

dorado, piscis, aquarius, crater, pyxis, norma, mensa, fornax.

Alle genannten Rechnernamen müssen Sie noch mit dem Domainnamen `sternwarte.uni-erlangen.de` ergänzen.

Bitte wählen Sie **zufällig** einen der Ihrer Gruppe zugewiesenen Rechner aus (bitte nicht immer nur den ersten Rechner benutzen!).

Weitere Rechner (z.B. Compute Server) können Sie ggf. nach Absprache mit Ihren Betreuern für bestimmte Aufgaben verwenden.

10.4 Grundlegende Shell-Befehle

Eine ‘Shell’ ist ein Befehlsinterpret, 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@canis:~/datenreduktion>`. Dabei ist `prakti1` der Name des Benutzeraccounts, `canis` der des Servers, und `~/datenreduktion` das Verzeichnis, in dem man sich gerade befindet. `~` ist immer die Abkürzung für das eigene ‘home’-Verzeichnis, also das Verzeichnis, in dem Sie Ihre eigenen Daten (ggf. in Unterverzeichnissen) speichern können. 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, `owriter` 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 11

TELESKOPE UND IHRE INSTRUMENTIERUNG

Meistens wird der Begriff “Teleskop” verwendet um nur auf einen optischen Aufbau zu verweisen, also Spiegel, Linsen und deren Tuben. Allerdings tragen auch die ganzen Konstruktionen um diese Optiken herum, einschließlich der Montierung und der angeschlossenen Instrumentierung wie Kameras oder Spektrographen, und sogar Gebäude und Kuppeln den Titel “Teleskop”, zum Beispiel das Hubble Weltraum *Teleskop* oder das Very Large *Telescope* des Paranal Observatoriums. Wie in den in Abbildungen 7.2 und 7.3 gezeigten Bildern der im Praktikum verwendeten Teleskope zu sehen ist, deckt dieser weiter gefasste Begriff des Telekops viele, zum korrekten Betrieb notwendige Geräte ab, die im folgenden erläutert werden.

11.1 Montierungen allgemein

Selbst ein hervorragendes Teleskop ist wertlos ohne gute Montierung. Die Aufgabe der Montierung ist es, eine Position am Himmel so exakt wie möglich anzufahren und die Rotation der Erde so gut es geht auszugleichen, um dadurch das Teleskop auf diesen Ort gerichtet zu lassen. Im Wesentlichen lassen sich die zwei am häufigsten verwendeten Montierungen in zwei Kategorien einteilen, die sich durch die Orientierung der Achsen unterscheiden.

11.1.1 Azimutale Montierung

Die azimutale Montierung (siehe Fig. 11.1) findet häufig bei sehr großen und schweren, professionellen und wissenschaftlich genutzten Teleskopen Anwendung, weil von ihr sehr hohe Lasten getragen werden können. Eine Achse ist senkrecht zur Erdoberfläche orientiert und wird *Azimut* genannt, während die andere parallel zur Erde orientiert ist und *Elevation* genannt wird. Das Teleskop ist in der Regel in Form einer Gabel um diese beiden Achsen aufgehängt. Damit ist klar, dass das native Koordinatensystem der Montierung dem *Horizontsystem* entspricht, in welchem die Position astronomischer Objekte zeitabhängig ist, während terrestrische Objekte fest sind. Koordinatensysteme und die Konversion zwischen ihnen ist zentraler Bestandteil des Praktikumsversuchs “Azimutmessung eines Fernsehturms”. Die dort verwendeten Theodoliten sind beispielsweise azimutal montiert, wie auch das Radioteleskop aus dem Versuch “Radioastronomie”.

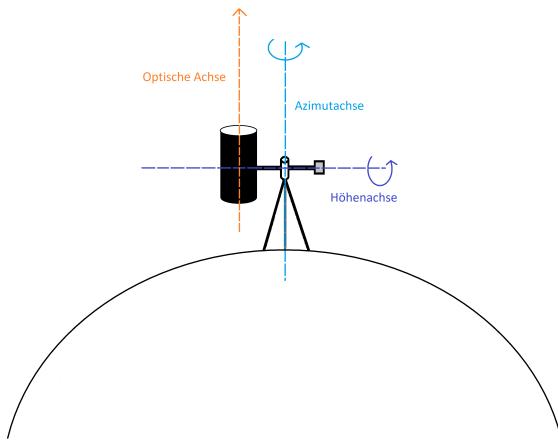


Abbildung 11.1: Die Azimutale Montierung

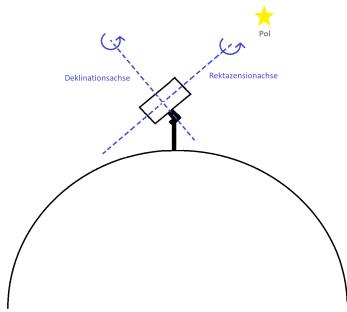


Abbildung 11.2: Die Parallaktische Montierung

11.1.2 Parallaktische (äquatoriale) Montierungen

Die Positionen astronomischer Objekte sind hingegen in der Regel im (weitestgehend) zeitunabhängigen *Äquatorialsystem* gegeben. Bei parallaktischen Montierungen, zu sehen in Fig. 11.2, ist eine Achse exakt parallel zur Rotationsachse der Erde auf den Nord- oder Südpol des Himmels ausgerichtet, je nachdem auf welcher Halbkugel der Erde sich das Teleskop befindet. Diese Achse wird *Rektaszensionsachse* genannt. Die andere Achse ist senkrecht dazu orientiert und wird *Deklinationsachse* genannt. Dieses Design kann zum einen durch eine Verkipfung einer azimuthalen Montierung um den Breitengrad des Ortes erfolgen, an dem das Teleskop sich befindet, oder zum anderen durch eine zentrale Lagerung der beiden Achsen in einem Punkt, während das Teleskop außer-mittig am Ende der Deklinationsachse aufgehängt ist. In diesem Fall muss auf der anderen Seite der Achse ein Ausgleich durch Gewichte erfolgen. Die dadurch entstehende Balance kann entscheidend für die Performance der Montierung sein und sollte so exakt wie möglich vorgenommen werden. Es kann allerdings von Vorteil sein, ein leichtes Übergewicht auf Seiten der Gewichte zu lassen, damit die Lager der Montierung bei eventuell vorhandenem Spiel stets auf der Seite anstehen, in der das *Tracking* erfolgt. Ebenso muss das Teleskop um die Deklination ausbalanciert sein, was in der Regel durch die Anbringung dessen im eigenen Schwerpunkt erfolgt, wobei das anzubringende Equipment wie Kameras oder Spektrographen ebenfalls mit berücksichtigt werden muss. Bei größeren Teleskopen ist eine weitere Anpassung der Balance um die Deklinationsachse deshalb nachträglich nur schwer möglich.

11.1.3 Tracking (Nachführung)

Durch die Orientierung der Rektaszensionsachse parallel zur Rotationsachse der Erde, ist es sehr einfach diese auszugleichen. Die Rektaszensionsachse muss nur in der gleichen Geschwindigkeit in die andere Richtung nachgeführt werden. Aufgrund dieses Mechanismus wird die parallaktische Montierung meist für Astrofotografie bevorzugt, solange das Gewicht des Teleskops dies zulässt. Die Winkelgeschwindigkeit, mit der die Rektaszensionsachse nachgeführt werden muss um die Erdrotation auszugleichen, wird *siderische* Geschwindigkeit genannt. Für die meisten astronomischen Objekte ist es ausreichend, mit dieser Geschwindigkeit nachzuführen, allerdings gibt es Objekte im Sonnensystem, für die die Tracking Geschwindigkeit angepasst werden muss. Dies gilt speziell für den Mond und die Sonne (*Achtung:* Niemals mit einem Teleskop einfach direkt in die Sonne blicken!). Bei den meisten Montierungen lässt sich die Tracking Rate gegebenenfalls einfach über die elektronische Steuerung der Montierung auf solar für die Sonne oder lunar für den Mond umstellen.

An dieser Stelle sei angemerkt, dass Montierungen für Teleskope, so stabil sie auch sind, trotzdem sehr empfindliche Geräte sind, die mit viel Sorgfalt behandelt werden müssen um die Performance der Nachführung zu erhalten.

11.1.4 Polar Alignment (Polausrichtung, Einnordung)

Die Nachführung funktioniert nur gut, wenn die Rektaszensionsachse genau auf den nördlichen, oder gegebenenfalls südlichen Himmelspol ausgerichtet ist. Ist dies nicht der Fall, so wandert das Bild im Laufe der Zeit langsam in Richtung der Deklination. Angenehmerweise befindet sich in unmittelbarer Nähe des nördlichen Himmelspols ein sehr bekannter Stern, der deshalb auch den Namen *Polarstern* bekommen hat. Dies ist aber nur zufällig der Fall und Polaris ist auch $44^{\circ}8,5''$ vom Himmelsnordpol entfernt. Trotzdem dient er als Hilfsmittel zur Polausrichtung. Viele Montierungen haben ein eingebautes Fernrohr in dessen Gesichtsfeld eine kreisförmige Skala eingezeichnet ist. Anhand der Uhrzeit und der Position auf der Erde kann errechnet werden, an welcher Stelle in diesem Kreis sich Polaris befinden muss (heutzutage wird das bereits von Apps für das Smartphone übernommen). Die Montierung kann damit auf den Himmelsnordpol ausgerichtet werden. Für eine noch exaktere Ausrichtung und bei Montierungen, die nicht über so einen Polsucher verfügen, kann (wenn das Tracking korrekt eingestellt ist) der Drift eines Sterns im Bildfeld in der Deklinationsrichtung beobachtet werden. Die Ausrichtung der Montierung kann dann solange angepasst werden, bis kein Drift mehr festgestellt werden kann.

Bei portablen Montierungen muss dieser Vorgang nach jedem Ab- und wieder Aufbau vorgenommen werden, während große Montierungen in Sternwarten (wie der Dr. Karl Remeis Sternwarte) prinzipiell nur einmal ausgerichtet werden müssen.

11.1.5 Alignment

Wenn die Montierung gut eingenordet ist, sollten die beiden Achsen mit den Achsen des Äquatorialsystems übereinstimmen. Damit ist bei computergesteuerten Montierungen die Basis dafür gegeben, Objekte automatisch mit hoher Präzision anzufahren, auch *GOTO* genannt. Dafür müssen die beiden Achsen aber erst kalibriert werden. Dieser Vorgang wird als *Alignment* bezeichnet. Erste Voraussetzung dafür ist (wie auch generell), dass in der elektronischen Steuerung der Montierung, der Ort und die Zeit in Form des Datums und der Uhrzeit richtig eingestellt sind. Das Alignment kann dann einfach dadurch vorgenommen werden, dass mindestens ein Stern im Blickfeld zentriert wird und die Montierung auf die Koordinaten dieses Sterns synchronisiert wird. Theoretisch ist bei perfekter Polarausrichtung der Montierung nur ein Stern notwendig, allerdings lässt sich bei modernen Montierungen der eventuell trotzdem auftretende Fehler durch mehrere Alignment Punkte elektronisch korrigieren. Außerdem kann sich die Montierung unter ihrem eigenen Gewicht, dem des Teleskopes, dem der Ausgleichsgewichte und des angebrachten Equipments verformen. Auch Fehler dieser Art lassen sich dann korrigieren, indem von der computergesteuerten Montierung ein komplexes *Modell* von verschiedenen Orientierungen erstellt wird. Bringt man eine Kamera anstelle eines Okulars an und ist diese mit einem Rechner verbunden, so kann das exakte *Pointing* des Teleskops anhand der Sterne errechnet werden und das Alignment bis auf die Bogensekunde genau vorgenommen werden. Näheres dazu ist im Abschnitt zum Thema *Plate Solving* erklärt. Auch für das Alignment gilt, wenn die Montierung fest angebracht ist, muss es nur einmal, bzw. nur sehr selten vorgenommen werden, während portable Montierungen (wie die Montierungen zur Beobachtung im Garten) nach jedem Aufbau neu ausgerichtet werden müssen. Ist das Alignment vollzogen, können Objekte anhand der zeitunabhängigen Koordinaten im Äquatorialsystem direkt angefahren werden (Es sei angemerkt, dass auch das Äquatorialsystem streng genommen nicht zeitunabhängig ist, da die Erdachse langsam präzessiert). Um das Alignment zu erhalten, ist es extrem wichtig, dass die Montierung nach der Benutzung nicht in einer beliebigen Position ausgeschaltet wird, sondern zuerst in eine genau definierte Parkposition gebracht wird.

11.2 Teleskope

Für Beobachtungen und Messungen wird ein optischer Aufbau benötigt, um die Objekte, welche man beobachten will, aufzulösen und auch um genügend Licht zu sammeln. Diese optischen Instrumente nennt man Teleskope. Teleskope werden in verschiedenen Bereichen der Astronomie eingesetzt, unter anderem zum optischen Beobachten und zur Aufnahme von Bildern. Aber sie werden auch genutzt, um Spektren

aufzunehmen und Helligkeiten zu messen. Das Licht wird vom Teleskop gesammelt bzw. gebündelt und kann dann zum Detektor gelangen. Im Folgenden werden die relevanten theoretischen Grundlagen behandelt und die verschiedenen Teleskoptypen vorgestellt.

11.2.1 Theorie

Die Eigenschaften der Teleskope hängen von einigen wichtigen Parametern ab, die dann die Performance des Aufbaus bestimmen.

Physikalische Parameter

Die zwei fundamentalen Parameter eines Teleskops sind:

- Öffnung (Durchmesser) D
- Brennweite f

Die Öffnung entspricht dabei dem lichtsammelnden Eingang des Teleskops bzw. dessen Durchmesser. Je größer die Öffnung des Teleskops ist, desto mehr Licht kann gesammelt werden. Ebenso kann eine bessere Auflösung erzielt werden. Die Brennweite beschreibt den Abstand zwischen der Hauptebene des optischen Systems, also der Linse oder dem Spiegel, zum Brennpunkt. Bei hohen Brennweiten bekommt man ein kleineres Field-of-view bzw. eine höhere Vergrößerung.

Öffnungsverhältnis

Das Öffnungsverhältnis eines Teleskop beschreibt das Verhältnis von Öffnung und Brennweite und lässt sich berechnen durch

$$\frac{f}{D} \quad (11.1)$$

Oft wird das Öffnungsverhältnis auch mit f/x angegeben, also die Öffnung als ein Vielfaches der Brennweite, was besonders aus der Fotografie bekannt ist. Durch eine Betrachtung in Abschnitt 11.3.7 wird deutlich, welche Rolle das Öffnungsverhältnis für den Fluss von Licht auf den Sensor hat.

Auflösungsvermögen

Das Auflösungsvermögen eines Teleskops ist wichtig für die Details, die mit diesem noch erkannt werden können. Es gibt an, wie weit zwei Quellen (zwei Sterne oder zwei Teile einer Struktur) voneinander entfernt sein können, um mit dem Teleskop als solche erkannt zu werden. Die Öffnung des Teleskops D steht in direktem Verhältnis zum Auflösungsvermögen θ genauso wie zur Wellenlänge λ des beobachteten Lichts.

$$\theta = 1.22 \cdot \frac{\lambda}{D} \quad (11.2)$$

Zumeist wird das Auflösungsvermögen durch das Seeing begrenzt.

Abbildungsfehler

Wie andere optische Aufbauten haben auch Teleskope Abbildungsfehler. Diese Fehler treten nicht bei jedem Teleskoptypen auf und können teilweise ausgeglichen werden.

Sphärische Abberration Hierbei werden die parallel einfallenden Strahlen abhängig von ihrer Entfernung zur optischen Achse unterschiedlich stark gebrochen oder in unterschiedliche Richtungen reflektiert. Somit liegt das Bild nicht in einer Ebene, sondern die Bildebene ist gekrümmt, was bedeutet, dass Teile des Bildes unscharf werden. Dieser Fehler tritt bei allen Teleskoptypen auf und kann ausgeglichen werden, z.B. bei Schmidt-Teleskopen durch einsetzen einer Schmidt-Platte.



Abbildung 11.3: Die im Praktikum am CDK20 verwendete Bahtinov Maske.

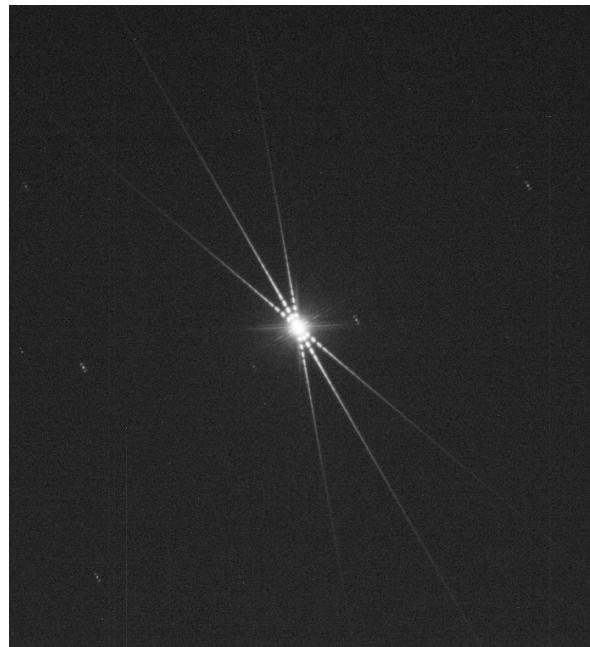


Abbildung 11.4: Aufnahme mit einer Bahtinov Maske bei perfektem Fokus.

Astigmatismus Der Astigmatismus tritt bei Strahlen auf, die nicht parallel zur optischen Achse einfallen. Durch unterschiedliche Krümmungen der Linse oder des Spiegels, welche dadurch effektiv unterschiedliche Brennweiten in Abhängigkeit von der Position aufweisen, kommt es zu einer Verzerrung der Bilder. Astigmatismus tritt bei allen Typen auf.

Koma Koma entsteht durch die Überlagerung von Sphärischer Abberration und Astigmatismus und wirkt sich demnach auf die nicht parallel einfallenden Strahlen aus. Die Bildpunkte erhalten durch die Koma einen Schweif. Sterne haben in Bildern, die von Koma betroffen sind, dann einen Schweif. Wieder sind sowohl Linsen- als auch Spiegelteleskope betroffen. Die Schmidt-Platte bei Schmidt-Teleskopen dient auch dazu, die Koma zu verringern.

Chromatische Aberration Chromatische Aberration tritt nur bei Linsenteleskopen auf. Die Wellenlängen des Lichts werden unterschiedlich stark gebrochen, blau stärker als rot. Die unterschiedlichen Farben haben demnach unterschiedliche Brennweiten. Das Bild erscheint dadurch nicht nur unscharf, sondern es treten auch Farbsäume auf. Diese Fehler können ebenfalls ausgeglichen werden.

Brennebene & Fokussierung

Die Ebene hinter dem Teleskop, in der das Bild scharf ist, wird Brennebene oder Fokus genannt. Der Abstand der Brennebene vom hintersten Teil des Teleskop-Tubus wird als *Backfocus* bezeichnet. Die Brennebene der meisten Teleskoptypen ist nicht flach sondern gewölbt. Dies ist bei sehr lichtstarken Teleskopen mit einem kleinen Öffnungsverhältnis besonders ausgeprägt. Um diesen Effekt zu korrigieren, werden Korrekturoptiken aus Glas verbaut. Das optische Gerät, welches am Teleskop verwendet wird, muss sich exakt in der Brennebene befinden. Teleskope verfügen daher über einen Mechanismus, der das angebrachte Instrument verschiebt, oder eine selbst verschiebbare Brennebene. Dieser Vorgang wird als *Fokussieren* bezeichnet. Bei Teleskopen, welche das Instrument verschieben, ist der Okularauszug beweglich gelagert und kann aus- oder eingefahren werden. Bei Cassegrain Teleskopen ist es beispielsweise üblich, dass sich der gesamte Hauptspiegel verschieben lässt. Das optische Instrument oder Okular bleibt dabei unbewegt, was die Brennebene verschiebt. Die im Praktikum verwendeten Teleskope haben alle einen Okularauszug, der zum Fokussieren verwendet wird. Es ist darauf zu achten, dass das verbaute Gerät den Fokus überhaupt erreichen kann. Sitzt das Instrument zu weit innen, kann der Weg mit entsprechenden Verlängerungen oder Adapters überbrückt werden. Sitzt es hingegen zu weit außen, ist es nicht zur

Verwendung geeignet.

Um den perfekten Fokus zu finden kann eine *Bahtinov Maske* verwendet werden. Diese besteht aus einem aus Metall oder Kunststoff gefertigten Gitter. Jeweils zwei viertel des Gitters sind um ca. 20° in gegensätzlichen Richtungen zur übrigen Hälfte des Gitters rotiert (vgl. Abb. 11.3). Diese Maske wird zum Fokussieren direkt auf die vordere Öffnung des Teleskop-Tubus gelegt, wodurch bei einem hellen Stern ein Beugungsmuster entsteht, in welchem die zwei rotierten Gitter ein fest bleibendes Kreuz im spitzen Winkel entstehen lassen. Der verbleibende Teil des Gitters verursacht einen weiteren Balken, welcher sich mit einem ändernden Fokus bewegt. Wird durch die Änderung des Fokus dieser Balken exakt in der Mitte des Kreuzes platziert, so ist der perfekte Fokus erreicht, wie in Abb. 11.4 dargestellt.

Wenn kein physischer Zugang zum Teleskop besteht und wenn das Fokussieren ohne Interaktion von Menschen durchgeführt werden soll, wie es zum Beispiel bei robotisch betriebenen Teleskopen der Fall ist, kann eine automatische Prozedur verwendet werden, welche “Autofokus” genannt wird. Voraussetzung dafür ist, dass die Kamera bereits nahe der Brennebene ist und die Sterne als Punkte aufgezeichnet werden, und nicht als große Ringe, was sonst der Fall wäre. Der Computer, der das Teleskop kontrolliert, kann wiederholt Bilder mit einer Belichtungszeit von einigen Sekunden aufnehmen und durch leichtes Ändern des Fokus die Größe der abgebildeten Sterne algorithmisch minimieren. Ist das Minimum erreicht, so befindet sich die Kamera in der Brennebene und das Teleskop ist fokussiert. Dieser Vorgang kann durch leichte Wolken stark gestört werden, weil diese eine Änderung der Größe der abgebildeten Sterne verursachen, ohne dass der Fokus verändert wurde. Der Vorteil dieser Methode besteht darin, dass der Computer im Laufe der Nacht den Fokus automatisch in regelmäßigen Abständen überprüfen und gegebenenfalls anpassen kann. Dies kann notwendig werden, wenn starke Temperaturunterschiede zu einer leichten Kontraktion oder Expansion des Materials des Telekops führen, wodurch sich die Brennebene leicht verschiebt.

11.2.2 Refraktoren

In Refraktoren werden Linsen benutzt um das Licht zu brechen, zu sammeln und ein vergrößertes Bild zu erzeugen. Es gibt verschiedene Typen von Refraktoren. Durch diese Typen, die in gewisser Weise aufeinander aufbauen, können Abbildungsfehler teilweise ausgeglichen werden. Mit Refraktoren kann allgemein ein hoher Kontrast erzielt werden.

Einfaches Linsenteleskop

In einem einfachen Linsenteleskop wird nur eine Linse benutzt, um das Licht zu brechen und ein Bild zu erzeugen. Parallel einfallende Strahlen werden in den Brennpunkt fokussiert, wohingegen die nicht-parallelen Strahlen in die Brennebene fokussiert werden. Da dieses Teleskop auf auf Lichtbrechung basiert, tritt Chromatische Aberration auf, da die Brechnung von der Wellenlänge abhängt.

Achromatische Refraktoren

Der Achromatische Refraktor ist eine Weiterentwicklung des einfachen Linsenteleskops. Um die Chromatische Aberration zu vermindern, wird eine zusätzliche Linse eingesetzt. Typischerweise werden hier blaues und rotes Licht in den gleichen Fokus gebracht. Es bleibt aber ein Fehler für grünes Licht. Gegenüber den Linsenteleskopen ist ein weiterer Vorteil, dass durch diesen Aufbau die Teleskope bei gleicher Brennweite kürzer gebaut werden können.

Apochromatische Refraktoren

Indem eine dritte Linse eingesetzt wird, können bei einem Apochromatischen Refraktor Blau, Grün und Rot in der gleichen Ebene fokussiert werden. Hierzu werden Linsen mit einer geringen Dispersion genutzt und somit die Chromatische Aberration verringert. Die zusätzliche Linse dient auch dazu, Sphärische Aberration auszugleichen.

Objektive

Normale Objektive aus der Fotografie, wie etwa Teleobjektive oder Zoomobjektive, basieren auf dem gleichen Prinzip. Je nachdem was mit dem Objektiv beobachtet werden soll, ist der Aufbau unterschiedlich komplex und es werden viele verschiedene Linsen miteinander kombiniert. Auch werden durch die Kombination von mehreren Linsen die Abbildungsfehler reduziert. Diese Objektive können ebenfalls als Optik fürs Beobachten eingesetzt werden.

Grenzen von Refraktoren

Refraktoren waren früher die am häufigsten verwendeten Teleskope. Allerdings haben sie auch einige Nachteile. Zwar können die Abbildungsfehler, die auftreten, durch eine längere Brennweite reduziert werden, allerdings liegt die Länge des Tubus auch in der Größenordnung der Brennweite, sprich Refraktoren müssen sehr lang sein, wenn eine große Brennweite benötigt wird. Durch den Gebrauch von Linsen ist auch der Durchmesser des Teleskops auf ca. 1 m begrenzt, da die Linsen sonst sehr groß und sehr schwer werden. Teilweise werden sie so schwer, dass die Linsen sich unter ihrem eigenem Gewicht verformen und somit wieder Abbildungsfehler hervorgerufen werden. Vor allem betrifft das die Mitte der Linse, da diese nur an den Rändern durch den Tubus gehalten werden kann. Diese Konstruktion ist auch sehr teuer. Zumal verdunkelt Glas etwas und ist für bestimmte Wellenlängen nicht besonders durchlässig. Deshalb ging man in der Wissenschaft zu Reflektor Teleskopen über.

11.2.3 Reflektoren

Im Gegensatz zu den Refraktoren wird hier zum Bündeln und Fokussieren nicht primär eine Linse, sondern ein konkav gewölbter Spiegel verwendet. Als zusätzliche sekundäre oder korrigierende Elemente kommen trotzdem durchaus Linsen zum Einsatz. In allen Reflektoren wird das Licht mit dem Hauptspiegel gesammelt, welcher sich gegenüber von der Tubusöffnung befindet. Der Hauptspiegel reflektiert das Licht, daher auch der Name, entweder zu einem sekundären Spiegel oder einer Linsenoptik oder einer Kombination. Der Vorteil von Reflektoren liegt darin, dass sie aufgrund der Spiegelkonstruktion sehr kompakt gebaut werden können. Auch ist es möglich, große Öffnungen zu bauen. Zwar ist die Größe eines einzelnen Spiegels begrenzt, aber mehrere Spiegel können zu einem größeren segmentierten Spiegel kombiniert werden. Der Tubus von größeren Teleskopen wird nicht aus einem Stück gebaut, sondern besteht aus einer Gitterstruktur. Der sekundäre Spiegel oder die entsprechende Optik werden dann dazu benutzt, das Licht zum optischen Ausgang des Teleskops zu leiten. Wie vorher bereits beschrieben, sind auch Spiegelteleskope von Abbildungsfehlern betroffen, was mit Korrekturoptiken ausgeglichen werden kann. Man unterscheidet bei Korrekturoptiken nach der Position, in welcher sie in den Lichtweg eingebbracht werden. Sogenannte Apertur-Position Korrektoren werden direkt an der Öffnung des Teleskops eingesetzt, wie etwa die bereits erwähnte Schmidt-Platte. Man kann auch die Korrektoren näher an der Bildebene, also am optischen Ausgang des Teleskops, platzieren, wie etwa Korrekturlinsen. Allerdings befinden sich zu meist der Sekundärspiegel und die Korrektoren im Strahlengang. Dies führt zu einem schlechteren Kontrast und reduziert die effektive Öffnungsfläche, die zum Lichtsammeln genutzt wird. Dieses Abschatten durch die sekundäre Optik nennt man Obstruktion. Je größer der sekundäre Spiegel im Vergleich zum Hauptsiegel ist, desto schlimmer ist dieser Effekt, welcher bei Refraktoren logischerweise nicht auftritt. Im Folgenden werden die wichtigsten Reflektortypen kurz erklärt.

Gregory Teleskop

Bei diesem Teleskotyp fällt Licht, nachdem es durch die Öffnung in das Teleskop gelangt ist, auf einen paraboloiden Hauptspiegel. Der Hauptspiegel hat einen Fokuspunkt, der vor dem sekundären Spiegel liegt. Nachdem das Licht den Fokus passiert hat, trifft es auf einen konkaven ellipsoiden Sekundärspiegel, welcher das Licht wieder Richtung Hauptspiegel in die Mitte lenkt, wo sich der optische Ausgang befindet. Hier befindet sich der zweite Fokuspunkt des Aufbaus, was zur Folge hat, dass das Bild nicht wie sonst üblich auf dem Kopf steht, sondern der tatsächlichen Ausrichtung des beobachteten Objekts entspricht.

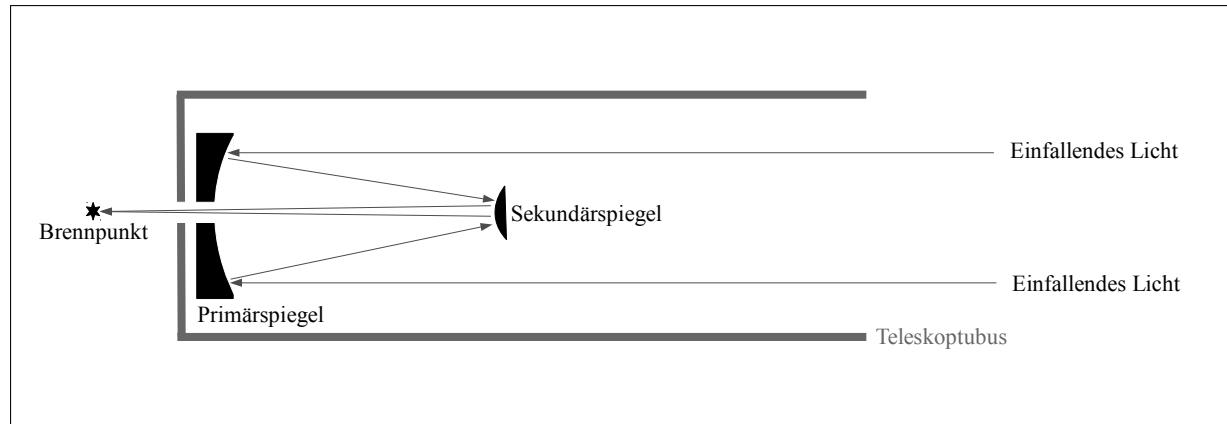


Abbildung 11.5: Schematischer Aufbau eines Cassegrain-Spiegelteleskopes: Das einfallende Licht wird an einem parabolischen Primärspiegel reflektiert und über einen Sekundärspiegel in der Brennebene hinter dem Hauptspiegel fokussiert.

Schmidt Teleskop

Das Schmidt Teleskop in seiner ursprünglichen Form ist nicht für Beobachtungen mit dem Auge geeignet. Das Licht tritt durch die Schmidt-Platte in den Tubus ein. Diese Platte, welche sehr dünn und asphärisch geformt ist, dient zur Kompensation von sphärischer Abberration. Die Öffnung befindet sich im Krümmungsmittelpunkt des sphärischen Hauptspiegels, wodurch die Koma vermieden werden kann. Der Fokus des Schmidt Teleskops befindet sich im Tubus. Der Aufbau eignet sich in dieser Ausführung zum Fotografieren und wird daher auch oft Schmidt Kamera genannt. Der Sensor, oder früher eine Fotoplatte, kann im Tubus im Fokus angebracht werden.

Cassegrain Teleskop

Das Cassegrain Teleskop ist ähnlich zum Gregory Teleskop, allerdings befindet sich der konvexe Sekundärspiegel vor dem primären Fokus des konkaven Hauptspiegels. Abb. 11.5 zeigt den schematischen Aufbau dieses Teleskoptyps. Durch diese Bauweise kann das Cassegrain Teleskop kompakter gebaut werden. Der Sekundärspiegel wirft dann das Licht wie beim Gregory Teleskop zurück in Richtung der Öffnung im Hauptspiegel. Je nach Art der verwendeten Spiegel, unterscheidet man verschiedene Arten von Cassegrain Teleskopen.

Normales Cassegrain Teleskop Das klassische Cassegrain Teleskop verwendet einen parabolischen Haupt- und einen hyperbolischen Sekundärspiegel. Darüberhinaus werden keine weiteren Korrekturoptiken verwendet. Abbildungsfehler werden bei den anderen Cassegrain-Typen durch zusätzliche Bauteile teilweise korrigiert.

Dall-Kirkham Teleskope benutzen einen ellipsoiden Haupt- und einen sphärischen Sekundärspiegel. Diese Spiegeltypen sind einfacher herzustellen. Diese Anordnung der Spiegel verursacht eine geringere Krümmung der Bildebene, kann aber keine Koma korrigieren.

Pressman-Camichel wird auch als inverted Dall-Kirkham Teleskop bezeichnet, da die Spiegeltypen hier im Gegensatz zu den Dall-Kirkham Teleskopen vertauscht sind. Demnach ist auch dieser Aufbau nicht von Koma befreit.

Ritchey-Chrétien Hier werden zwei hyperbolische Spiegel verwendet. Dadurch kann Koma korrigiert werden. Allerdings ist auch hier die Bildebene gekrümmt, was durch ein Linsensystem vor den Fokus am optischen Ausgang behoben wird. Dieser Typ Teleskop wird z.B. auch für das Hubble Space Telescope oder das VLT verwendet.

Schmidt-Cassegrain Beim Schmidt-Cassegrain Teleskop handelt es sich um eine Kombination der Schmidt Kamera und des Cassegrain Aufbaus. Die beiden Spiegel sind sphärisch geformt. Sphärische Abberration wird durch eine Schmidt-Platte an der Teleskop-Öffnung korrigiert.

Newton Teleskop

Das Newton Teleskop unterscheidet sich etwas von den anderen Typen. Das Licht fällt zuerst auf einen paraboloiden oder sphärischen Hauptspiegel am Ende des Tubus. Danach fällt das Licht auf einen planaren Fangspiegel, welcher das Licht, nicht wie bei den anderen Typen zur Öffnung im Hauptspiegel, sondern seitwärts ablenkt. Demnach befindet sich der optische Ausgang nahe an der Teleskop-Öffnung, seitwärts am Tubus. Um große Brennweiten zu erzielen, müssen diese Teleskope mit einem sehr langen Tubus gebaut werden, was bei zunehmender Größe unpraktisch wird. Auch beim Newton treten die bekannten Bildfehler auf, können aber durch zusätzliche Bauteile teilweise kompensiert werden (z.B. durch einen Koma Korrektor).

Maksutov Teleskop

Das Konzept des Maksutov Teleskops ist ähnlich zum Schmidt-Teleskop und es hat ebenfalls einen sphärischen Hauptspiegel. Die Schmidt-Platte ist hier allerdings durch eine sphärische meniskusförmige Linse ersetzt. Der Sekundärspiegel ist an dieser Korrekturlinse befestigt. Durch die Platte wird die sphärische Abberration korrigiert.

Rowe Ackermann Schmidt Astrograph

Wie das Schmidt-Teleskop hat dieses Teleksop eine Schmidt-Platte und einen sphärischen Hauptspiegel. Der zweite Spiegel wird durch ein Linsensystem ersetzt. Der Fokus liegt hier somit auf der Seite der Schmidt-Platte und nicht an der Seite des Hauptspiegels. Kameras werde also auf der Seite der Teleskopöffnung angebracht. Dieser schnelle Aufbau wird somit nur für Astrofotografie genutzt.

11.3 Bilderfassung

Die Bilderfassung in der Brennebene des Teleskops hat im Verlauf des letzten Jahrhunderts eine enorme Entwicklung gemacht.

11.3.1 Kameratypen

Zeichnungen

Zu Beginn wurden visuelle Beobachtungen vorgenommen, welche von der beobachtenden Person zur gleichen Zeit durch manuelle Zeichnungen festgehalten wurde. Natürlich waren diese Eindrücke dadurch einer gewissen subjektiven Voreingenommenheit unterworfen, die durch womöglich unterschiedliche Qualität der Augen oder einer anderen Wahrnehmung verursacht wurden. Es ist offensichtlich, dass auf diesem Wege keinerlei objektive Messungen möglich waren. Abb. 11.6 zeigt eine Abbildung des Orion Nebels, datiert auf das Jahr 1847 von John Herschel, gefertigt in den Jahren 1825 bis 1838 bei Beobachtungen am Kap der Guten Hoffnung.

Analoge Fotografie

Die erste bekannte Fotografie generell stammt aus dem Jahr 1826 und hielt schnell in die Astronomie Einzug, weil sie es mögliche machte, lange zu belichten und ein quantitativeres Abbild der Wirklichkeit zu erschaffen. Bei der analogen Fotografie wird eine dünne, lichtempfindliche Schicht auf ein Trägermaterial aufgetragen. Meist verdunkelt sich diese Schicht bei Einfall von Licht und generiert so ein negatives Abbild der Wirklichkeit. Dieses Negativ wird anschließend in einem Labor auf ein ebenfalls lichtempfindliches Fotopapier projiziert, um so das finale Bild zu erstellen, was einem Positiv entspricht. Zunächst wurde diese lichtempfindliche Schicht auf Glasplatten aufgetragen, weshalb sich der Begriff *Fotoplatte* etabliert hat. Die erste bekannte astronomische Aufnahme wurde von John William Draper im Jahre 1840 erstellt und stellt den Mond dar. Bis die Technik ausgereift genug für systematische astronomische Untersuchungen

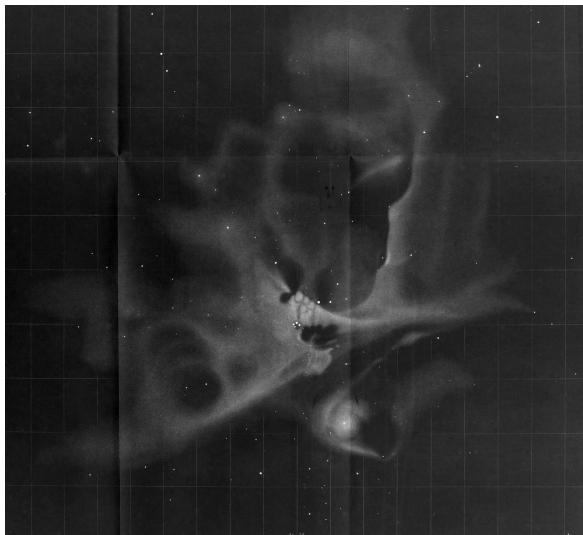


Abbildung 11.6: Zeichnung des Orion Nebels (M42) von John Herschel aus dem Jahre 1847 (public domain).



Abbildung 11.7: Aufnahme des Orion Nebels (M42) von Henry Draper aus dem Jahre 1881 mit 104 Minuten Belichtungszeit (Draper 1882, Photographs of Nebula).

war, vergingen noch weitere Jahrzehnte. Ein Beispiel für eine Aufnahme des Orion Nebels auf einer Fotoplatte aus dem Jahr 1881 ist in Abb. 11.7 zu sehen. Dieses Foto stellt das erste bekannte Bild eines Nebels aus der Astronomie dar und ist in 104 Minuten auf eine Fotoplatte belichtet worden, die mit einer Gelantine beschichtet war, in der lichtempfindliches Silberbromid eingebettet war. Fotoplatten fanden auch weiterhin vor allem in großen astronomischen Durchmusterungen Verwendung. Ein sehr treffendes Beispiel sei hier mit der Durchmusterung des nördlichen Himmels im Rahmen des *Felderplans* genannt. Diese Kollaboration mit der Potsdamer und Hamburger Plattensammlung wurde in Bamberg beginnend im Jahre 1925 durchgeführt. In den Jahren 1963 bis 1976 wurde eine weitere Durchmusterung des Südhimmels durchgeführt, größtenteils als Expedition am Boyden Observatorium in Südafrika. Insgesamt fielen im Rahmen beider Durchmusterungen ca. 40000 Fotoplatten an, welche in den vergangenen Jahren digitalisiert wurden. Das Ergebnis steht im Internet unter <https://www.plate-archive.org> der Allgemeinheit zur Verfügung, während die Fotoplatten weiterhin an der Dr. Karl Remeis Sternwarte (im Bundschuhhaus) gelagert werden (auf Anfrage findet sich vielleicht ein Betreuer*in, der eine kleine Führung durch das Plattenarchive geben kann).

CCD

Im Laufe der Zeit wurden Möglichkeiten entwickelt, Aufnahmen direkt digital vorzunehmen. Unerwarteterweise kam die vorerst erfolgreichste Lösung dieses Problems aus der Entwicklung eines digitalen Speicherbausteins. *Charge-Coupled Devices* (CCDs) wurden ursprünglich zum Speichern digitaler Daten entwickelt, allerdings wurde schnell klar, dass die dabei auftretende und störende Lichtempfindlichkeit für das Aufnehmen von Fotografien verwendet werden kann. CCDs bestehen aus Halbleitermaterial, in welchem durch die Absorption von Photonen durch den Photoeffekt Ladung freigesetzt wird, welche anschließend gemessen werden kann. Dabei wird angenommen, dass die Menge der freigesetzten Ladung proportional zur Zahl der absorbierten Photonen ist. Der Halbleiter ist in einem Raster vom quadratischen Bildelementen (Picture Elements, kurz: *pixel*) organisiert, welche seriell durch die Elektronik ausgelesen werden. CCDs sind zentraler Bestandteil des Versuchs **Eigenschaften optischer CCDs** weshalb an dieser Stelle auf die Vorbereitung und Durchführung dieses Versuchs hingewiesen werden soll. Sie finden bis heute im wissenschaftlichen Bereich vielfältige Anwendung.

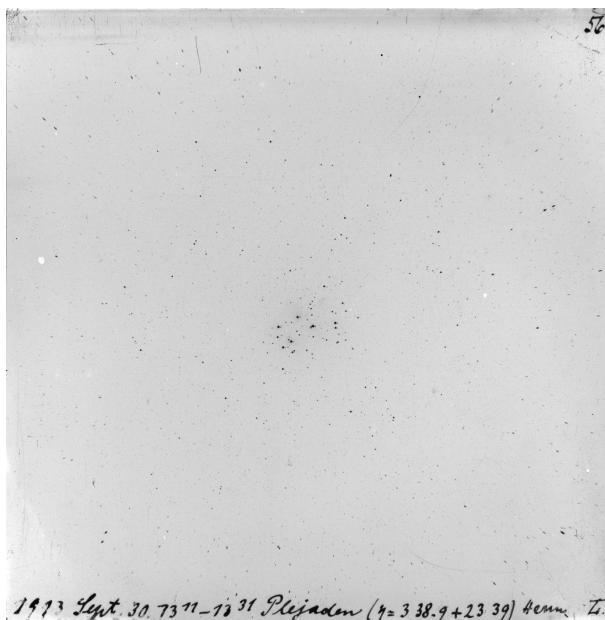


Abbildung 11.8: Fotoplatte aus dem Bamberger Plattenarchiv. Die Aufnahme zeigt den offenen Sternhaufen Plejaden (M45) und wurde am 30. September 1913 aufgenommen. (FAU/APPLAUSE)

CMOS

Complementary metal-oxide-semiconductors (CMOS) sind ebenfalls Halbleiterelemente, die auf Basis der Absorption von Licht arbeiten. Allerdings besitzt der gesamte Sensor nicht nur eine einzige Ausleseelektronik, sondern jede Spalte ist mit einer solchen ausgestattet. Dadurch sind sie sehr viel energieeffizienter als CCDs und lassen sich auch um ein Vielfaches schneller auslesen. Durch die schnelle Auslesegeschwindigkeit und hohe Energieeffizienz werden sie hauptsächlich in Spiegelreflex (DSLR), Kombi- und Smartphone Kameras verbaut. Im Unterschied zu CCD Sensoren lassen sich bei CMOS Sensoren oft Gain und Offset (siehe Abschnitt 11.3.2) frei in einem gewissen Bereich einstellen.

Kameras für die Astronomie

In der Astronomie liegt das Augenmerk besonders auf einem hohen Signal zu Rausch Verhältnis (SNR). Um dieses zu erreichen, ist es besonders wichtig, das thermische Rauschen des Sensors so niedrig wie möglich zu halten. Außerdem ist es nicht notwendig, die Bilder direkt auf der Kamera zu verarbeiten oder gar zu speichern, weshalb Kameras für die Astronomie in der Regel nur aus dem Sensor, der dafür notwendigen Elektronik, einer Verbindung zu einem Computer und einem großen Kühlkörper mit elektronischer Kühlung in Form eines Peltier-Elements bestehen.

11.3.2 Wichtige Parameter des Sensors

Die folgenden physikalischen Parameter der Sensoren sind wichtig im Zusammenhang mit der Verwendung an Teleskopen. Selbstverständlich gelten diese nur für digitale Sensoren (CCDs und CMOS), nicht für die beschriebenen analogen Techniken.

Dimensionen

Es wird zunächst angenommen, dass Sensoren generell rechteckig sind, was für den allergrößten Teil der kommerziell erhältlichen Kameras zutrifft. Die Sensor Dimensionen geben dann die Länge und Breite des Chips an. Häufig wird die daraus errechnete Diagonale des Sensors verwendet, um die Größe des Sensors in einer Zahl zu erfassen. In der Regel bewegen sich diese Größen für astronomische Kameras im Bereich

einiger weniger Zentimeter. Die Sensoren von Guiding- oder speziellen Planetenkameras können auch kleiner ausfallen.

Auflösung

CMOS und CCDs sind in der Regel in Reihen und Spalten von Pixeln organisiert, wobei die jeweilige Anzahl die Auflösung des Chips bestimmen. Bei modernen Kameras bewegt sich diese Größe in der Regel im Bereich mehrer hundert bis weniger Tausend Pixel und muss nicht zwingend gleich sein. Beide Zahlen multipliziert ergeben die gesamte Zahl der Pixel auf dem Sensor, was oft verwendet um die Auflösung in einer Zahl zusammenzufassen. Typischerweise liegt sie im Bereich von einigen bis zu einigen zehn Millionen Pixeln, auch als MegaPixel (MP) abgekürzt.

Pixelgröße und Abstand

Eine weitere Charakteristik stellt die Größe und der Abstand der Pixel selbst dar, welche nicht identisch sein müssen. Meist sind alle Pixel eines Sensors quadratisch, dies ist aber nicht zwingenderweise immer der Fall. Der Abstand der Pixel, auch Pixel Pitch genannt, lässt sich errechnen aus der Länge/Breite des Sensors dividiert durch die Anzahl der Pixel einer Zeile/Spalte. Die Größe der Pixel entspricht maximal dem Pixel Pitch, kann aber auch kleiner sein, was bedeutet, dass sich zwischen den Pixeln "toter" Bereich befindet, in dem Elektronik untergebracht ist.

Bit-Tiefe, Gain & Offset

Beim Auslesen der Pixel wird sowohl bei CCD als auch bei CMOS Sensoren die Menge der akkumulierten Ladung jedes Pixels mit einem Analog zu Digital Converter (ADC) in eine ganze Zahl konvertiert, die, wie bei Computern üblich, durch Bitmuster gespeichert wird und proportional zur Menge der Ladung ist. Der Faktor zwischen dem Ausgangswert des ADCs und der Ladung in einem Pixel wird als *Gain* bezeichnet. Der ADC verwendet hierbei eine begrenzte Anzahl an bits, die vom Modell der Kamera abhängt und wodurch die Anzahl der Helligkeitswerte bestimmt wird, die durch einen Pixel des Bildes dargestellt werden können. Dieser Wert wird *Bit-Tiefe* genannt und ist in der Regel ein Vielfaches von zwei und bewegt sich im Bereich von 8 bit bis 16 bit. Die Anzahl der dadurch möglichen Grauwerte ist dann 2^N bei einer Bit-Tiefe von N , also beispielsweise 65536 für eine Tiefe von 16 bit und 4096 bit für eine Tiefe von 12 bit. Da der erste Wert durch die Null besetzt wird, ergibt sich ein maximaler Wert, der um 1 reduziert ist, also $2^N - 1$, aus den Beispielen ergeben sich dann die maximalen Werte von 65535 beziehungsweise 4095. Weil Informationen in Computern generell als Vielfaches von Bytes repräsentiert werden, welche aus jeweils 8 Bit bestehen, wird der Output des ADCs auf ein Vielfaches von 8 skaliert. Für 16 bit ergibt sich dadurch unveränderte Werte, für 12 bit aber wird der Wert auf einen 16 bit Wert skaliert. Die 4096 Grauwerte werden in Schritten von 16 auf die 65536 Wert einer 16 bit Zahl verteilt. Die echte Bit-Tiefe des Bildes bleibt dadurch aber unverändert bei 12. Um Probleme bei der Verrechnung verschiedener Bilder zu verhindern, beispielsweise dem Dividieren durch 0, wird von der Elektronik der Kamera ein konstanter Wert zu den digitalisierten Werten addiert, der so genannte *Offset*. Bei modernen CMOS Kameras lassen sich die Werte für Gain und Offset oft in der Software in einem gewissen Rahmen frei einstellen. Bei CCD Kameras sind diese Werte meist fest.

Quanteneffizienz

Die Quanteneffizienz ist eine weitere intrinsische Größe von lichtempfindlichen Sensoren, welche quantifiziert, mit welcher Wahrscheinlichkeit ein einfallendes Photon Ladungsträger im Halbleitermaterial freisetzt. Wie der Name bereits impliziert, ist die Quanteneffizienz ein (aber nicht das einzige) Maß für die Effizienz eines Sensors. Die Quanteneffizienz ist unter anderem abhängig von der Temperatur des Sensors und der Wellenlänge des einfallenden Photons. Bei modernen Kameras liegt die Quanteneffizienz in der Regel bei > 50%. Die Quanteneffizienz des im Praktikum verwendeten CMOS Gsense 4040 der Firma

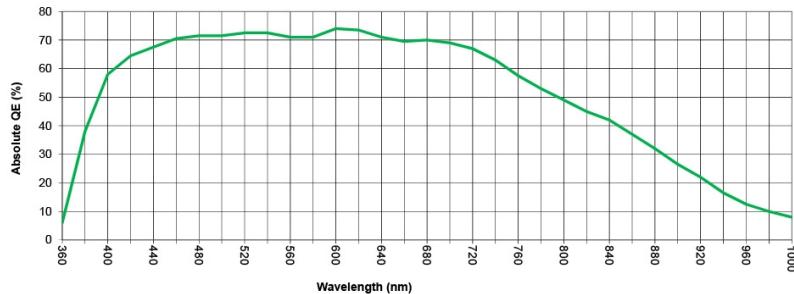


Abbildung 11.9: Wellenlängenabhängige Quanteneffizienz des im Praktikum verwendeten Sensors Gsense 4040 (Quelle: baader-planetarium.com).

GPixel, welcher in der Kamera des Modells C4-16000 der Firma Moravian verbaut ist, ist in Abb 11.9 dargestellt.

Full Well Kapazität

Durch die Full Well Kapazität wird spezifiziert, wie viele Elektronen von einem Pixel gehalten werden können. Durch eine größere Full Well Kapazität kann der Chip eine größeren Dynamikbereich abdecken. Üblicherweise bewegt sich dieser Wert zwischen einigen zehntausend Elektronen und einigen hunderttausend Elektronen. Je größer die Pixel eines Sensors sind, um so größere Full Well Kapazitäten lassen sich realisieren.

Dunkelstrom

Der Dunkelstrom gibt an, wie viele Elektronen pro Sekunde bei normaler Betriebstemperatur durch thermische Effekte im Halbleitermaterial des Sensors freigesetzt werden, wodurch thermisches Rauschen entsteht. Um diesen Wert zu reduzieren, werden Kameras während des Betriebs um mehrere zehn Grad Celsius unter die Umgebungstemperatur gekühlt. Eine genauere Betrachtung dieses Effekts wird im Versuch **Eigenschaften optischer CCDs** vorgenommen. Die Größe des Dunkelstroms liegt in der Regel im Bereich von wenigen hundertstel bis einigen zehntel Elektronen pro Sekunde.

Ausleserauschen

Besonders in CCD Sensoren, in denen die Ladungen der einzelnen Pixel von Pixel zu Pixel durch den Sensor hin zur Ausleseelektronik transportiert werden, wird durch diesen Mechanismus zusätzliches Rauschen erzeugt. Auch durch Diskretisierung der Werte durch die Ausleseelektronik wird weiteres Rauschen eingeführt. Dies ist auch bei CMOS Sensoren vorhanden und kann dort von Pixel zu Pixel leicht unterschiedlich sein. Diese Schwankungen werden mit Hilfe der mittleren quadratischen Abweichung angegeben.

Dynamikumfang

Unter dem Dynamikumfang, oder auch Dynamikbereich, versteht man allgemein bei einer Messung den Unterschied zwischen dem kleinsten und größten möglichen Wert. Bezogen auf die Sensoren in der Astronomie gibt der Dynamikumfang den Unterschied zwischen dem geringsten Signal, das gerade über dem Ausleserauschen liegt, und der Grenze zur Sättigung des Sensors an. Bestimmt werden diese Grenzen hauptsächlich durch das Ausleserauschen, die Bit-Tiefe, die Full Well Kapazität, und eventuell den Dunkelstrom, falls dieser recht hoch ist. Generell wird ein höherer Dynamikumfang angestrebt um sehr dunkle Bereiche, wie zum Beispiel Staubwolken, sichtbar zu machen, und gleichzeitig helle Objekte, wie zum Beispiel Sterne, nicht zu überbelichten.

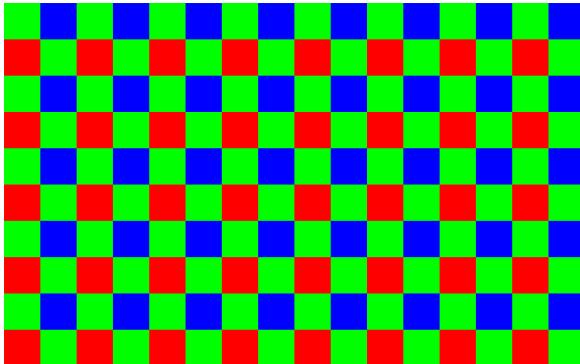


Abbildung 11.10: Das Muster der Farbfilter in einer Bayer Matrix.

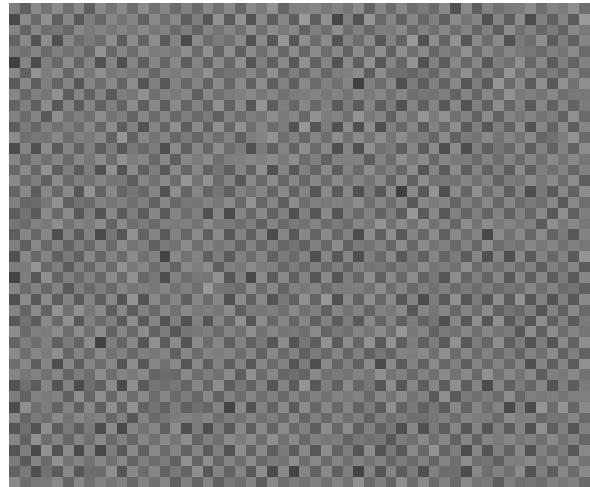


Abbildung 11.11: Rohaufnahme eines Sensors mit Bayer Matrix.

11.3.3 Binning

Um das Verhältnis von Signal zu Rauschen zu erhöhen, verfügen Sensoren über die Möglichkeit mehrere physikalische Pixel zu einem logischen Pixel zusammenzufassen. Dadurch werden die Pixel effektiv größer und damit lichtempfindlicher. Diese Kombination wird *vor dem Auslesevorgang* vorgenommen, wodurch sich auch das Ausleserauschen reduzieren lässt. Offensichtlich verringert sich dadurch die effektive Auflösung des Sensors. Meist werden Pixel mit gleicher Kantenlänge zusammengefasst, beispielsweise 2x2. Es sei an dieser Stelle angemerkt, dass sich die Kalibrationsaufnahmen von ungebinneten Bildern nicht für gebinnte Bilder verwenden lassen. Für jedes Binning muss ein eigener Satz Kalibrationsaufnahmen gemacht werden.

11.3.4 Subframing (Region of Interest)

Moderne Kameras verfügen über die Möglichkeit nur einen Ausschnitt des Sensors auszulesen, welcher beliebig gewählt werden kann, was als *Subframing* oder *Region of Interest* bezeichnet wird. Dadurch wird der Auslesevorgang und das Übertragen zum Computer erheblich beschleunigt, was beispielsweise beim Fokussieren sehr hilfreich sein kann. Mit Region of Interest kann bei der Verwendung von CMOS Sensoren über einen USB 3 Anschluss eine extrem hohe Aufnahmerate im Bereich von mehreren zehn bis mehreren hundert Bildern pro Sekunde erreicht werden. Bei sehr hellen Objekten, wie Planeten, dem Mond oder der Sonne, lassen sich so Bilder in sehr kurzen Momenten, in denen das Seeing gut ist, realisieren. Dieser Vorgang wird als *Lucky Imaging* bezeichnet und ist die heute gängige Methode für Planetenfotographie.

11.3.5 Farb-Kameras

Die meisten gängigen Digital- und Smartphone Kameras liefern direkt farbige Bilder, obwohl CCD und CMOS Sensoren alleine nur Licht im gesamten optischen Bereich messen können, sie produzieren also nur schwarz-weiß Bilder. Die Farbinformation kommt aus einer Maske aus Filtern, welche direkt auf die Pixel des Sensors aufgetragen ist, *Bayer Matrix* genannt. Die Filter, welche jeweils nur die Größe eines Pixels haben, sind durchlässig für Licht aus dem roten, grünen und blauen Bereich des optischen Spektrums. Ein Beispiel einer Bayer Matrix ist in Abb. 11.10 zu sehen. Die drei verschiedenfarbigen Filter lassen sich nicht gleichmäßig auf das quadratische Muster der Pixel verteilen. Üblicherweise sind deshalb doppelt so viele grüne wie rote und blaue Filter in einer Bayer Matrix, motiviert durch die Tatsache, dass auch das menschliche im grünen Bereich des optischen Spektrums die beste Auflösung aufweist. Die Bezeichnung *RGGB* für das Muster der Bayermatrix spiegelt diese Tatsache wieder. Die

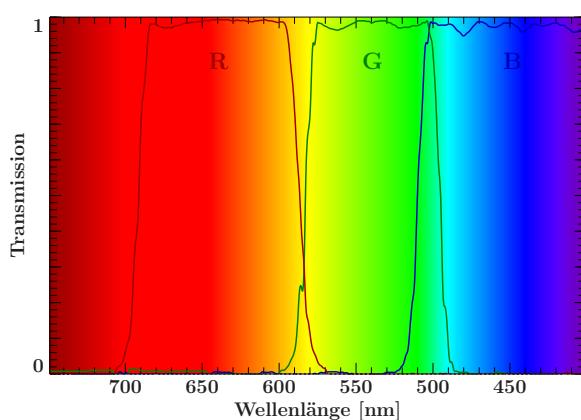


Abbildung 11.12: Bandpässe der im Praktikum verwendeten RGB Filter.

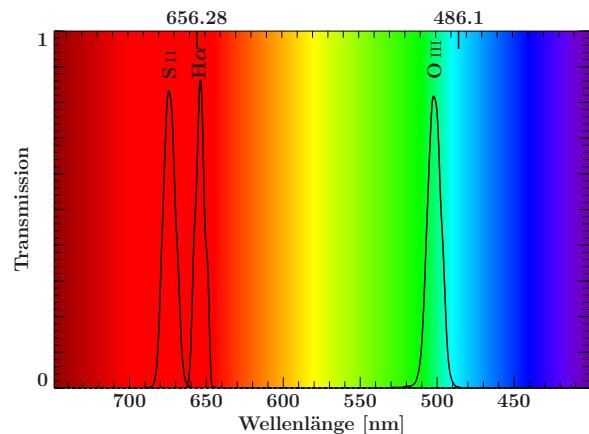


Abbildung 11.13: Bandpässe der im Praktikum verwendeten Schmalbandfilter.

Informationen, die vom Sensor ausgelesen werden, sind vorerst trotzdem nur Grautöne, aus welchen mithilfe der Information über das Muster der Filter in der Bayermatrix die Farbinformation rekonstruiert werden kann. Ein Beispiel einer Rohaufnahme einer Kamera mit Bayermatrix ist in Abb. 11.11 dargestellt. Es fällt auf, dass die Information für jeweils jeden Farbkanal dort lückenhaft ist, wo die anderen Filter aufgebracht sind. Die effektive Auflösung jedes Farbkanals ist deshalb reduziert und entspricht nicht den Dimensionen des Sensors. Die Grauwerte der nicht abgedeckten Pixel jedes Kanals werden durch ein Interpolationsverfahren aus den umliegenden Pixeln nachträglich rekonstruiert. Der Reiz von Farbkameras (auch als *One-Shot-Color-Cameras* bezeichnet) liegt in der einfachen Handhabung, welche es ermöglicht, ohne den Einsatz externer Filter sofort ein farbiges Bild zu erhalten. Ein solcher Farbsensor wird im Praktikum nicht genutzt.

11.3.6 Mono Aufnahmen mit Filtern

Um die volle Auflösung des Sensors bei der Aufnahme in sämtlichen Bändern nutzen zu können, werden anstatt einer Bayer Matrix auf dem Chip verschiedene Filter vor dem Sensor verwendet, welche einfach ausgetauscht werden können. Dies geschieht entweder durch ein Filterradsystem, welches manuell oder elektrisch betätigt werden kann, oder durch das Einsetzen einzelner Filter per Hand in den Lichtweg vor der Kamera. Für eine bestmögliche Automatisierung und um zu verhindern, dass das Teleskop während der Beobachtung zu berühren, wird auch im Praktikum auf ein Filterradsystem zurückgegriffen, welches, wie die Kamera, von einem Computer gesteuert wird. Durch den Einsatz verschiedener Filter, lassen sich Aufnahmen in den verschiedensten Bereichen des optischen Spektrums realisieren. Da zwischen den Filtern und dem Sensor ein gewisser Abstand liegt, durch den das Licht propagieren muss, kann es sein, dass für verschiedene Filter verschiedene Fokus-Einstellungen nötig sind.

Breitband Aufnahmen

Klassischerweise kommen beispielsweise Rot-, Grün- und Blaufilter zum Einsatz, die für Aufnahmen verwendet werden, bei welchen die natürlichen Farben astronomischer Objekte wiedergegeben werden sollen. Durch die wechselbaren Filter lässt sich stets die gesamte Auflösung des Sensors nutzen. In Abbildung 11.12 sind die Bandpässe des im Praktikum verwendeten RGB Filtersatzes dargestellt. Man kann nur mit den Informationen dieser drei Filter ein Bild erzeugen, dann spricht man von einem RGB Bild. Allerdings können RGB Filter auch verwendet werden, um die Farbinformation von Objekten zu erfassen, während für die Aufnahme der *Luminanz* noch auf einen weiteren Filter zurückgegriffen wird, der das gesamte optische Spektrum passieren lässt. Den Infrarot und UV Bereich absorbiert der Filter hingegen, weshalb er als UV-IR-Block Filter bezeichnet wird. Meist wird aber nur der Name "L" verwendet. Aus den Aufnahmen der Luminanz und der Farbfilter kann anschließend eine LRGB Komposition erstellt werden, was Teil des Post-Processings ist. Es werden hier also vier verschiedene

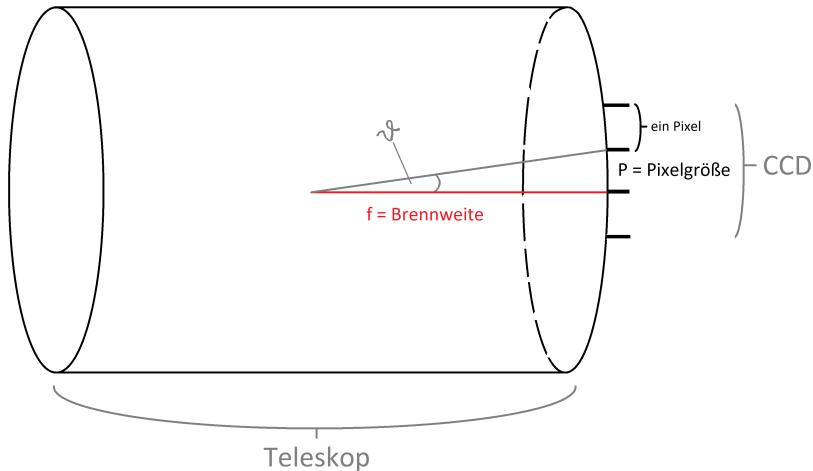


Abbildung 11.14: Rechtwinkliges Dreieck mit dessen Hilfe die Winkelabdeckung pro Pixel berechnet werden kann.

Filter (L, R, G, B) verwendet. Der zusätzliche L-Filter dient hierbei zur Verbesserung des Kontrasts, indem dieser die Helligkeit des RGB Bildes setzt.

Schmalband Aufnahmen

Ein weiterer Vorteil der Verwendung von Filtern in Kombination mit einer Mono-Kamera besteht darin, dass die Aufnahmen nicht auf die üblichen RGB Farbbänder beschränkt sind. Viel Gas im Universum emittiert durch thermische Anregung Strahlung der spektralen Emissionslinien der im Gas enthaltenen Elemente. Als prominentestes Beispiel ist hierbei Wasserstoff genannt, aus welchem ca. 90% der sichtbaren Materie des Universums besteht. Viele astronomische Objekte, hauptsächlich Nebel, emittieren Strahlung in den Wellenlängen der Balmer Serie des Wasserstoffs. Am intensivsten ist dabei die Emission der energieärmsten Balmer Linie, der $H\alpha$ Linie bei 6563 Å. Schmalbandfilter haben einen Bandpass, der es nur der Strahlung in einem kleinen Bereich um diese Wellenlänge erlaubt, zu passieren. Dadurch lässt sich die Verteilung des Gases mit sehr hohem Kontrast erfassen. Weitere gängige Schmalbandfilter erfassen die Emission von O III und S II, welche aber sehr viel schwächer ist als die von $H\alpha$. Durch die Verwendung von RGB Filtern für die Farbinformation und $H\alpha$ als Luminanz lassen sich Bilder mit satten Farben und hohem Kontrast erstellen, welche als $H\alpha$ -RGB Aufnahmen bezeichnet werden. Es sei aber angemerkt, dass bei Schmalbandaufnahmen darauf zu achten ist, ob es überhaupt Sinn macht, das Objekt von Interesse damit aufzunehmen. Reflexionsnebel und Kugelsternhaufen beispielsweise zeigen keine Emission von Wasserstoff. Um aus reinen Schmalbandaufnahmen ein Farbbild zu erzeugen, wird jedem Filter eine Farbe zugewiesen, sehr gängig ist die folgende Zuweisung: S II: rot, $H\alpha$: grün und O III: blau.

11.3.7 Verwendung von Kameras an Teleskopen

Field-of View und Pixelabdeckung

Beim Beobachten ist es ebenfalls wichtig das Field-of View (FOV) und die Winkelabdeckung eines Pixels zu kennen. Diese Größen hängen von der Brennweite und der Pixelgröße bzw. der Größe des verwendeten Chips ab. Diese Größen lassen sich wie folgt verdeutlichen. Ein Pixel und die Brennweite spannen ein rechtwinkliges Dreieck auf (siehe Fig. 11.14). Der Winkel θ , dessen Ankathete die Brennweite f und Gegenkathete die Pixelgröße p ist, beschreibt die Winkelausdehnung, die von einem Pixel abgedeckt wird. Effektiv ergibt sich für den Winkel dann die Einheit rad/Pixel. Da θ klein ist, kann für den Tangens die Kleinwinkelnäherung genutzt werden.

$$\theta = \frac{p}{f} [\text{rad}/\text{Pixel}] \quad (11.3)$$

Eine Umrechnung in Grad bzw. arcsec und eine Umwandlung für die relevanten Größenordnungen (f : mm, p : μm) ist noch notwendig, um aus den beiden Größen die Winkelabdeckung eines Pixels in [arcsec/Pixel] zu berechnen.

$$\theta = \frac{360}{2\pi} \cdot 3600 \cdot \frac{p}{f} \theta = 206264.8 \frac{p}{f} [\text{arcsec}/\text{Pixel}] \quad (11.4)$$

Da die Pixelgröße typischerweise in μm und die Brennweite in mm angegeben wird, ergibt sich folgende praktische Formel:

$$\theta = 206.2648 \cdot \frac{p [\mu\text{m}]}{f [\text{mm}]} \text{ arcsec}/\text{Pixel} \quad (11.5)$$

Da nun bekannt ist, welcher Winkel von einem Pixel abgedeckt wird, kann man aus der Anzahl der Pixel in Kombination mit den Dimensionen des Chips das FOV berechnen. Die Ausdehnung des Objekts auf dem Chip lässt sich damit ebenfalls bestimmen, wenn man die Ausdehnung des Objekts am Himmel kennt. Die Ausdehnung des Objekts auf dem Chip ist nicht identisch mit dem Auflösungsvermögen des Teleskops!

Bedeutung des Öffnungsverhältnisses

Durch die folgende Betrachtung wird deutlich, dass das Öffnungsverhältnis in direkter Verbindung mit dem Fluss des Lichts auf den Sensor steht. Das Lichtsammelvermögen L eines Teleskops, im Sinne von Photonen oder Energie pro Zeiteinheit t , welche durch die Öffnung in den Tubus eintritt, ist proportional zur Fläche der Öffnung und damit zum Quadrat des Durchmessers D ,

$$L \sim D^2 \quad (11.6)$$

Aus Gleichung 11.3 des vorherigen Abschnitts wird klar, dass die Kantenlänge x der Fläche A , über die sich das Licht in der Brennebene verteilt, direkt proportional ist zur Brennweite f ,

$$f \sim x \quad (11.7)$$

weshalb die Fläche A selbst proportional ist zum Quadrat der Brennweite,

$$A \sim f^2 \quad (11.8)$$

Um die Helligkeit des Lichts auf dem Sensor zu quantifizieren, kann die Größe des Fluxes verwendet werden. Sie gibt an, wie viel Licht L in Form von Energie oder Photonen pro Zeiteinheit t auf einen Bereich der Fläche A treffen. Es ergibt sich

$$F = \frac{L}{A \cdot t} \quad (11.9)$$

Nach einer Belichtung mit der Belichtungszeit t beträgt die akkumulierte Energie oder Anzahl der Photonen E pro Fläche

$$E = F \cdot t = \frac{L}{A \cdot t} \cdot t = \frac{L}{A} \quad (11.10)$$

Dies lässt sich durch Verwendung der Proportionalitäten 11.6 und 11.8 vereinfachen zu

$$E \sim \frac{D^2}{f^2} = \left(\frac{D}{f}\right)^2 \quad (11.11)$$

Durch Einsetzen der Definition des Öffnungsverhältnisses $O = f/D$ (f ist in dieser Betrachtung bereits verwendet für die Brennweite) ergibt sich

$$E \sim \frac{1}{O^2} \quad (11.12)$$

Die Helligkeit des Bildes auf dem Sensor ist also bei gleicher Belichtungszeit umgekehrt proportional zum Quadrat des Öffnungsverhältnisses. Anders ausgedrückt benötigt ein Teleskop bei höherem Öffnungsverhältnis eine längere Belichtungszeit um die gleiche Menge an Licht in der Brennebene zu akkumulieren. Aus diesem Grund werden bei Vergleichen Teleskope mit höherem Öffnungsverhältnis als "langsamer" und solche mit niedrigerem als "schneller" bezeichnet.

11.4 Effekte in Bildern von CCD und CMOS Sensoren

Durch die Herstellungsweise und Physik von CCD und CMOS Sensoren liefern sie kein perfektes Abbild der Wirklichkeit, sondern ihre Ausgabe ist durch diverse Schmutzeffekte gestört. Diese Effekte sind nicht nur speziell in der Astronomie bei der Verwendung in Verbindung mit Teleskopen von Relevanz.

11.4.1 Ausleserauschen

Wie bereits in Abschnitt 11.3.2 beschrieben verursacht die Ausleseelektronik von CCD und CMOS Sensoren ein zufälliges Schwanken in den Helligkeitswerten der Pixel. Dieses Ausleserauschen trägt einen festen, von der Belichtungszeit unabhängigen Teil zum gesamten Rauschen eines Bildes bei. Es sei an dieser Stelle angemerkt, dass sich dieses Rauschen aufgrund seiner zufälligen Natur nicht durch Kalibrationsaufnahmen korrigieren lässt.

11.4.2 Thermisches Rauschen

Wie bereits in Abschnitt 11.3.2 beschrieben werden, abhängig von der Temperatur, im Halbleitermaterial eines Sensors stets Elektronen durch thermische Anregung freigesetzt. Aus statistischen Gründen ist auch die Menge dieser frei gewordenen Elektronen dem Poisson Rauschen unterworfen, was einen gewissen Anteil zum gesamten Rauschen eines Bildes beiträgt. Es sei an dieser Stelle angemerkt, dass sich dieses Rauschen aufgrund seiner zufälligen Natur nicht durch Kalibrationsaufnahmen korrigieren lässt.

11.4.3 Festes Rauschmuster

Auch wenn der Offset prinzipiell ein fester, von der Sensorelektronik erzeugter Anteil des Helligkeitswertes eines Pixels ist, zeigt sich bei Sensoren stets ein festes Muster, das durch einen leicht anderen effektiven Bias erzeugt wird, der von Pixel zu Pixel anders ist. Zusätzlich kann der Dunkelstrom von Pixel zu Pixel einen leicht anderen Wert haben. Durch diese Effekte, welche von Variationen in der Halbleiterstruktur des Sensors hervorgerufen werden, entsteht bei der Aufnahme eines Bildes oft der Eindruck eines zusätzlichen Rauschens. Werden mehrere solcher Aufnahmen gemacht und verglichen, fällt aber auf, dass sich das Muster nicht verändert. Deshalb wurde diesem Effekt der irreführende Name “festes Rauschmuster” (engl. fixed-pattern noise) gegeben. Dieser Begriff ist irreführend, weil es sich bei diesem Muster um gar kein Rauschen, sondern echtes Signal handelt. Deshalb lässt es sich durch angemessene Kalibrationsaufnahmen vollständig entfernen.

11.4.4 Ungleichmäßige Pixelresponse

Ähnlich wie das feste Rauschmuster kann auch die Empfindlichkeit von Pixel zu Pixel variieren. Dadurch ergibt sich ein weiteres, scheinbar zufälliges Muster in Aufnahmen mit Lichteinfall. Dieser Effekt wird deshalb “ungleichmäßige Pixelresponse” (engl. non-uniform pixel response) genannt und lässt sich ebenfalls durch angemessene Kalibrationsaufnahmen bereinigen.

11.4.5 Amp Glow (Verstärkerglühen)

Der Begriff des Verstärkerglühens bezieht sich auf helle Regionen in Bildern, die durch die Ausleseelektronik verursacht werden und immer einem festen Muster folgen. Damit ist es dem festen Rauschmuster ähnlich, allerdings erstreckt es sich über größere Bereiche. In den anfänglichen Modellen von CCD Kameras erzeugten alternde Verstärkerschaltkreise diese hellen Regionen. Inzwischen wird dieser Begriff für sämtliche Effekte verwendet, die helle Regionen in Bildern verursachen, die von der Kamera selbst erzeugt werden. In der Regel befindet sich dieses “Glühen” am Rand des Bildes und ist nicht von der Belichtungszeit und nur sehr wenig oder gar nicht von der Temperatur abhängig. Verursacht wird es durch erhöhte Temperatur oder unter Umständen sogar infrarotes Licht, das von Schaltkreisen der Kamera verursacht wird.

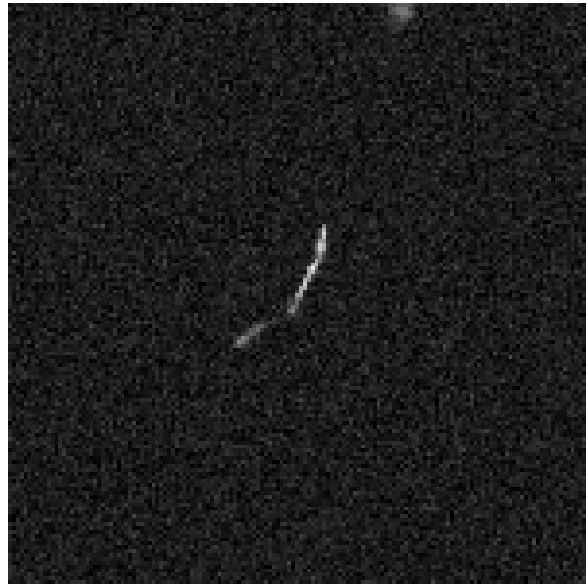


Abbildung 11.15: Spur eines kosmischen Teilches in einer 180 Sekunden langen Belichtung der C4-16000.

11.4.6 Hot Pixel

Hot Pixel entstehen bei einer lokale Störung in der Gitterstruktur des Halbleiters, wodurch kontinuierlich vergleichsweise hohe Mengen an Ladung freigesetzt werden, wodurch der Pixel hell erscheint. Solange der Hot Pixel nicht die Full-Well Kapazität erreicht hat, kann er durch angemessene Kalibrationsaufnahmen korrigiert werden. Ist die Full-Well Kapazität erreicht oder hat der ADC den höchsten Wert der verfügbaren Bit Tiefe erreicht, so muss das Pixel komplett entfernt werden.

11.4.7 Cold Pixel

Cold Pixel (oder Dead Pixel) weisen wie Hot Pixel eine defekte Struktur im Halbleitermaterial auf, welche den gesamten Pixel disfunktional machen. Cold Pixel sind in jeder Belichtung immer schwarz, aufgrund des geringen Signals in astronomischen Aufnahmen fällt dies aber relativ wenig ins Gewicht.

11.4.8 Defekte Spalten

Ist die Halbleiterstruktur in einem Pixel eines CCD Sensors derart beschädigt, dass es sich bei diesem Pixel nicht nur um einen Hot oder Cold Pixel handelt, sondern ist auch der Weitertransport der Ladung beim Auslesen gestört, so sind auch alle weiteren Pixel in dieser Spalte betroffen. Wird die Ladung nicht mehr weiter transportiert, erscheinen alle Pixel, die in der Spalte nach dem defekten Pixel ausgelesen werden, schwarz, während ein Pixel, der übermäßig viel freie Ladungsträger produziert, verursachen kann, dass alle nachfolgenden Pixel viel zu hell sind. Aufgrund deren Bauweise kann eine defekte Spalte bei CMOS Sensoren nicht mehr auftreten.

11.4.9 Teilchenstrahlung

Durch kosmische Teilchen und natürliche terrestrische Radioaktivität passieren regelmäßig hochenergetische Teilchen (“Cosmics”) mehrere Pixel des Sensors. Dabei deponieren diese Teilchen Energie im Kristallgitter des Halbleiters und setzen ebenfalls Ladungsträger frei, was die korrespondierenden Pixel hell erscheinen lässt. Üblicherweise entstehen dadurch charakteristische Spuren in Bildern. Die Anzahl dieser Effekte ist linear abhängig von der Belichtungszeit. Ein Beispiel ist in Abb. 11.15 zu sehen.

11.5 Effekte in astronomischen Bildern von Teleskopen

Abgesehen von den Effekten, die von den Sensoren selbst verursacht werden, treten andere Schmutzeffekte insbesondere in Verbindung mit der Verwendung an Teleskopen auf. Außerdem haben Bilder aus der Astronomie, verglichen mit solchen der terrestrischen Tageslichtfotografie, weiter besondere Eigenschaften.

11.5.1 Dateiformate

Formate mit verlustbehafteter Komprimierung

Seit der Etablierung der digitalen Fotografie sind sehr viele verschiedene Formate entwickelt worden, in denen Bilder gespeichert werden können. Häufig anzutreffen sind hierbei Dateiformate, welche die Bildinformation verlustbehaftet komprimieren. Die Verbreitung von Bildern in diesem Format macht beispielsweise im Internet Sinn, wo Bandbreite und Speicherplatz limitiert sind. Ein prominentes Beispiel eines solchen Dateiformats ist von der Joint Photographic Experts Group entwickelt worden, was sich auch in dem Suffix dieses Dateiformats wiederspiegelt: `.jpeg`. Diese Art Dateiformat ist für die Aufnahme astronomischer Objekte nur sehr begrenzt geeignet. Die Information, die vom Sensor an den Computer weitergegeben wird, muss verlustfrei abgespeichert werden. Auf Kompression wird daher meist vollends verzichtet. Die Werte aus dem ADC werden direkt in einem Raster aus 8 bit oder 16 bit Werten gespeichert, welches die Grauwerte der einzelnen Pixel darstellt.

FITS

Das *Flexible Image Transport System* ist ein in der Astronomie und Astrophysik sehr weit verbreitetes Dateiformat, in dem nicht nur Bilder, sondern auch Daten allgemein als Tabellen gespeichert werden können. Dedizierte astronomische Kameras, welche selbst über keinen Massenspeicher verfügen und nur mit einem Computer funktionieren, übertragen ihre Bilder zum PC, wo diese als FITS Dateien mit den Endungen `.fits`, `.fit`, `.FITS` oder `.FIT` gespeichert werden. Die meiste moderne Software zur Bildbearbeitung kann mit diesem Dateiformat umgehen.

TIFF

Das *Tagged Image File Format* (TIFF) wird häufig im Bereich des professionellen Umgangs mit Medium und Print verwendet und kann Bilddaten ebenfalls unkomprimiert speichern. Zusätzlich können Farben dabei in einem anderen Farbraum dargestellt und viele Metainformationen direkt in die Datei eingebettet werden. Sämtliche gängige Software unterstützt dieses Dateiformat.

11.5.2 Helligkeit astronomischer Bilder allgemein

Die grundlegenden technischen Parameter von Sensoren in Kameras sind in Kapitel 11.3 beschrieben. Wie dort erklärt wird, setzen Photonen, die auf den Sensor fallen, mit einer gewissen Wahrscheinlichkeit Ladung im Halbleitermaterial frei. Die Menge dieser Ladung ist proportional zur Menge an Licht, das auf den betrachteten Pixel fällt und wird vom ADC zu ADU Werten digitalisiert. Es sei nun angenommen, dass die Grauwerte in der Darstellung des Bildes linear von 0 ADU für schwarz und dem maximalen Wert, der durch die Bit-Tiefe der Kamera bestimmt wird, als weiß reichen. Weil die abgelichteten Objekte in der Regel sehr dunkel sind, ist das daraus entstehende Bild in der linearen Abbildung meist nur schwarz.

11.5.3 Vignetting

Der Begriff *Vignetting* bezieht sich auf eine Abschattung des Bildes zum Rand des Bildfeldes hin, hervorgerufen durch eine ungleichmäßige Ausleuchtung in der Bildfeldebene. Dieser Effekt kann durch die Verwendung großer Sensoren oder zu kleiner Filter entstehen. Ein Beispiel dafür ist in Abb. 11.17 zu



Abbildung 11.16: Lineare Darstellung einer Belichtung der Schmetterlingsgalaxien (NGC4567 & NGC4568) mit der C4-16000 am CDK20 und einer Belichtungszeit von 180 Sekunden. In dieser Abbildung sind nur einige Sterne erkennbar. Das Bild ist mit dem Luminanz-Filter bei einer Sensor Temperatur von -20° aufgenommen worden.

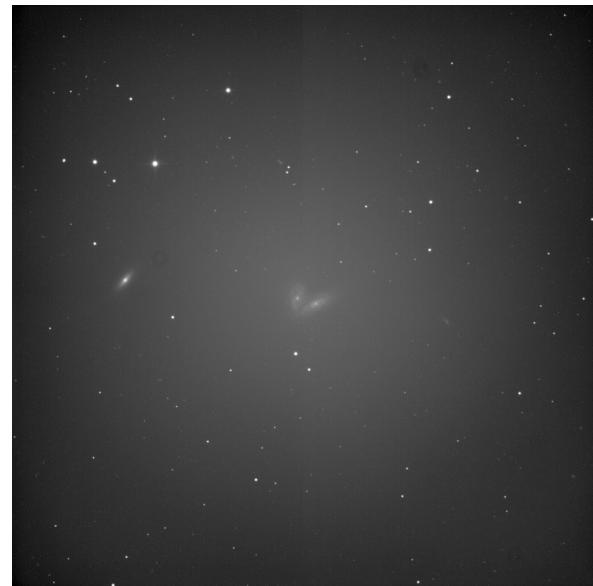


Abbildung 11.17: Vignetting am CDK20 in Kombination mit der C4-16000. Das Bild ist die „gestreckte“ Version des Bildes auf der linken Seite. Die hellen Sterne lassen sich wiedererkennen.

sehen. Die unterschiedlichen Helligkeiten im Bild lassen sich durch Flat Fields ausgleichen, das geringe Signal lässt sich dadurch aber nicht korrigieren.

11.5.4 Walking Noise

An dieser Stelle sei angemerkt, dass es extrem schwierig ist, einen Sensor herzustellen, der überhaupt keine Defekte im Halbleitermaterial aufweist. Selbst bei qualitativ sehr hochwertigen Sensoren sind stets einige defekte Spalten und Hot und Cold Pixel vorhanden. Bei Instrumenten im Weltall, welche der kosmischen Strahlung direkt ausgesetzt sind, fallen im Laufe der Zeit sehr viele dieser Effekte an. Speziell Hot und Cold Pixel und defekte Spalten lassen sich sehr gut korrigieren, wenn Dithering eingesetzt wird. Wird Dithering nicht eingesetzt und das Motiv wandert leicht in eine Richtung während der Beobachtung, so wandern bezogen auf das Objekt die Bilddefekte langsam und hinterlassen nach der Integration der Einzelaufnahmen ein Muster, das erscheint als würde es im Bild „wandern“, weshalb dieses Phänomen als *Walking Noise* bezeichnet wird. Ein Beispiel für Walking Noise nach der fertigen Kombination aller Farbbilder ist in Abb. 11.18 zu sehen.

11.5.5 Verschmutzung

Natürlicherweise sammelt sich auf den Oberflächen der optischen Elemente, wie den Filtern oder dem Schutzglas direkt vor dem Sensor, Staub an. Solange sich diese Staubkörner weit weg vom Sensor befinden, wie auf den Haupt- oder Sekundärspiegeln, sind sie in der Brennebene sehr stark defokussiert und haben keinen Effekt, außer einer leichten Verdunklung des Bildes. Deshalb wird auch ein stark verschmutzter Spiegel des Teleskops toleriert, während Kratzer in der Optik die Abbildung verschlechtern. Sitzt der Staub aber nah am Sensor, wie auf einem Filter oder auf dem Glas vor dem Sensor, so entsteht in der Brennebene für jedes Staubkorn ein heller Ring mit einem dunklen Zentrum im Bild. Ringe, die durch Staub verursacht werden, können durch gute Flat Fields komplett korrigiert werden. Ein Beispiel eines solchen Flat Fields ist in Abb. 11.19 zu sehen.



Abbildung 11.18: Farbige Walking Noise entstanden bei Aufnahme ohne Guiding und ohne Dithering am CDK20.



Abbildung 11.19: Kontrastreiche Abbildung eines Flat Fields des L-Filters vor der C4-16000 am CDK20. Viele durch Staub verursachte Ringe sind erkennbar.



Abbildung 11.20: Passage eines Satelliten durch das Bildfeld des CDK20 bei einer 180 sekündigen-Belichtung der Galaxie NGC5688

11.5.6 Nicht stationäre Objekte

Viele Objekte am Himmel sind auf den Zeitskalen einer Nacht und kürzer nicht stationär. Dazu gehören erdnahme natürliche Objekte wie Kometen, Asteroiden, Planeten und Meteore, aber auch künstliche Objekte wie Satelliten und Flugzeuge. Besonders letztere entwickeln sich in den letzten Jahren immer mehr zu einer Gefahr für die optische, bodengebundene Astronomie. Besonders moderne, massive Satellitennetzwerke zur Telekommunikation stellen dabei ein besonderes Risiko dar. Diese Objekte können heller als die hellsten Sterne am Himmel sein, während sie sich in wenigen Minuten über den gesamten Himmel bewegen. Passiert ein solches Objekt das Blickfeld des Teleskops während einer Belichtung, bleibt ein extrem heller Streifen zurück (vgl. Abb. 11.20). Bei astrofotografischen Aufnahmen, bei denen mehrere Belichtungen des selben Objekts vorgenommen werden und Dithering eingesetzt wird, können diese Störeffekte durch Pixel Rejection beim Stacken relativ gut entfernt werden (siehe Kap. 11.7.5). Bei großen astronomischen Surveys aber entsteht ein enormer Schaden.

11.6 Kalibrationsaufnahmen

Die Aufnahme, die der Sensor liefert, stellt kein perfektes Abbild der Wirklichkeit dar. Angefangen von der Passage durch die Atmosphäre, über den Weg durch den optischen Aufbau des Teleskops, bis zur Messung am Sensor wird das Signal modifiziert. Einige dieser Modifikationen können durch Messungen in Form von Kalibrationsaufnahmen quantifiziert und die eigentlichen Aufnahmen damit kalibriert werden. Es sei dabei angemerkt, dass auch bei der Erstellung der Kalibrationsaufnahmen auf ein gutes Signal-zu-Rausch Verhältnis geachtet werden muss. So muss zum Beispiel der Dunkelstrom durch das Mitteln aus vielen einzelnen Dunkelbildern bestimmt werden, um bei der anschließenden Kalibration den zusätzlichen Beitrag zum Rauschen, der durch die Unsicherheiten der Kalibrationsaufnahmen verursacht wird, so klein wie möglich zu halten. Eine detailliertere Behandlung der Effekte bezüglich des Sensors erfolgt im Versuch “Eigenschaften optischer CCDs” (siehe Kapitel 6). Generell müssen bei der Aufnahme der Kalibrationsaufnahmen die Temperatur ebenso wie Offset und Gain des Sensor identisch zu den Einstellungen während der Beobachtung sein. Beachten sie ebenfalls, dass für die Moravian C4-16000 eine besondere Prozedur wegen der Verwendung der beiden Gain-Modi im HDR Modus notwendig ist (siehe Abschnitt 11.11.2).

11.6.1 Bias

Bias Aufnahmen (Bias Frames, siehe Abb. 11.21) dienen dazu, den von der Belichtungszeit unabhängigen Anteil in ADU jedes Pixels, genannt Bias, und das Ausleserauschen des Sensors zu ermitteln (siehe dazu auch Kapitel 6 und insbesondere Abschnitt 6.4.1). Durch den Auslesevorgang von CCD und CMOS Sensoren entsteht zusätzliches Rauschen. Außerdem zeigen sich in Bias Frames Pixel, welche permanent einen hohen Grauwert erzeugen, Hot Pixel genannt, und hellere Bereiche am Rand des Bildes, welche durch die leicht erhöhte Temperatur der Elektronik um den Sensor oder sogar infrarotes Licht erzeugt werden. Um nur diese Effekte zu ermitteln, und dabei so wenig wie möglich anderes Signal zu messen, werden Bias Frames bei geschlossenem Shutter (oder abgedecktem Teleskop) und mit der kürzest möglichen Belichtungszeit aufgenommen. Wird das Mittel aus mehreren hundert oder mehr Bias Frames gebildet, so zeigen sich auch Strukturen im Bild entlang der Richtung, in der die Spalten des Sensors ausgelesen werden. Es ist darauf zu achten, dass der Sensor bei der Aufnahme von Bias Frames die gleiche Temperatur wie bei der Aufnahme der eigentlichen Belichtungen hat.

11.6.2 Dark

Der primäre Einsatz von Dark Frames (Abb 11.22) besteht darin, den Dunkelstrom des Sensors zu messen. Dazu wird der Shutter geschlossen (oder das Teleskop abgedeckt) und bei der gleichen Temperatur des Sensors und mit der gleichen Belichtungszeit wie bei den eigentlichen Aufnahmen eine Belichtung durchgeführt. In diesen Aufnahmen manifestieren sich auch zeitlich abhängige, thermische Effekte der

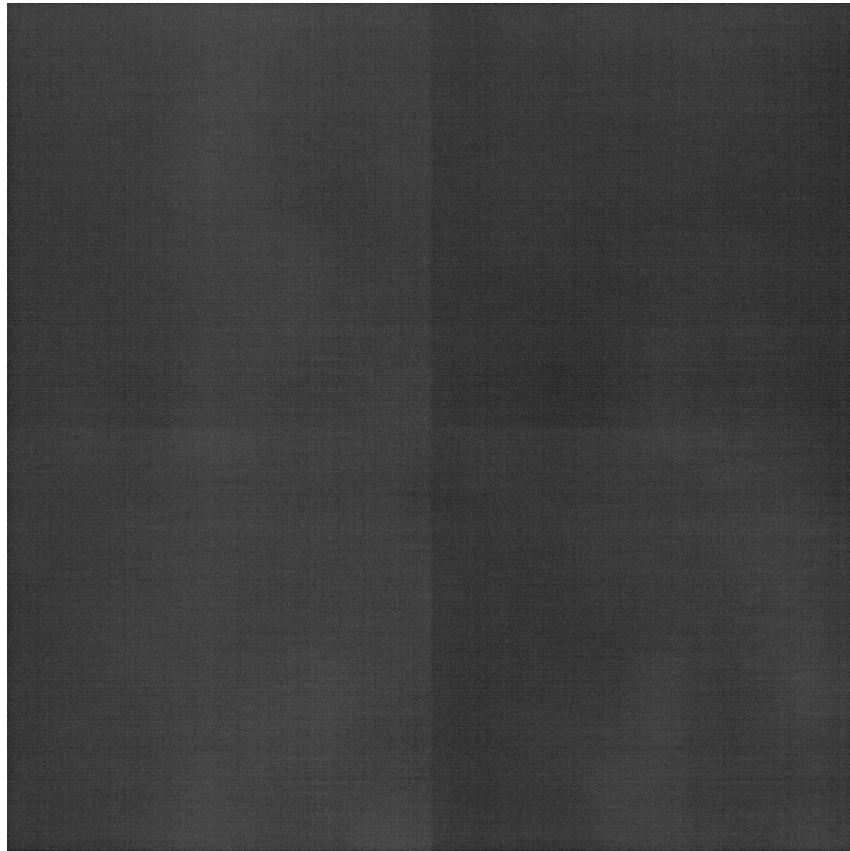


Abbildung 11.21: Bias Frame aufgenommen mit der Moravian C4-16000 im 12 Bit high Gain Modus, $T = -20^{\circ}\text{C}$, $t_{\text{exp}} = 21 \mu\text{s}$. Erkennbar ist das Muster, das durch die vier Quadranten des Sensors entsteht (siehe Abschnitt 11.11.2).

Ausleseelektronik und insbesondere Pixel in Form des Dunkelstroms, in welchen kontinuierlich Elektronen freigesetzt werden.

11.6.3 Flat

Der gesamte optische Aufbau, angefangen beim Hauptspiegel des Teleskops bis zum Sensor, verursacht eine ungleichmäßige Ausleuchtung des Bildfeldes, hauptsächlich durch die Anordnung der Öffnungen des Teleskops, des Okularauszugs, des Filters und der Kamera selbst und durch Staub und Dreck auf Oberflächen wie den Filtern und dem Schutzglases vor dem Sensor. Zusätzlich haben die Pixel des Sensors eine leicht unterschiedliche Empfindlichkeit. Um diese Effekte zu erfassen und zu korrigieren, können so genannte Flat Fields aufgenommen werden. Dabei wird die Öffnung des Teleskops möglichst gleichmäßig ausgeleuchtet und bei gleichem Fokus und Sensor Temperatur wie bei der eigentlichen Belichtung ein Bild aufgenommen. Weil sich der Staub auf Filtern und dem Schutzglas des Sensors stets ändern kann, müssen Flat Fields direkt vor oder direkt nach einer Beobachtungsnacht aufgenommen werden. Die gleichmäßige Ausleuchtung der Teleskopöffnung kann durch verschiedene Methoden erreicht werden. Bestenfalls steht eine Flat Field Lampe zur Verfügung. Dabei handelt es sich um eine Fläche, die mindestens so groß wie die Öffnung des Teleskops ist, und die mit weißen LEDs besetzt ist, wodurch eine homogene, weiß leuchtende Fläche entsteht. Alternativ kann ein weißes Tuch vor die Öffnung gespannt werden (beispielsweise ein weißes T-Shirt), die anschließend auf eine weiß ausgeleuchtete Wand oder den noch erhellten Himmel gerichtet wird. Letztere Methode werden als "Sky Flats" bezeichnet. Die Belichtungszeit sollte dabei so gewählt werden, dass das Bild nicht überbelichtet ist, das Signal aber deutlich über dem natürlichen Rauschen des Sensors liegt. Als sinnvoll erweist es sich typischerweise, die Belichtungszeit so zu wählen, dass die hellen Bereiche im Bild einen Grauwert haben, der ungefähr der Hälfte des Sättigungswertes des

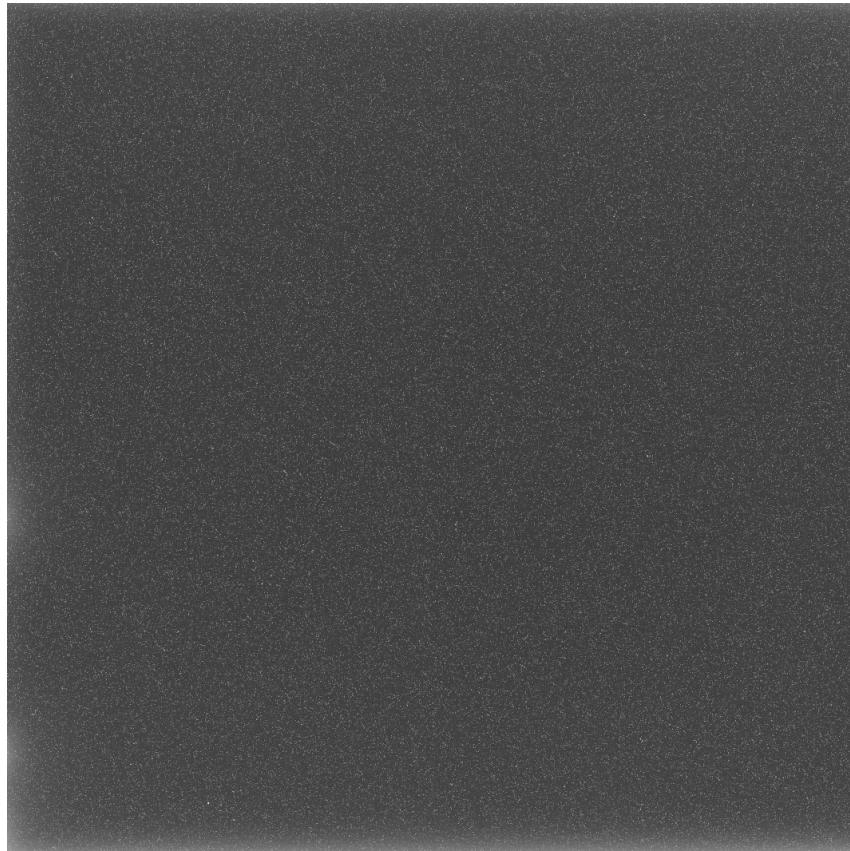


Abbildung 11.22: Dark frame aufgenommen mit der C4-16000 im 12 Bit high Gain Modus, $T = -10^\circ\text{C}$, $t_{\text{exp}} = 1800 \text{ s}$.

Sensors entspricht. Im Falle der C4-16000 entspricht das im 12 Bit high Gain Modus:

$$\frac{1}{2} \cdot (2^{12} - 1) = \frac{1}{2} \cdot 4095 = 2047.5$$

also in etwa 2000, und im 16 Bit transformierten low Gain Modus:

$$\frac{1}{2} \cdot (2^{16} - 1) = \frac{1}{2} \cdot 65535 = 32767.5$$

also in etwa 33000. Die ASI6200MM Pro verfügt über native 16 bit ADCs, weshalb deren Flats ebenfalls einen Wert von ca. 33000 haben sollten. Die Ausleuchtung des Bildfeldes hängt vom eingesetzten Filter ab, weshalb für jeden verwendeten Filter ein separater Satz Flat Fields aufgenommen werden muss. Um die gewünschte Helligkeit für jeden Filter zu erreichen, müssen sehr unterschiedliche Belichtungszeiten gewählt werden, je nachdem ob Flat Fields für einen Breit- oder Schmalbandfilter aufgenommen werden.

11.6.4 Dark Flat

Um Flat Fields zu verwenden, muss von ihnen ebenfalls erst der Bias und der Dunkelstrom entfernt werden. Da der Dunkelstrom im Bild mit der Belichtungszeit korreliert und die Belichtungszeiten der Flat Fields sehr unterschiedlich von denen der eigentlichen Belichtungen sind, müssen für Flat Fields separate Dark Frames mit deren Belichtungszeit aufgenommen werden. Diese Dark Frames werden als Dark Flats oder Flat Darks bezeichnet. Bei modernen CMOS Sensoren wie der C4-16000 und der ASI6200MM Pro (vergleiche Abschnitt 11.11.2) ist der Dunkelstrom bei niedrigen Temperaturen mit weniger als 0.1 Elektronen pro Sekunde und Pixel so niedrig, dass bei Flat Fields mit kurzen Belichtungszeiten von nur wenigen Sekunden auch Bias Frames als Flat Darks verwendet werden können.

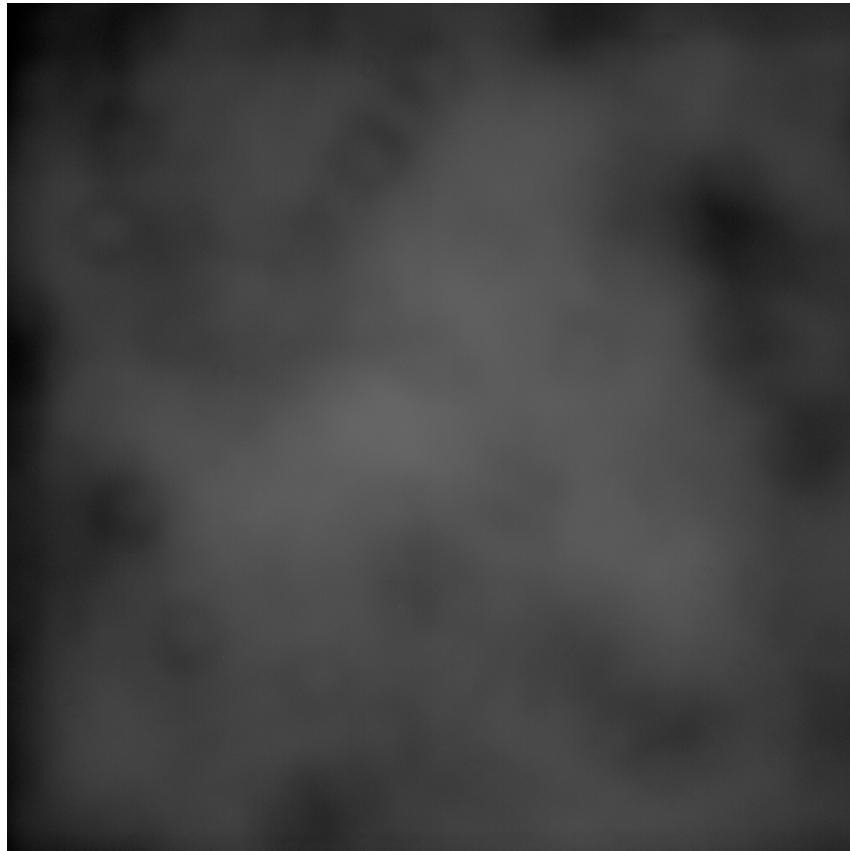


Abbildung 11.23: Flat field für den H_{α} -Filter aufgenommen mit der C4-16000 im 12 Bit high Gain Modus, $T = -25^{\circ}\text{C}$, $t_{\text{exp}} = 2 \text{ s}$.

11.7 Stacking & Statistik

11.7.1 SNR

Ziel der langen und vielen Belichtungen ist es, die Bilder zu kombinieren, um das *Signal zu Rausch Verhältnis* (Englisch: Signal to Noise Ratio, kurz SNR) zu erhöhen. Das SNR ist definiert als das Verhältnis der mittleren Leistung eines Signals zur mittleren Leistung des unterliegenden Rauschens,

$$\text{SNR} = \frac{P_{\text{Signal}}}{P_{\text{Rauschen}}} \quad (11.13)$$

Auf astronomische Aufnahmen bezogen spiegelt das Signal die Photonen wieder, die von echten astronomischen Objekten kommen. Die Anzahl der im Halbleiter des Sensors freigesetzten Elektronen ist proportional zur Zahl der Photonen, weshalb die Zahl der Elektronen direkt als Messgröße dienen soll. Elektronen sind diskret, weshalb sie der Poisson Verteilung folgen und der statistische Fehler des Signals selbst bestimmt ist durch

$$\sigma = \sqrt{N_e} \quad (11.14)$$

Gäbe es keine externe Quelle für Rauschen, so wäre das SNR damit

$$\text{SNR} = \frac{N_e}{\sqrt{N_e}} = \sqrt{N_e} \quad (11.15)$$

Je mehr Photonen gesammelt werden, desto höher wird das SNR. Ist s die Zahl der freigesetzten Ladungsträger pro Sekunde, so ergibt sich mit der Belichtungszeit t

$$N_e = s \cdot t \quad (11.16)$$

für eine Belichtung und damit

$$\text{SNR} = \sqrt{s \cdot t} \quad (11.17)$$

Externes Rauschen in Aufnahmen wird durch viele Komponenten verursacht. Betrachtet werden soll hier der Hintergrund verursacht durch Lichtverschmutzung, der Dunkelstrom des Sensors und das Ausleserauschen. Für das Rauschen des Hintergrunds aufgrund der Lichtverschmutzung verhält es sich wie mit dem statistischen Rauschen des Signals. Die Intensität b des Hintergrunds ist definiert als die Anzahl der Elektronen, die in einer Sekunde in einem Pixel freigesetzt werden. Der Hintergrund folgt ebenfalls der Poisson Verteilung. Damit ergibt sich für das Rauschen durch den Hintergrund in einer Belichtung

$$\sigma_b = \sqrt{b \cdot n \cdot t} \quad (11.18)$$

mit n der Anzahl der Pixel. Der Dunkelstrom im Sensor verursacht ebenfalls Rauschen, welches proportional zur Belichtungszeit ist:

$$\sigma_d = \sqrt{d \cdot n \cdot t} \quad (11.19)$$

wobei d der Wert des Dunkelstroms ist (siehe Kapitel 11.3.2). Das Ausleserauschen sei angenommen als eine feste Zahl r pro Pixel. Für das Ausleserauschen ergibt sich damit

$$N_r = \sqrt{n \cdot r^2} \quad (11.20)$$

Unkorreliertes Rauschen wird quadratisch addiert. Dies trifft auch auf das Ausleserauschen aller Pixel zu, deshalb der Term r^2 und aus diesem Grund errechnet sich das gesamte Rauschen aus den genannten Effekten wie folgt:

$$\sigma = \sqrt{\sigma_e^2 + \sigma_b^2 + \sigma_d^2 + \sigma_r^2} = \sqrt{s \cdot t + b \cdot n \cdot t + d \cdot n \cdot t + n \cdot r^2} \quad (11.21)$$

wodurch sich das finale SNR ergibt:

$$\text{SNR} = \frac{s \cdot t}{\sqrt{s \cdot t + b \cdot n \cdot t + d \cdot n \cdot t + n \cdot r^2}} \quad (11.22)$$

Die Belichtungszeit sollte so gewählt werden, dass die zeitabhängigen Terme das Ausleserauschen deutlich übersteigen, also

$$s \cdot t + b \cdot n \cdot t + d \cdot n \cdot t \gg n \cdot r^2 \quad (11.23)$$

Ist dies der Fall, so lässt sich der obige Ausdruck vereinfachen zu

$$\text{SNR} = \frac{s \cdot t}{\sqrt{s \cdot t + b \cdot n \cdot t + d \cdot n \cdot t}} = \frac{s}{\sqrt{s + (b + d) \cdot n}} \cdot \frac{t}{\sqrt{t}} = \frac{s}{\sqrt{s + (b + d) \cdot n}} \cdot \sqrt{t} \quad (11.24)$$

Es ist also offensichtlich $\text{SNR} \propto \sqrt{t}$ – je länger die gesamte Belichtungszeit, um so größer das SNR. Außerdem ist das SNR proportional zum Signal der Quelle mit $\text{SNR} \propto \sqrt{s}$. Je heller das Objekt, um so höher das SNR. Andersherum ist das SNR auch umgekehrt proportional zum Hintergrund und dem Dunkelstrom, $\text{SNR} \propto 1/\sqrt{b}$ und $\text{SNR} \propto 1/\sqrt{d}$.

11.7.2 Stacking

Belichtungen von mehr als einigen Minuten erweisen sich häufig als unpraktikabel, weshalb über eine lange Zeit viele Einzelbelichtungen vorgenommen werden, welche im Rahmen der Bildverarbeitung miteinander kombiniert werden. Dieser Vorgang wird als *Stacken* bezeichnet. Die statistisch sinnvollste Methode besteht darin, für jedes Pixel das arithmetische Mittel aus den Pixeln der Einzelbilder zu errechnen. Einem Pixel seien dabei die Koordinaten x und y aus dem Bild zugewiesen. Der korrespondierende Wert des Pixels wird mit $f(x, y)$ bezeichnet. Die Pixel der gleichen Koordinaten aus allen Bildern (also von der gleichen Stelle des Bildes) zusammen genommen werden dabei als *Pixel Stack* bezeichnet und

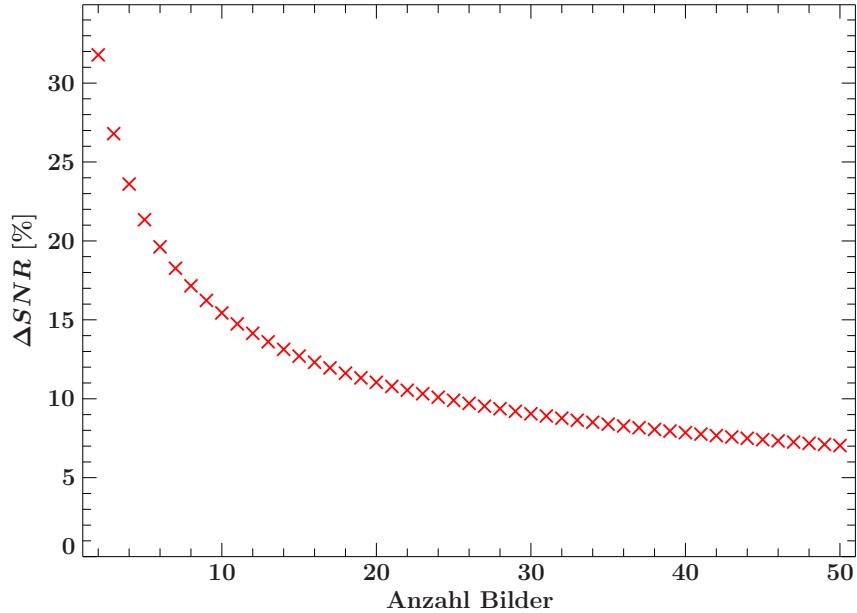


Abbildung 11.24: Prozentualer Gewinn des SNRs mit zunehmender Anzahl der Bilder.

mit Indizes versehen: $f_i(x, y)$. Das arithmetische Mittel eines Stacks sei als $a(x, y)$ bezeichnet und lässt sich errechnen aus

$$a(x, y) = \frac{1}{N} \sum_{i=0}^{N-1} f_i(x, y) \quad (11.25)$$

Die Varianz hängt mit dem Standardfehler zusammen,

$$\text{Var}(X) = \sigma^2 \quad (11.26)$$

Die Werte aller Pixel in einem Stack sind unabhängig voneinander und folgen der gleichen Wahrscheinlichkeitsverteilung. Deshalb müssen alle die gleiche Varianz haben,

$$\text{Var}(f_i(x, y)) = \sigma^2 \quad \forall i \in \{1, \dots, N\} \quad (11.27)$$

Für zwei unkorrelierte Zufallsvariablen X_1 und X_2 gilt,

$$\text{Var}(a \cdot X_1 + b \cdot X_2) = a^2 \text{Var}(X_1) + b^2 \text{Var}(X_2) \quad (11.28)$$

Deshalb ist die Varianz der Summe

$$\text{Var}\left(\sum_{i=0}^{N-1} X_i\right) = N\sigma^2 \quad (11.29)$$

und die Varianz des Mittels a

$$\text{Var}(a) = \text{Var}\left(\frac{1}{N} \sum_{i=0}^{N-1} X_i\right) = \text{Var}\left(\sum_{i=0}^{N-1} \frac{1}{N} X_i\right) = \frac{1}{N^2} N\sigma^2 = \frac{\sigma^2}{N} \quad (11.30)$$

Der Standardfehler des Mittelwerts des Stacks ist also

$$\sigma_a = \sqrt{\text{Var}(a)} = \sqrt{\frac{\sigma^2}{N}} = \frac{\sigma}{\sqrt{N}} \quad (11.31)$$

Das SNR des gemittelten Pixel Stacks ist schließlich

$$\text{SNR}_a = \frac{a}{\sigma_a} = \frac{a}{\frac{\sigma}{\sqrt{N}}} = \sqrt{N} \frac{a}{\sigma} \quad (11.32)$$

und damit insbesondere

$$\text{SNR}_a \sim \sqrt{N} \quad (11.33)$$

Daraus geht insbesondere hervor, dass der Gewinn des SNRs nicht linear mit der Anzahl der Bilder geht. Diese Situation ist in Abb. 11.24 ersichtlich, in der der prozentuale Gewinn des SNRs mit jeder weiteren Belichtung aufgetragen ist.

11.7.3 Gewichtung

In der Realität ist das SNR der Ausgangsbilder nicht gleich. Dazu kommen weitere Dinge, die von Belichtung zu Belichtung unterschiedlich gut ausfallen können, wie beispielsweise die Qualität des Guidings. Diese Aspekte kann man in die Bildung des Mittelwerts jedes Pixel Stacks einfließen lassen, indem jedem Pixel ein zusätzlicher Faktor w_i zur Gewichtung zugewiesen wird, welcher von der Qualität der Belichtung abhängt. Der Mittelwert berechnet sich dann zu

$$a(x, y) = \frac{\sum_{i=0}^{N-1} w_i f_i(x, y)}{\sum_{i=0}^{N-1} w_i} \quad (11.34)$$

Die Bestimmung der Faktoren zur Gewichtung hängt sehr stark von den Anforderungen ab und wird in verschiedenen Programmen auf sehr verschiedene Weise implementiert.

11.7.4 Normalisierung

Zusätzlich zur Gewichtung können einzelne Bilder vor dem Stacken statistisch kompatibel miteinander gemacht werden. Dieser Vorgang wird *Normalisierung* genannt. Im Laufe der Nacht kann sich beispielsweise der Hintergrund durch die Lichtverschmutzung ändern oder die Luftfeuchtigkeit ändert die Transparenz des Himmels, wodurch die Bilder dunkler erscheinen. Bevor die Bilder miteinander verglichen werden können, müssen sie daher aneinander angepasst werden. Dieser Vorgang ist nicht trivial und kann auf verschiedenen Wegen vollzogen werden. Meist wird dazu eine Funktion definiert, die jedem Pixel abhängig von seinem bisherigen Wert einen neuen Wert zuweist. Dieser Mechanismus wird als *Punktoperation* bezeichnet.

11.7.5 Pixel Rejection

Zeitlich abhängige Störeffekte, die nicht Teil des zufälligen Rauschens sind, wie Satelliten, kosmische Teilchen, oder auch Hot Pixel, falls Dithering verwendet wurde, können automatisch in Bildern isoliert und beim Stacken ignoriert werden. Dieser Mechanismus wird als *Pixel Rejection* bezeichnet. Er kann nur angewandt werden, wenn alle Einzelbilder zuvor normalisiert wurden. Beim Stacken von k Bildern mit jeweils $n \times m$ Pixeln liegen $n \cdot m$ Pixel Stacks mit jeweils k Pixeln vor. Alle Pixel in einem Stack sind nach Helligkeit sortiert und mit Indizes i versehen: $i \in \{0, \dots, k-1\}$. I wird als Indexmenge des gesamten Pixel Stacks bezeichnet. Der Rejection Algorithmus arbeitet auf jedem dieser Pixel Stacks einzeln. Im Folgenden sollen einige dieser Mechanismen, um sogenannte “Ausreißer” zu entfernen, erläutert werden.

Min/Max Clipping

Die einfachste Methode besteht darin, eine feste Anzahl der hellsten oder dunkelsten Pixel jedes Stacks zu entfernen. Während diese Methode sicherstellt, dass auf jeden Fall Pixel ignoriert werden, ist zu erwarten, dass dadurch zu viele Pixel verloren werden und das SNR des finalen Bildes leidet. Es sollte daher nicht verwendet werden.

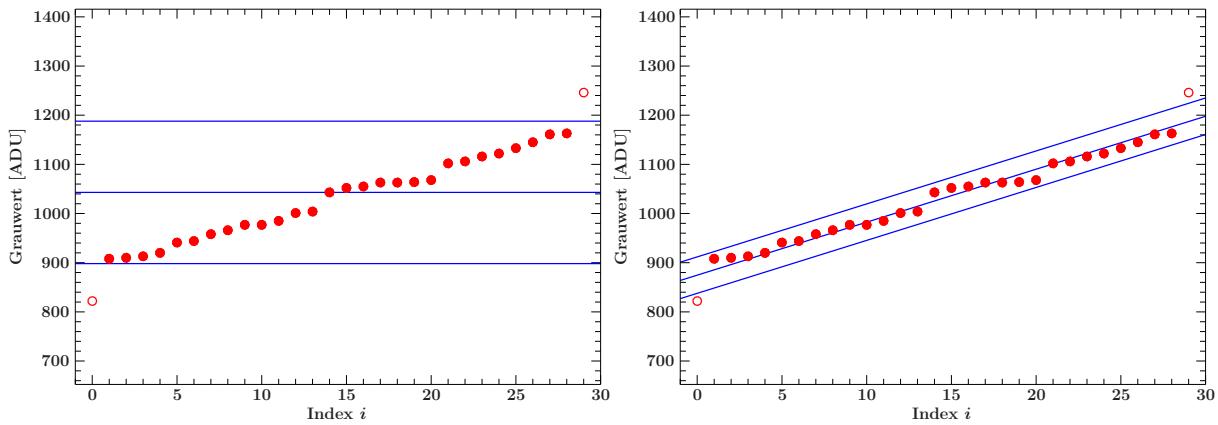


Abbildung 11.25: Illustration von Sigma Clipping und Linear Fit Clipping. Die Werte stellen die sortierten Grauwerte eines Pixel Stacks dar. Links wurde Sigma Clipping mit $s_{\text{low}} = s_{\text{high}} = 1.5$ angewandt, rechts Linear Fit Clipping mit $s_{\text{low}} = s_{\text{high}} = 3$. Die Werte der gefüllten Kreise wurden jeweils akzeptiert, die nicht gefüllten Kreise durch die Rejection ignoriert.

Percentile Clipping (Prozentuelles Clipping)

Beim Percentile Clipping werden alle Pixel eines Stacks ignoriert, deren Werte außerhalb eines Bereichs liegen, der durch einen prozentualen Teil des Medians des gesamten Stacks spezifiziert wird. Trotz des Namens werden für die oberen und unteren Schranken p_{high} und p_{low} Werte im Intervall $[0, 1]$ verwendet. Die Indixmenge J der akzeptierten Pixel ist dann bestimmt durch

$$J = \{i \in I \mid f_i(x, y) > M \cdot (1 - p_{\text{low}}) \wedge f_i(x, y) < M \cdot (1 + p_{\text{high}})\} \quad (11.35)$$

wobei M der Median des gesamten Pixel Stacks ist: $M = \text{median}(\{f_i(x, y) \mid \forall i \in I\})$. Sind weniger als ~ 10 Bilder vorhanden, sollte auf das Percentile Clipping zurückgegriffen werden, weil für komplexere Verfahren nicht genügend Statistik vorhanden ist.

Sigma Clipping

Das Sigma Clipping verwendet die Standardabweichung und den Median eines Pixel Stacks, um Ausreißer zu identifizieren. Der Vorgang wird iterativ wiederholt, bis eine Abbruchbedingung erfüllt ist. Meist werden als Abbruchbedingungen zum einen eine maximale Anzahl an Iterationen angegeben, zum anderen wird eine minimale Änderung $\Delta\sigma$ der Standardabweichung von einer Iteration zur nächsten gefordert,

$$\frac{\sigma_{l-1} - \sigma_l}{\sigma_l} < \Delta\sigma \quad (11.36)$$

mit der l Nummer der Iteration. Ist M wieder der Median des gesamten Pixel Stacks und σ die Standardabweichung der Werte im Pixel Stack, so ist die Indexmenge J der akzeptierten Pixel in einer Iteration

$$J = \{i \in I \mid f_i(x, y) > M - s_{\text{low}} \cdot \sigma \wedge f_i(x, y) < M + s_{\text{high}} \cdot \sigma\} \quad (11.37)$$

wobei σ die Standardabweichung des Pixel Stacks in der jeweiligen Iteration und s_{low} und s_{high} externe Parameter des Algorithmus sind. Sigma Clipping funktioniert sehr gut ab ~ 10 Bildern. Ein Beispiel für das Clipping eines Pixel Stacks ist in Abb. 11.25 dargestellt.

Winsorisiertes Sigma Clipping

Der Begriff Winsorisieren, benannt nach dem Statistiker Charles P. Winsor, bezeichnet einen Vorgang, bei dem Datenpunkte in einer Menge von Messungen als Ausreißer identifiziert und ersetzt werden. Die Bestimmung der unteren und oberen Schwellen w_{low} und w_{high} , durch welche die Ausreißer identifiziert werden, erfolgt üblicherweise durch den selben Vorgang wie beim Sigma Clipping, also $w_{\text{low}} = M - s_{\text{low}} \cdot \sigma$

und $w_{\text{high}} = M + s_{\text{high}} \cdot \sigma$, wiederum mit dem Median M des Pixel Stacks. Die daraus resultierende Indexmenge der Ausreißer sei als B bezeichnet. Alle Werte $f_b(x, y) \forall b \in B$ in einem Pixel Stack werden als Ausreißer deklariert und ersetzt. Für die Ersetzung können verschiedene Methoden verwendet werden. Die einfachste besteht darin, alle Ausreißer durch den Median des Pixel Stacks selbst zu ersetzen, was oft als *Median Sigma Clipping* bezeichnet wird. Durch die Ersetzung ergibt sich ein neuer Pixel Stack bei dem gilt

$$f_b(x, y) = M \quad \forall b \in B \quad (11.38)$$

wobei alle Werte, die nicht als Ausreißer deklariert wurden, unverändert bleiben. Andere Methoden ersetzen die Ausreißer nach oben/unten beispielsweise mit einer oberen/unteren Schwelle, die anteilig aus der Standardabweichung des Pixel Stacks berechnet wird, also

$$f_b(x, y) = M - p_{\text{low}} \cdot \sigma \quad \forall b \in \{i \in I \mid f_i(x, y) < w_{\text{low}}\} \quad (11.39)$$

für die unteren Ausreißer und

$$f_b(x, y) = M + p_{\text{high}} \cdot \sigma \quad \forall b \in \{i \in I \mid f_i(x, y) > w_{\text{high}}\} \quad (11.40)$$

für die oberen Ausreißer. p_{low} und p_{high} sind wählbare Parameter. Winsorisiertes Sigma Clipping funktioniert ausgezeichnet ab einer Menge von ~ 15 Bildern.

Linear Fit Clipping

Im Laufe der Nacht, oder falls über mehrere Tage hinweg Belichtungen durchgeführt werden, kann sich die Helligkeit der Position am Himmel, die ein Pixel abbildet, ändern. Dies kann beispielsweise durch die Änderung der Luftmasse zwischen Objekt und Beobachter oder der Transparenz des Himmels im Laufe der Nacht hervorgerufen werden. *Linear Fit Clipping* berücksichtigt diese graduellen Änderungen bei der Identifikation von Ausreißern. Dazu wird an die Indizes der Pixel im Pixel Stack auf der x-Achse und der Helligkeit der Pixel auf der y-Achse eine Gerade der Form

$$f(x, y, i) = a \cdot i + b \quad (11.41)$$

gefittet, wobei $i \in I$ sind. Anschließend wird diese Funktion von den Pixel Werten abgezogen und daraus die Standardabweichung bestimmt,

$$\sigma = \frac{1}{N} \sum_{i=0}^{k-1} |f_i(x, y) - (a \cdot i + b)| \quad (11.42)$$

Anhand der Standardabweichung lässt sich ein Intervall definieren, dessen Zentrum abhängig vom Index des Pixels im Stack ist und in dem der Pixel liegen muss um akzeptiert zu werden. Die Indexmenge J der akzeptierten Pixel ergibt sich damit zu

$$J = \left\{ i \in I \mid f_i(x, y) > a \cdot i + b - s_{\text{low}} \cdot \sigma \wedge f_i(x, y) < a \cdot i + b + s_{\text{high}} \cdot \sigma \right\} \quad (11.43)$$

wobei s_{low} und s_{high} externe Parameter sind. Linear Fit Clipping funktioniert exzellent für 20 oder mehr Belichtungen. Ein Beispiel für das Clipping eines Pixel Stacks ist in Abb. 11.25 dargestellt.

Ergebnisse

Bei einer ausreichenden Anzahl von Aufnahmen lassen sich Satelliten, Flugzeuge und die Spuren kosmischer Teilchen sehr effizient entfernen. Wird Dithering angewandt, so lassen sich auch Hot Pixel sehr gut entfernen. Beispielhaft ist in Abb. 11.26 ein Bild aller Pixel dargestellt, die beim Stacken von 250 Aufnahmen mit jeweils 180 Sekunden Belichtungszeit durch Linear Fit Clipping ignoriert wurden. Darin sind deutlich die besprochenen Effekte zu sehen, welche effizient entfernt wurden. Am auffälligsten sind teilweise kaputte Spalten, welche durch das Dithering verschoben wurden. Diese Effekte sind symmetrisch

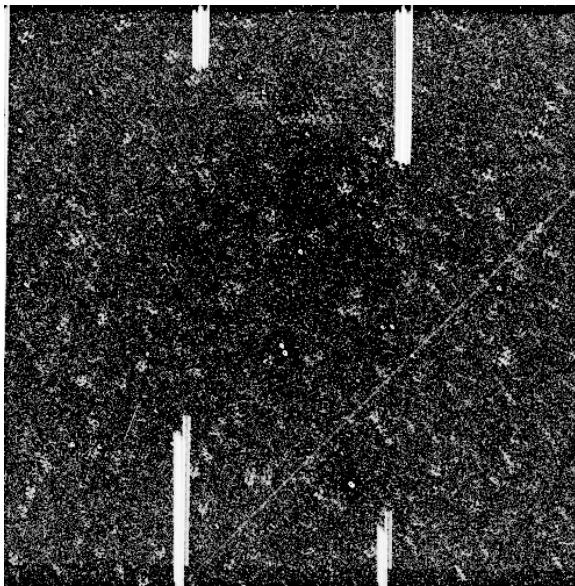


Abbildung 11.26: Rejection Map, entstanden beim Stacking von 250 Bildern, zwischen denen Dithering verwendet wurde. Deutlich zu sehen sind die durch das Dithering verschobenen defekten Spalten, welche sehr effizient erkannt wurden. Außerdem ist die Spur eines hellen Satelliten im rechten unteren Bereich des Bildes zu erkennen, welche ebenfalls erkannt wurde.

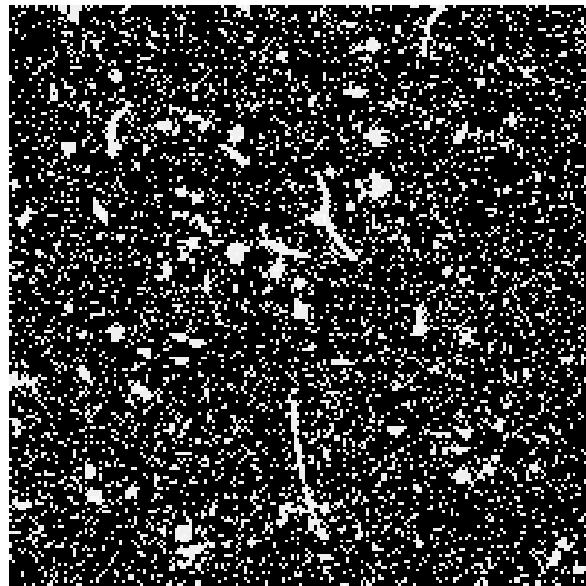


Abbildung 11.27: Kleiner Ausschnitt aus dem Bild links. Auf kleinen Skalen werden sehr viele Hot Pixel und Spuren kosmischer Teilchen entfernt.

am oberen und unteren Bildrand, weil während der Aufnahmen ein Meridianflip durchgeführt wurde, wodurch die Bildfeldebene um 180° rotiert wurde. Außerdem ist die Spur eines hellen Satelliten im rechten unteren Bereich des Bildes zu sehen, welche ebenfalls erkannt und entfernt wurde. In Abb. 11.27 ist ein kleiner Ausschnitt dieses Bildes zu sehen, in dem deutlich die Spuren vieler kosmischer Teilchen erkennbar sind. Die vielen hellen, isolierten Pixel entstehen durch zufällig verteilte hellere Werte in einzelnen Aufnahmen aufgrund der Poisson Statistik und werden bei ausreichend vielen Belichtungen ebenfalls effizient entfernt.

11.8 Bildverarbeitung in der Praxis

Nachdem alle Aufnahmen des astronomischen Objekts (Light frames) und die Kalibrationsaufnahmen gemacht worden sind, kann man sich an die Verarbeitung der Bilder machen. Von den Rohaufnahmen zum finalen Bild sind einige Schritte notwendig. Diese Schritte werden in zwei Teile unterteilt. Beim Preprocessing geht es darum, die Light frames zu kalibrieren und die Aufnahmen eines Filters zu kombinieren. Danach schließt sich das Postprocessing an. Hierbei werden die gestackten Filter-Aufnahmen weiter verarbeitet und schließlich zu einem Farbbild zusammengesetzt. Die hier vorgestellten Schritte sind eine grobe Anleitung, wenn auf anderem Wege ein besseres Bild produziert werden kann, kann die Verarbeitung auch anders durchgeführt werden. Konkrete Beispiele für diverse gängige Software finden sich in Kapitel 11.9.

11.8.1 Preprocessing

Kalibration

Die Light frames müssen zu allererst kalibriert werden, was mit Hilfe der Kalibrationsaufnahmen erfolgt. Hierzu gibt es je nachdem, welche Kalibrationsaufnahmen gemacht worden sind, viele verschiedene Wege, um zu einem fertigen Bild zu kommen. Bevor man allerdings die Light frames bearbeitet, muss man erst die Kalibrationsaufnahmen verarbeiten. Bei unserem Experiment nehmen wir Dark frames,

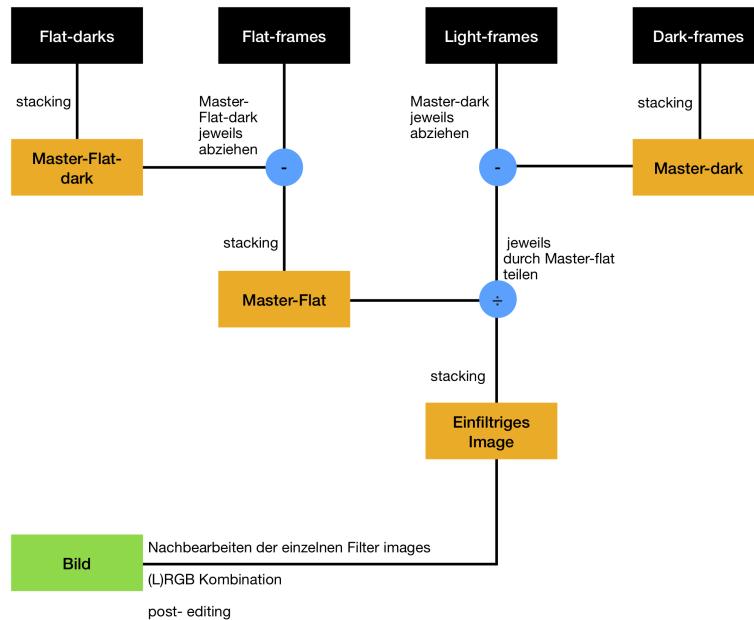


Abbildung 11.28: Workflow für die Datenreduktion, wenn für die Kalibration Darks, Flats und Flat Darks aufgenommen werden. Diese Kombination wird auch während des Praktikums verwendet.

Flat fields und Flat Darks (bzw. Bias) auf und folgen dementsprechend dem Ansatz aus Abb. 11.28, also wird nun auf diese Möglichkeit weiter eingegangen. Man verarbeitet die einzelnen Light frames eines Filters mit den Master-Kalibrations frames. Das Master-dark wird erstellt, indem die Dark frames gestacked werden. Sie sollten hierfür average stacking mit Pixel rejection nutzen und keine Normalisierung durchführen. Das Master-dark wird dann von jeder einzelnen Aufnahme abgezogen. Bevor die Flat fields weiter verarbeitet werden können, müssen auf die gleiche Art die Flat Darks (oder Bias) zu einem Master-Flat-Dark verarbeitet werden. Das Master-Flat-Dark wird dann von jedem Flat abgezogen. Die Flat Dark korrigierten Flats können dann ebenfalls zu einem Master-Flat kombiniert werden. Dazu werden die bearbeiteten Flats ebenfalls mit der gleichen Stackingmethode gestackt, aber im Gegensatz zu den Darks wird das Master-Flat mit multiplikativer Normalisierung normalisiert. Die bereits Dark-korrigierten Lights werden nun weiter mit dem Master-Flat verarbeitet. Jedes Light wird durch das Master-Flat geteilt. Man hat nun jede einzelne Light Aufnahme kalibriert. Die Kalibration muss für jeden einzelnen Filter separat vorgenommen werden, lediglich das Master-Dark, sofern alle Lights bei der selben Belichtungszeit aufgenommen worden sind, kann für jeden Filter verwendet werden.

Kosmetische Korrekturen

Oft bleiben nach der Kalibration noch Hot Pixel oder Reihen toter Pixel übrig, diese können vor der Registrierung entfernt werden. Algorithmen können erkennen, dass ein Pixel tot ist, indem er mit den umliegenden verglichen wird. Ähnlich können auch ganze Reihen von toten Pixeln erkannt werden. Diese Pixel werden dann durch das Mittel der umgebenden Pixel ersetzt. In manchen Programmen ist es auch möglich, eine Liste von kaputten Pixeln, die bereits bekannt sind, zu übergeben und somit die gleichen Korrekturen auf jedes Bild anzuwenden.

Registrierung

Da die Sterne und Objekte in den kalibrierten Lights nicht immer genau auf die gleichen Pixel abgebildet werden, müssen die einzelnen Lights noch zur Deckung gebracht werden. Die Verschiebungen kommen durch mehrere Effekte zustande. Zum einen ist das genau das Ziel des Ditherings, zum anderem ist

die Nachführung nie perfekt, weshalb sich die Sterne in den einzelnen Aufnahmen jeweils verschieben. Wenn ein Meridianflip während der Beobachtung durchgeführt worden ist, stehen die Bilder nach dem Flip im Vergleich zu den vorherigen auf dem Kopf. Um die Bilder zur Deckung zu bringen, wird eine Registrierung durchgeführt. Dabei wird ein Muster von Sternen oder Strukturen auf einem Planeten in einem Referenzbild ausgewählt und in allen anderen Aufnahmen gesucht und errechnet, welche Operationen an dem jeweiligen Bild nötig sind um das Muster zur Deckung zu bringen. Hierbei werden Translations-, Rotations-, und Skalierungsvorgänge auf die einzelnen Aufnahmen angewendet.

Stacking

Sind nun alle ausgerichteten Aufnahmen vorhanden können sie zum Erhöhen des SNR gestacked werden. Es kann dabei der gleiche Stacking Algorithmus wie für die Kalibrationsaufnahmen genutzt werden, allerdings sollte additive skalierte Normalisierung genutzt werden. Die Verwendung von Pixel Rejection ermöglicht es auch, Aufnahmen mit Störfaktoren wie Flugzeuge oder Satelliten zu nutzen. Aufgrund verschiedener Qualitäts-Parameter kann eine Gewichtung der Aufnahmen beim Stacking vorgenommen werden, somit haben dann sehr gute Aufnahmen eine hohe Gewichtung, aber schlechte Aufnahmen können trotzdem mit geringer Gewichtung genutzt werden. Als Qualitätsindikator kann zum Beispiel die Anzahl der Sterne oder ihre Rundheit genutzt werden.

Drizzle

Bei der Registrierung und dem Stacking kann noch Drizzle angewendet werden, der Algorithmus hierfür heißt “Variable Pixel Linear Reconstruction”. Drizzle wurde für die Aufnahmen des Hubble Deep fields entwickelt. Durch Drizzle wird die Auflösung und die Schärfe der Details erhöht. Jedes Bild wird vor dem Stacking in der Auflösung hochgerechnet, also super sampled. Diese Bilder werden dann auf ein feines Gitter von Pixeln projiziert und gestacked. Die erhöhte Auflösung hat zur Folge, dass die Strukturen jetzt aus mehr Pixeln bestehen und somit mehr Details sichtbar sind. Dabei sollten die einzelnen Bilder etwas gegeneinander verschoben sein. Drizzle ist sinnvoll wenn die Aufnahmen undersampled bzw. gedithered sind und eine große Menge an Daten vorhanden ist. Beim Hubble Deep Field etwa sind viele Galaxien nur wenige Pixel groß, ohne dithering und drizzle würden die Galaxien blockartig sein. Durch das hochskalieren der Pixelanzahl und das Verschieben der einzelnen Aufnahmen gegeneinander, können die einzelnen Galaxien dank Drizzle rekonstruiert werden und sind nicht blockartig sondern als Galaxien zu erkennen.

11.8.2 Postprocessing

Nach den Preporcessing Schritten hat man nun für jeden Filter ein gestacktes und kalibriertes Bild. Diese monochromen Aufnahmen können jetzt weiter verarbeitet werden.

Rauschreduktion

Trotz des Stackings und der damit verbundenen Verbesserung des SNRs, bleibt Rauschen in den Bildern zurück. Um schöne Aufnahmen zu erhalten muss dieses Rauschen unbedingt reduziert werden. Dieses Rauschen ist besonders auffällig auf der Pixel-ebene vor allem in Bildteilen, die sonst nur dunklen Himmel enthalten. Verschiedene Algorithmen, z.B. A trous wavelets transform, können je nach Software genutzt werden, um das Rauschen zu reduzieren. Hierfür werden die Pixel auf verschiedenen Größenskalen miteinander verglichen und dann das Rauschen aus dem Bild herausgerechnet. Erfahrungsgemäß erzielt man die besten Ergebnisse, wenn man die Rauschreduktion einmal vor und ein weiteres mal nach dem Strecken durchführt.

Kombination der Bänder

Noch sind alle Bilder monochromatisch, enthalten also Informationen für eine bestimmten Wellenlängenbereich. Diese Einzelaufnahmen können nun zu einem Farbbild zusammengesetzt werden. Dabei wird jeder einzelnen Aufnahme eine bestimmte Farbe zugewießen, meist wird die Kombination aus Rot, Grün und Blau vorgenommen, aber je nach Software kann den Einzelaufnahmen auch eine andere Farbe zugewießen werden. Für den Kontrast kann auch ein Luminanz Bild in diesem Prozess verwendet werden. Am Computer wird dann ein Farbbild anhand der einzelnen Filter errechnet.

Strecken

Im Linearen Zustand sind die Bilder meist einfach nur schwarz. Das kann mit Hilfe des Histogramms behoben werden. Das Histogramm zeigt die Verteilung der Werte im Bild an. In monochromatischen Bildern zeigt es die Verteilung der Graustufen und in Farbbildern zeigen drei einzelne Histogramme die Farbwerte für Rot, Grün und Blau auf. Wenn das Bild schwarz ist, sind vor allem die dunklen Werte vertreten, durch das Strecken des Histogramms auf hellere Werte kann die Struktur im Bild sichtbar gemacht werden und der Kontrast angepasst werden.

Weitere Verarbeitung

Die erstellten Farbaufnahmen können noch durch weitere Bildbearbeitung verschönert werden. Hierbei gibt es keine Regeln oder Vorschriften, wie sehr und in welcher Weise man das Bild bearbeiten sollte. Es können z.B. die Farben weiter angepasst werden, oder der Kontrast verändert werden, Histogramme verändert werden oder weitere kosmetische Korrekturen vorgenommen werden. Dafür kann im Prinzip jede Bildbearbeitungs-Software genutzt werden (z.B. Gimp, Photoshop, Lightroom, usw.).

11.9 Software zur Bilderverarbeitung

11.9.1 Siril

„Siril is a reverse acronym for Iris for Linux“. Siril ist eines von vielen Programmen, die genutzt werden können, um die Daten zu reduzieren und ist auf allen Rechnern der Sternwarte installiert. Es gibt gute Gründe Siril zu benutzen, unter anderem verfügt Siril über mächtige Algorithmen zur Bearbeitung von amateurastronomischen Aufnahmen, die individuell genutzt werden können, es ist also keine Blackbox. Auch ist Siril einfach zu bedienen, wenn noch keine Erfahrung im Bereich der Astrofotografie vorhanden ist, da das Program einen durch den Workflow führt. Darüber hinaus ist Siril Freeware und für alle großen Plattformen verfügbar (Linux, Windows, MacOS). Ebenfalls hat Siril eine große online-community, man findet also relativ schnell gute und ausführliche Manuals und Tutorials. Die offizielle Dokumentation von Siril findet man [hier](#) oder als [PDF-version](#).

Um siril zu öffnen geben Sie bitte `siril` in einer Konsole ein. Die Software arbeitet mit sogenannten *Sequences* einer Serie von Einzelaufnahmen. Für jeden später zu verwendenden Frame (dark, flat, etc.) muss eine einzelne Sequence initiiert werden. Durch die einzelnen Tabs wird man dann Schritt für Schritt durch die Bearbeitung der Bilder geführt. Siril wird nach jedem Schritt für jedes Einzelbild der Sequence eine einzelne neue Datei anlegen, daher ist es wichtig, sich sinnvolle Namen zu überlegen und geeignete Arbeitsverzeichnisse zu benutzen, da viele Files produziert werden. Eine neue Sequence kann unter dem Tab *Datei-Konvertierung* angelegt werden. Mit dem Haussymbol am oberen Bildschirmrand kann jeweils das aktuelle Arbeitsverzeichnis gewählt werden. Da bei der Bearbeitung der Bilder sehr viele Dateien produziert werden sollte hier ein sinnvolles Verzeichnis gewählt werden und auf die Speicherkapazitäten geachtet werden. Wenn Sie Siril an der Sternwarte nutzen, immer ein Verzeichnis in `/userdata/data/praktikum/praktiXY` wählen. Im Viewer mag es sinnvoll sein *auto-stretch* auszuwählen.

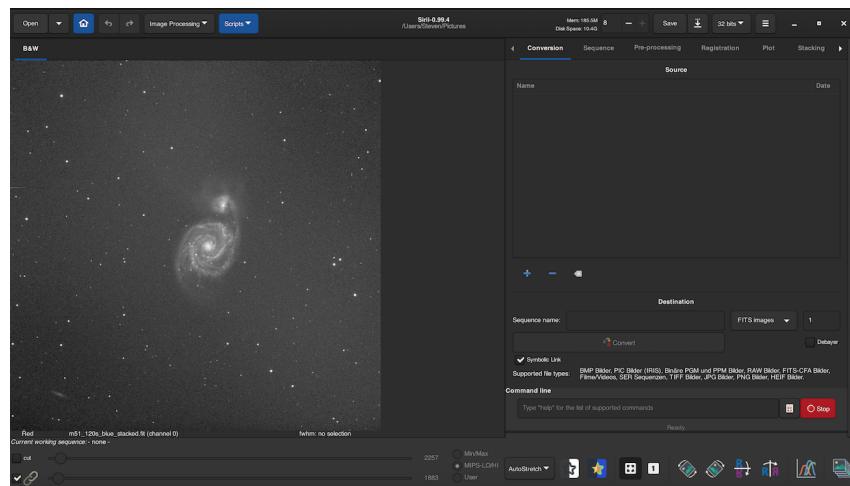


Abbildung 11.29: Das Siril Hauptfenster. Die Sequenzen können auf der rechten Seite eingelesen und bearbeitet werden und links wird das aktuelle Bild (meist das erste der Sequence) angezeigt.

Kalibrations-frames

Bevor die eigentlichen Aufnahmen reduziert werden können, müssen die Kalibrations-frames erstellt werden. Jede Art von Kalibrations-frames kann als einzelne Sequence angelegt werden. Bei der Erstellung der Master-frames müssen nur die Tabs *Pre-Processing*, falls die Sequence mit einem bereits vorher erzeugten Master-frame verrechnet werden muss, und *Stacking* durchlaufen werden. Die einzelnen Frames können jeweils mit *Average Stacking with rejection* und der passenden Rejection-Methode (siehe hierfür Unterabschnitt 11.7.5) gestacked werden, lediglich die Normalisierung muss für die Kalibrations-frames jeweils unterschiedlich gewählt werden. Für Darks und Bias Frames sollte keine Normalisierung durchgeführt werden, die Flats können multiplikativ normalisiert werden.

Light-frames

Jetzt kann man die Light-frames reduzieren, das muss für jeden Filter in einer separaten Sequence gemacht werden. Im Tab *Pre-Processing* müssen die jeweiligen Kalibrationsfiles angegeben werden. Anschließend werden im Tab *Registration* die einzelnen Bilder miteinander aligned, dies erfolgt durch Translation, Skalierung und Drehung der Bilder relativ zu einem Referenzbild. Als Methode empfiehlt sich *Global star alignment*. Durch das Auswählen von 2x Drizzle kann die Auflösung erhöht werden. Allerdings sollte zunächst überlegt werden, ob dies bei der vorliegenden Auflösung der Aufnahmen wirklich sinnvoll ist. Jetzt können die Bilder gestacked werden. Für die Light-frames kann der gleiche Stacking-Algorithmus genutzt werden, nur es sollte eine skalierte additive Normalisierung genutzt werden. Der Vorteil am *Average Stacking with rejection* ist, dass mit dieser Methode auch Aufnahmen mit Satelliten oder Flugzeugen genutzt werden können. Auch hier wird wieder die passende Rejection-Methode ausgewählt (siehe Unterabschnitt 11.7.5).

Der Hintergrund kann extrahiert und dann abgezogen werden. Hierzu *Image Processing → Background-Extraction* benutzen. Samplepunkte, die Siril benutzt, um den Hintergrund zu modellieren können erstmal automatisch erzeugt werden. Zusätzliche Punkte können per Klick hinzugefügt werden oder Samplepunkte können per Rechtsklick entfernt werden. Es sollten keine Punkte in das eigentliche Objekt gesetzt werden. Für die Reduzierung von Rauschen bietet Siril die *A trous wavelets transform* Funktion. Hierzu sollte in das Bild hereingezoomt werden und das Rauschen/Gekriesel auf Pixel-ebene entfernt werden.

Die jeweiligen Master-frames der einzelnen Filter müssen vor der Farbkomposition noch gegeneinander registriert und nachbearbeitet werden. Hierfür bietet Siril diverse Tools. Die Registrierung der Bilder kann erfolgen, indem eine neue Sequenz mit den kalibrierten und gestackten Light Frames erstellt wird. Die Reihenfolge, in welcher die Bilder hier geladen werden, spiegelt auch die Reihenfolge der Ausgabe der Bilder wieder. In der Sequenz wird dann einzig die Registrierung ausgeführt. Als Ausgabe dieser

Aktion werden die Bilder in aufsteigender Reihenfolge mit dem Namen der Sequenz im Arbeitsordner gespeichert.

(L)RGB image

Das (L)RGB Bild kann mithilfe der Option *Image Processing → RGB Compositing* aus den oberen Menüs erstellt werden. Beachten Sie, dass die Bilder vor diesem Schritt noch im linearen Zustand sein müssen und nicht gestreckt sein dürfen.

Anschließend sollte das resultierende Bild gecropped werden um dunkle Ränder zu entfernen, dazu einfach in der Bildansicht den gewünschten Bereich auswählen und per Rechtsklick *Zuschnitt* wählen.

Das resultierende RGB-Bild kann in Siril noch weiter bearbeitet werden. Es kann sein, dass das Bild auf den ersten Blick merkwürdig aussieht, das gibt sich allerdings nach der *Color Calibration* im Processing Menü oder man wählt im RGB-Tool *finalize color balance*. Zuerst kann man im Bild eine Region markieren, die keine Sterne enthält und diesen Bereich nutzen, um den Hintergrund zu neutralisieren. Als Weißreferenz markiert man am besten einen Teil des astrophysikalischen Objekts. Nun kann man das Bild noch weiter in Siril und externen Programmen nachbearbeiten.

Sind alle Arbeitsschritte im linearen Zustand des Bildes erledigt, kann das Bild “gestreckt” werden, das heißt, mit einer Histogramm Transformation werden die Grauwerte der Farbkanäle so erhöht, dass bei einer linearen Ansicht des Bildes die Details des Objekts und die Sterne deutlich heller als der Hintergrund sind. Verwendet werden kann dazu die “Histogram Transformation” Funktion im “Image Processing” Tab. An der unteren Kante des Histogramms befinden sich drei Regler, am linken und rechten Rand und in der Mitte. Wenn der mittlere Regler nach links geschoben wird, werden die dunklen Teile des Bildes deutlich heller, aber ebenso der Hintergrund. Dieser Effekt kann durch das Anpassen des linken Reglers zum unteren Ende des Histogramms kompensiert werden. Dieser Prozess wird so lange wiederholt, bis das Objekt und die Sterne deutlich im Vordergrund stehen, der Hintergrund aber dunkel bleibt. Beachten Sie, dass hierzu die Ansicht des Bildes am unteren Rand des Haupt-Fensters auf “Linear” und nicht auf “AutoStretch” gestellt ist.

Es empfiehlt sich nach diesem Teil der Verarbeitung mit einer Software zur allgemeinen Bildbearbeitung (GIMP, Adobe Photoshop etc.) Anpassungen an den Farben oder Helligkeiten vor zu nehmen.

11.9.2 DeepSkyStacker

DeepSkyStacker (DSS) ist ein für Windows verfügbares Programm zum Stacken astronomischer Bilder. Es ist sehr leicht zu bedienen und zum Großteil selbsterklärend, man kann also auch leicht mit Parametern spielen. DSS kann aber kein Farbbild aus verschiedenen Einzelbildern generieren, dafür ist zum Schluss ein anderes Programm nötig.

Laden der Dateien

Zunächst kann man die verschiedenen Light- und Kalibrationsframes per drag & drop in DSS ablegen oder sie mit dem Menü oben links einlesen. Dazu einfach auf die entsprechende Zeile klicken (Light, Dark, Flat etc.) und die Dateien auswählen (siehe auch Abb. 11.30). Es sollten hier jedoch immer nur Bilder, die zum gleichen Filter gehören, gewählt werden. Für die weiteren Filter muss der beschriebene Ablauf wiederholt werden.

Registrierung der Bilder

Nun müssen die Aufnahmen, die wahrscheinlich ein bisschen gegeneinander verschoben und verdreht sind, aneinander angepasst werden. Dafür wählt man zuerst alle Bilder aus, indem man im Menü links auf „Alle auswählen“ klickt. Dann klickt man auf „Ausgewählte Bilder registrieren“. Es erscheint ein Fenster mit verschiedenen Einstellungen (Abb. 11.31). Im ersten Tab kann eingestellt werden, ob gleich nach der Registrierung gestackt werden soll (wenn nicht, dürfen nur Lightframes ausgewählt sein, sonst passieren Fehler) und wenn ja, welchen Anteil der Bilder DSS dann verwenden soll. Es ist hier sinnvoll,

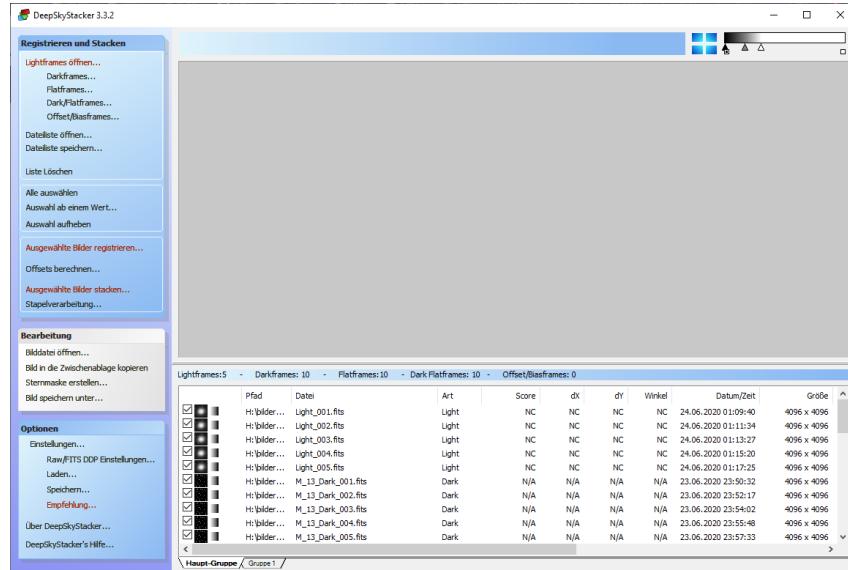


Abbildung 11.30: Die Standardansicht von DSS mit einer Liste an Bildern. Links oben können Dateien zur Liste hinzugefügt werden, alle ausgewählt werden und die Registrierung/das Stacking gemacht werden.

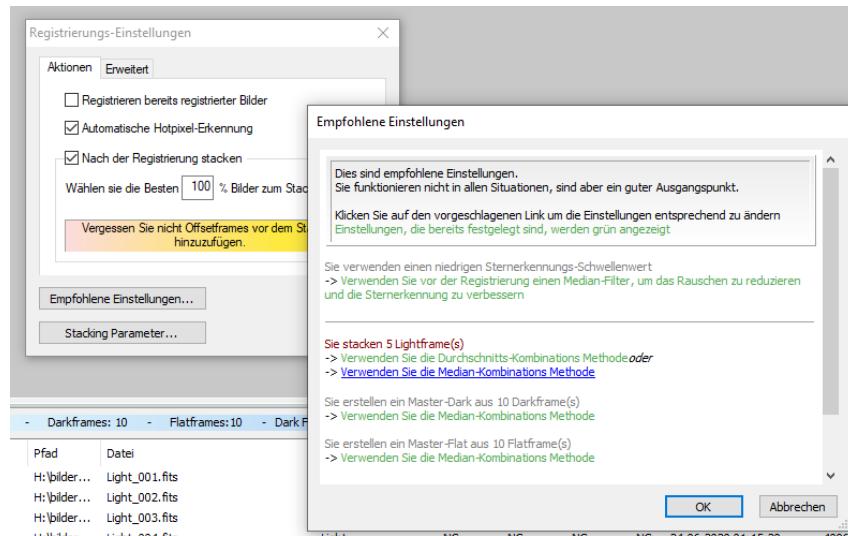


Abbildung 11.31: Das Registrierungsfenster und die vorgeschlagenen empfohlenen Einstellungen.

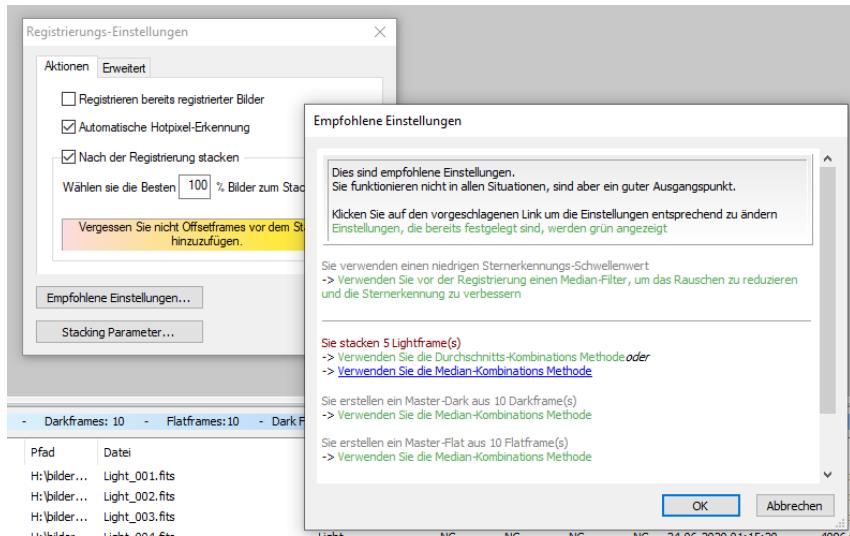


Abbildung 11.32: Das Stackingfenster und die Stacking Parameter.

100% zu wählen, wenn schon vorher alle schlechten Bilder herausgenommen wurden. Registrieren bereits registrierter Bilder ist sinnvoll, wenn man mit den Parametern herumspielt, und die automatische Hotpixelerkennung soll auch aktiviert bleiben.

Im Tab „Erweitert“ kann man einen Sternerkennungs-Schwellenwert einstellen. Hier fängt man am Besten mit einem mittleren Wert an, berechnet die Anzahl der erkannten Sterne und justiert den Wert nach oben (weniger Sterne) oder unten (mehr Sterne). Es sollten am besten 200-300 Sterne erkannt werden; bei wenigen Sternen, wie es hier häufig vorkommt, reicht auch ein Schwellwert von 2%. Zum Schluss kann man noch die empfohlenen Einstellungen ansehen. Diese sind in der Regel sinnvoll und können mit einem Klick auf den jeweiligen Vorschlag aktiviert werden.

Stacken der Bilder

Jetzt kann man je nach Einstellung die Bilder nur registrieren oder registrieren und stacken. Das Stacking-Fenster (Abb. 11.32) öffnet sich dann automatisch, wenn man sofortiges Stacking ausgewählt hat. Ansonsten wählt man nach dem Registrieren wieder alle Bilder aus und klickt links auf „Ausgewählte Bilder stacken“. Mit der Schaltfläche „Stacking Parameter“ lassen sich die Einstellungen vornehmen. Hier kann man die meisten Einstellungen beim Standard belassen.

Drizzle skaliert die Bilder nach oben, um bei zueinander verdrehten Aufnahmen möglichst viele Bildinformationen zu erhalten, braucht aber entsprechend mehr Speicherplatz und wird erst bei vielen Lightframes sinnvoll. Im „Light“ Tab kann als Stackingmodus entweder ein einfacher Durchschnitt/Median oder eine komplexere Methode wie Kappa-Sigma Clipping¹ gewählt werden. Die weiteren Optionen können beim Standard belassen werden.

Es ist wieder sinnvoll, die empfohlenen Einstellungen anzuschauen und ggf. anzuwenden. Mit einem Klick auf „Ok“ beginnt das Stacking. Zum Schluss zeigt DSS das fertige Bild an. Das Bild kann jetzt im FITS oder TIFF Format gespeichert werden. Es ist möglich, das Bild vorher mit den Reglern unten zu bearbeiten und z.B. den Weißwert zu verändern, allerdings gestaltet sich das in anderen Bildbearbeitungsprogrammen einfacher.

Erstellen des Farbbildes

DSS kann die gestackten Bilder der einzelnen Kanäle nicht zu einem Gesamtbild zusammenfügen. Das ist nur mit anderen astronomischen Bildbearbeitungsprogrammen oder, mit mehr Handarbeit, mit GIMP

¹Diese Methode berechnet die Standardabweichung der Helligkeit einer Position in den Lightframes und entfernt die Stellen in allen Bildern, die mehr als Kappa mal die Standardabweichung vom Mittel abweichen. Das kann mehrfach wiederholt werden und entfernt Ausreißer wie Satellitenbahnen.

möglich.

Die Bilder sollten mindestens als 16 Bit tif-Datei gespeichert werden. Dann setzt man nochmal alle gestackten Bilder auf die Liste und lässt sie noch einmal registrieren und stacken, allerdings muss in „Stacking Parameter“ unter „Zwischenbilder“ die Option „Erstelle eine registrierte/kalibrierte Datei für jedes Lightframe“ gesetzt werden und unten Speicherung als TIFF und ein sinnvoller Temporärer Dateiordner angegeben werden. (Wichtig: diese Option beim nächsten normalen Stacken wieder deaktivieren!). Diese gespeicherten Zwischenbilder sind relativ zueinander richtig verschoben und rotiert. Der eigentliche Stackingoutput dieses Schrittes wird nicht benötigt.

11.9.3 Dual-Gain Kalibration für Bilder der C4-16000

Wie in Abschnitt 11.11.2 beschrieben, kann die Moravian C4-16000 im HDR Modus betrieben werden um den Dynamikbereich zu erhöhen. Dabei wird der Sensor mit zwei unterschiedlichen Gain Faktoren ausgelesen und je nach Grauwert der eine oder der andere im Bild platziert, welches zum PC übertragen wird. Die Schwelle, ab der der low Gain dem high Gain Modus vorgezogen wird, liegt bei 3600 ADU. Aus diesem Grund ist das gespeicherte Bild eine Mischung aus zwei verschiedenen Aufnahmen und muss deshalb auf besondere Weise kalibriert werden. Die Sternwarte stellt dafür das Kommandozeilenprogramm `dualgaincalibration` zur Verfügung. Es kann verwendet werden, um HDR Aufnahmen der C4-16000 mit den passenden Kalibrationsaufnahmen zu kalibrieren.

Notwendig sind dafür zwei vorbereitete vollständige Sätze Kalibrationsaufnahmen für den 12 Bit high Gain Modus und dem 16 Bit transformierten low Gain Modus, welche im FITS Format vorliegen. Die Vorbereitung dieser Master Kalibrationsaufnahmen erfolgt analog zu der Beschreibung in Abschnitt 11.8 mit einem Programm Ihrer Wahl. Anschließend sollte für jeden Gain Modus ein Master Darkframe und ein Master Flatfield für jeden verwendeten Filter vorliegen, womit die jeweiligen Einzelbelichtungen kalibriert werden können. In diesem Beispiel wird das Master Dark für den high Gain Modus `darkHi.fits` und für den low Gain Modus `darkLo.fits` bezeichnet, das Master Flat für den high Gain Modus `flatHi.fits` und das für den low Gain Modus `flatLo.fits`.

Die Hilfe zum Programm lässt sich einsehen mit

```
dualgaincalibration --help
```

Das Argument für das Master Dark des high Gain Modus ist `--darkHi` und das für das Master Dark des low Gain Modus `--darkLo`. Genauso lautet das Argument für das Master Flat des high Gain Modus `--flatHi` und das für das Master Flat des low Gain Modus `--flatLo`. Die zu kalibrierenden Aufnahmen werden hinter dem Argument `--targetFiles` aufgelistet, und der Ordner, in dem die kalibrierten Dateien gespeichert werden, hat das Argument `--outDir`. Beachten Sie, dass dieser Ordner vor dem Ausführen des Programms bereits existieren muss. Das Programm überschreibt nicht bereits existierende Dateien. Sollte eine der Ausgabedateien bereits existieren, so berichtet das Programm einen Fehler. Alle anderen Optionen müssen in der Regel nicht verwendet werden. Ein konkretes Beispiel würde so lauten:

```
dualgaincalibration --darkLo darkLo.fits --darkHi darkHi.fits \
--flatLo flatLo.fits --flatHi flatHi.fits \
--outDir kalibriert/ \
--targetFiles Light/H/Light_001.fits Light/H/Light_002.fits \
Light/H/Light_003.fits Light/H/Light_004.fits
```

Die \ markieren die Fortsetzung des Kommandos über einen Zeilenumbruch hinweg. Beachten Sie die Nützlichkeit der Wildcard in Form eines Sternchens *. Damit lassen sich viele Dateien mit einem ähnlichen Namen auf eine einfache Weise an das Programm übergeben, zum Beispiel alle Dateien, die sich im Ordern Light/H/ befinden und auf .fits enden:

```
dualgaincalibration --darkLo darkLo.fits --darkHi darkHi.fits \
--flatLo flatLo.fits --flatHi flatHi.fits \
--outDir kalibriert/ \
--targetFiles Light/H/*.fits
```

Anschließend sind die kalibrierten Dateien im Ordner **kalibriert/** als FITS Dateien zu finden. Mit diesen Aufnahmen können Sie fortfahren wie in Abschnitt 11.8 beschrieben.

11.10 Ausrüstung der Dr. Karl Remeis Sternwarte

Bei jeder Benutzung des Equipments der Sternwarte muss jederzeit ein Betreuer*in anwesend sein! Unter keinen Umständen darf das Equipment ohne Aufsicht bedient werden! Die Dr. Remeis-Sternwarte verfügt über folgende im Praktikum verwendete Teleskopausstattung:

- Ernst Hartwig-Teleskop (EHT): 50 cm Spiegelteleskop in der Ostkuppel
- Cuno Hoffmeister-Teleskop: 40 cm Spiegelteleskop in der Westkuppel
- Drei APO Refraktoren (115 mm Öffnung): einen für portable Montierung zum Einsatz auf den Theodolitensäulen im Garten, eines als Guiding-Teleskop am EHT und eines als Garten Teleskop für Imaging
- Kameras:
 - monochrome CMOS-Kamera Moravian C4-16000 mit Filterrad EFW-4L-7-II (Breit- und Schmalbandfiltersätze)
 - Deep-Sky Kamera ZWO ASI6200MM Pro mit Filterrad (Satz LRGB filter + Schmalbandfilter)
 - Deep-Sky-, Guiding- und Planetenkamera ZWO ASI1600MM Pro mit Filterrad (Satz LRGB filter + IR pass filter)
 - Guidingkamera ZWO ASI120MM Mini
- Hochauflösender Echelle Spektrograph

11.10.1 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.
- **Sei Dir Deiner Umgebung bewusst!** Vor jeder Teleskopbewegung sollten Sie sicherstellen, dass sich keine Person im Schwenkbereich des Teleskopes befindet. In der Dunkelheit stolpert man leicht über Kabel, Treppenstufen, Möbel und andere Menschen!
- Brillenträger sollten die Brille abnehmen, bevor durch das Okular geschaut wird (neu fokussieren!).

11.10.2 Teleskope

Die Sternwarte besitzt zwei fest montierte Teleskope auf parallaktischen Montierungen². 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 3.454 m). Beide sind Abwandlungen des Cassegrain Teleskopdesigns.

Außerdem verfügt die Sternwarte über drei APO Refraktoren mit einer Öffnung von 115 mm und einer Brennweite von 805 mm. Ein APO fungiert als Guiding-Teleskop für das EHT. Ein weiteres wird für die visuelle Beobachtung genutzt und der dritte APO ist das Hauptteleskop des Garten Teleskops.

Das Ernst Hartwig-Teleskop (EHT)

Beim Ernst Hartwig-Teleskop handelt es sich um ein "Corrected Dall-Kirkham" Teleskop der Firma PlaneWave Instruments mit 50 cm Spiegeldurchmesser und einer Brennweite von 3454 mm. 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 (siehe Abb. 11.33). Dieses Linsensystem wird verwendet um die Bildebene zu glätten.

²Eine solche Montierung wird häufig auch eine "deutsche Montierung" genannt.

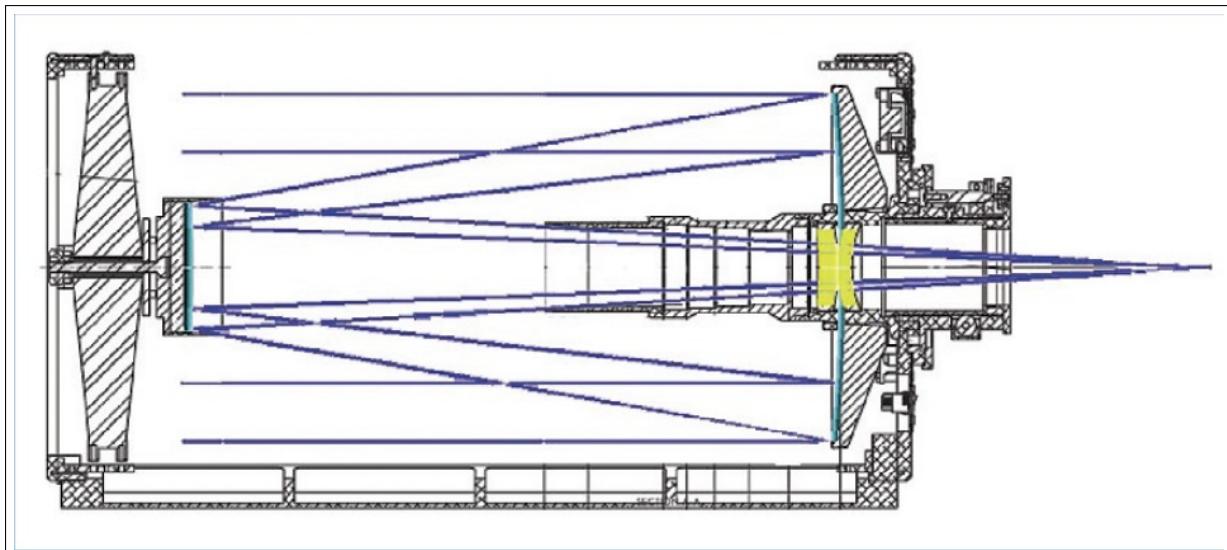


Abbildung 11.33: Schematischer Aufbau des Corrected Dall-Kirkham-Spiegelteleskops: Das einfallende Licht wird an einem elliptischen Primärspiegel reflektiert und über einen sphärischen Sekundärspiegel in der Brennebene hinter dem Hauptspiegel fokussiert. Eine Korrekturlinsenoptik verbessert die Bildqualität. Quelle: PlanWave Instruments, http://www.telescope.ch/prod/images/stories/Astronomy/articles/PlaneWave/CDK125_od.jpg

Für dieses Setup wird eine Montierung vom Typ GM4000 HPS des Herstellers 10micron verwendet. Die Montierung wird mit Hilfe des PCs in der Kuppel gesteuert. Am EHT ist ein 115 mm APO als Guiding-Teleskop befestigt.

Das EHT wird im Praktium für die Durchführung des Imaging genutzt. Als Hauptkamera findet hier die CMOS-Kamera Moravian C4-16000 Verwendung. Die ZWO ASI1600MM Pro kommt als Guiding-Kamera zum Einsatz.

Der Auf- und Abbau erfolgt durch die Betreuer*innen. Das Setup darf nur in Anwesenheit von Betreuer*innen bedient werden. Bei Remote Beobachtungen erfolgt die Bedienung per Fernzugriff.

Das Cuno Hoffmeister-Teleskop (CHT)

Beim Cuno Hoffmeister-Teleskop handelt es sich um ein Schmidt-Cassegrain-Teleskop der Firma MEADE mit einem Spiegeldurchmesser von 40 cm und einer Brennweite von 4 m. Ein Schmidt-Cassegrain Teleskop nutzt einen sphärischen Hauptspiegel und eine Korrektionsplatte, die die sphärische Aberration des Hauptspiegels beseitigt und die Koma des Gesamtsystems beseitigt (s.11.34).

Das Teleskop ist an einer Montierung des Typs 1200 GTO vom Hersteller AstroPhysics befestigt.

Im Rahmen des Praktikums in Präsenz wird dieses Teleskop in Kombination mit dem Echelle Spektrograph für den Spektroskopie Versuch benutzt. Auch hier erfolgt der Aufbau und Abbau durch die Betreuer*innen.

Die APO Teleskope

Bei allen APOs im Einsatz während des Praktikums handelt es sich um Teleskope der Firma Teleskop Service mit 115 mm Objektivdurchmesser und 805 mm Brennweite.

Ein Exemplar wird in Kombination mit einem Okular im Garten verwendet. Die Montierung auf welcher das Teleskop angebracht wird befindet sich auf einer der festen Theodolitensäulen im Garten. Dabei wird eine Celestron CGEM-DX Montierung mittels eines Adapters auf der Säule installiert. Dieser Teil des Praktikums kann nur in Präsenz erfolgen.

Im Garten wird zusätzlich ein APO als Hauptteleskop des Garten-Teleskops für Imaging verwendet. Dieses Setup wird in der Nähe des Radio-Teleskops neben dem weißen Kasten aufgebaut und mit einem Laptop gesteuert. Als Montierung dient hier das Model SkyWatcher EQ6 R-Pro. Am APO ist ein Leitrohr mit 80 mm Öffnung und 382 mm Brennweite angebracht, welches in Kombination mit der

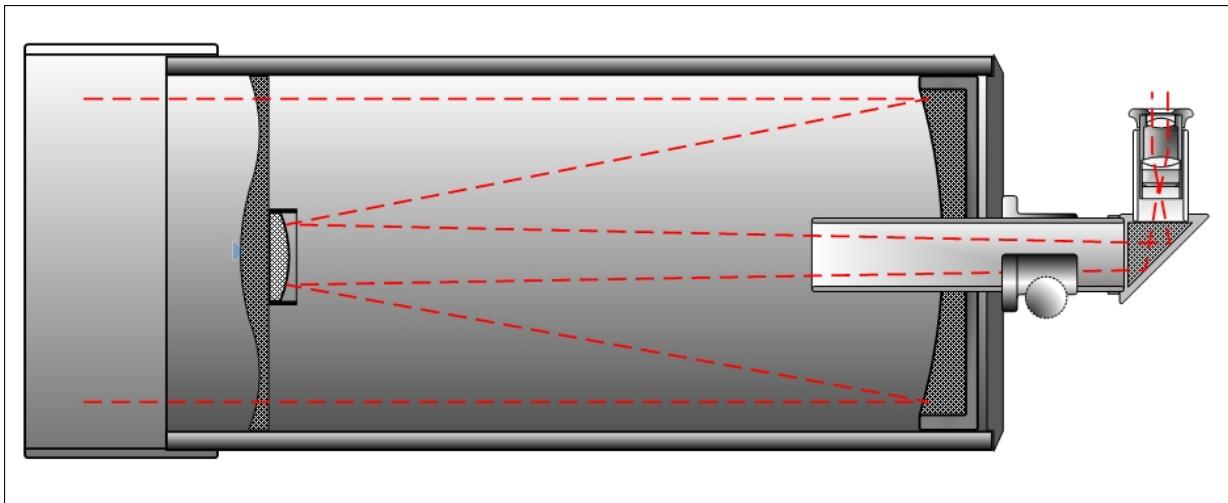


Abbildung 11.34: Schematischer Aufbau eines Schmidt-Cassegrain-Spiegelteleskopes: Das einfallende Licht wird an einem sphärischen Primärspiegel reflektiert und über einen Sekundärspiegel in der Brennebene hinter dem Hauptspiegel fokussiert. Die sphärische Abberation wird durch die Korrektorplatte kompensiert und Koma minimiert.

ZWO ASI120MM Mini betrieben wird. Das Hauptinstrument ist die ZWO ASI6200MM Pro Kamera. Im Gegensatz zu den anderen Setups, die ein APO Teleskop verwenden, ist hier kein händischer Eingriff nötig. Dieses Teleskop kann per Fernzugriff gesteuert werden.

In beiden Fällen werden die Setups von den Betreuer*innen aufgestellt und auch abgebaut.



Abbildung 11.35: Die ZWO ASI1600MM Pro ohne Abdeckung. Der Sensor hinter dem Schutzglas ist gut sichtbar. Auf der Seite lassen sich die Kühlrippen erkennen.



Abbildung 11.36: Die ZWO ASI6200MM Pro mit angebrachtem Filterrad und Verkabelung. Der gesamte Aufbau ist am Teleskop befestigt. Auf der Rückseite erkennt man den Lüfter und auf der Seite die Kühlrippen aus denen die Luft austritt.

11.11 Zubehör

Das folgende Zubehör wird im Praktikum verwendet..

11.11.1 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 $S = 48^\circ$
- **2 Zoll Großokular** William Optics UWAN, 2'', $f = 28 \text{ mm}$, $S = 82^\circ$
- Zenitspiegel

11.11.2 Kameras

ZWO ASI1600MM Pro

Die ASI1600MM Pro des Herstellers ZWO (vergleiche Abb. 11.35) ist eine in der Amateurastronomie sehr weit verbreitete dedizierte Astro-Kamera welche sowohl als Planeten- also auch als Deep-Sky-Kamera eingesetzt werden kann. Gepaart mit einem passenden Teleskop kann sie ebenso als Guiding-Kamera fungieren. Der 17.7 mm mal 13.4 mm große CMOS Sensor kann bis zu 45°C unter die Umgebungstemperatur gekühlt werden und besteht aus 4656x3520 Pixeln mit einem Pitch von $3.8 \mu\text{m}$. Die Full-Well Kapazität liegt bei ca. 20.000 Elektronen, die Quanteneffizienz bei ca. 60% und das Ausleserauschen je nach Gain bei 1.2 bis 3.6 Elektronen. Die Digitalisierung durch den ADC erfolgt mit 12 Bit, kann aber auch auf 10 Bit reduziert werden, was eine hohe Bildwiederholrate von ca. 23 Bildern pro Sekunde bei voller Auflösung über eine USB 3 Verbindung ermöglicht. Durch Subframing lässt sich eine Rate von über 100 Bildern pro Sekunde erreichen, wodurch sich die Kamera auch für Planetenaufnahmen mit Lucky



Abbildung 11.37: Die ASI120MM Mini im Okularauszug eines Guiding Teleskops

Imaging eignet. Das an der Kamera befestigte Filterrad enthält einen Satz (L)RGB Filter und einen IR Filter.

ZWO ASI120MM Mini

Die ASI120MM Mini (vergleiche Abb. 11.37) ist eine kleine Kamera mit einem monochromen Sensor in einem runden Gehäuse mit 1.25", weil sie speziell für das Guiding gedacht ist. Der Sensor ist nur 4.8 mm mal 3.6 mm groß und hat eine Auflösung von 1280×960 Pixeln, welche quadratisch sind und eine Kantenlänge von $3.75\text{ }\mu\text{m}$ haben. Die Quanteneffizienz liegt am höchsten Punkt bei 80% und der Full Well liegt bei 13000 Elektronen. Ausgelesen wird der Sensor von einem ADC mit einer Tiefe von 12 Bit, welcher ein Ausleserauschen von ca. 4 Elektronen pro Pixel verursacht. Die Kamera besitzt keine Kühlung und benötigt deshalb keine externe Stromversorgung.

ZWO ASI6200MM Pro

Die ASI6200MM Pro (vergleiche Abb. 11.36) ist eine speziell für die Deep Sky Fotografie entwickelte Kamera mit einem monochromen Sensor. Die Elektronik liegt auf der dem Licht abgewandten Seite, weshalb er als "backlit" (von hinten beleuchtet) bezeichnet wird. Durch diese Herstellungsweise erreicht er eine Quanteneffizienz von ca. 91% an der höchsten Stelle. Ausgelesen wird der Sensor mit einer Tiefe von 16 Bit und einem Rauschen von ca. 1.5 Elektronen pro Pixel. Bereits bei 20°C zeigt der Sensor einen Dunkelstrom von nur 0.03 Elektronen pro Sekunde und Pixel, bei aktiver Kühlung mit -10°C sinkt dieser auf nur ca. 0.001 Elektronen pro Sekunde und Pixel. Die Größe des Sensors entspricht mit 36 mm mal 24 mm dem Vollformat und ist aus 9576×6388 quadratischen Pixlen mit einer Kantenlänge von $3.76\text{ }\mu\text{m}$ aufgebaut. Diese Kamera kann mit einem Satz LRGB und auch Schmalbandfiltern verwendet werden.

Moravian C4-16000

Die C4-16000 des Herstellers Moravian verwendet einen Gsense 4040 Sensor der Firma Gpixel. Die 4096×4096 quadratischen Pixel haben eine Kantenlänge von $9\text{ }\mu\text{m}$, was eine Größe des Sensors von 36.8 mm mal 36.8 mm ergibt. Der Sensor ist monochrom und wird mit einer Tiefe von 12 Bit ausgelesen. Dadurch ergibt sich ein deutlich kleinerer Dynamikumfang (siehe Abschnitt 11.3.2) als mit einem 16 Bit ADC erreicht werden kann. Um trotzdem einen hohen Dynamikbereich abzudecken, verfügt der Sensor über zwei unterschiedliche Gain Modi, genannt "high" und "low" Gain Modus. Der high Gain entspricht 0.85 Elektronen pro ADU und der low Gain 19.5 Elektronen pro ADU. Damit hat die Ausgabe des high Gain Modus ein deutlich kleineres Ausleserauschen, ist dafür aber deutlich schneller überbelichtet. Umgekehrt ist die Ausgabe des low Gain Modus erst sehr viel später gesättigt, hat dafür aber ein deutlich höheres Ausleserauschen. Der Dynamikbereich kann erhöht werden, indem das Bild zwei Mal ausgelesen wird, einmal mit jeder Gain Einstellung. Die ADU Werte des low Gain Bildes werden dann zu 16 Bit

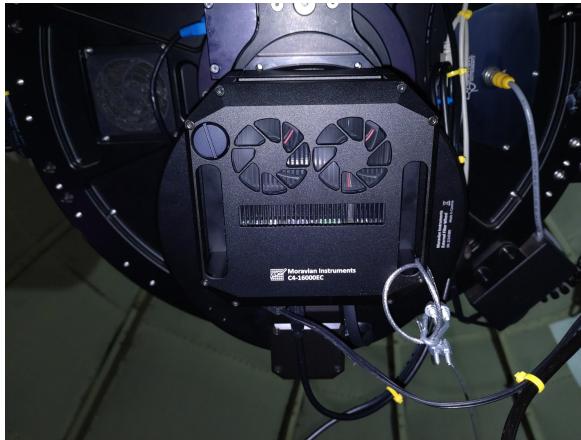


Abbildung 11.38: Die Rückseite der am Teleskop befestigten C4-16000. Erkennbar sind die angeschalteten Lüfter der Kühlung, welche Luft durch die ebenfalls sichtbaren Kühlrippen bewegen.



Abbildung 11.39: Das geöffnete Filterrad der C4-16000 mit den quadratischen 50 mm mal 50 mm großen Filtern, beginnend links unten gegen den Uhrzeigersinn: L, R, G, B, H α , OIII, SII.

hochskaliert, weil sie einer deutlich höheren Helligkeit entsprechen. Die Skalierung ist nicht linear und wird mit einem Polynom durchgeführt, dessen Koeffizienten in der Kameraelektronik hinterlegt sind und die aus einer Kalibration des Herstellers hervorgegangen sind, um die Antwort des Detektors linear zu halten. Anschließend wird das Bild, welches zum PC übertragen wird, aus diesen beiden Bildern konstruiert. Für alle Pixel, die im high Gain Modus einen Wert von 3600 ADU oder weniger haben, wird dieser dafür eingesetzt. Für alle anderen Pixel der des low Gain Modus. Auf diesem Wege lässt sich ein Bild mit einem hohen Dynamikumfang (englisch: High Dynamik Range, HDR) erzeugen. Eine freie Wahl des Gain und Offsets sind damit nicht möglich. Dieser Vorgang muss bei der Kalibration der Belichtungen dieser Kamera berücksichtigt werden. Es müssen zwei vollständige Sätze Kalibrationsbilder vorliegen, des 12 Bit high Gain Modus und des 16 Bit transformierten low Gain Modus. Die endgültige Kalibration kann dann mit einem Programm, das von der Sternwarte entwickelt wurde, durchgeführt werden. Effektiv liegt das Ausleserauschen eines HDR Bildes bei 3.9 Elektronen, der Full Well bei 56.600 Elektronen und der Gain bei 0.85 Elektronen pro ADU. Eine weitere Besonderheit des Sensors liegt darin, dass er in vier Quadranten unterteilt ist, die von einem eigenen Satz an ADCs ausgelesen werden, was ein deutliches Muster in den Bias Frames hinterlässt (vergleiche Abb. 11.21). Die Kamera verfügt über eine aktive Kühlung um den Sensor bei ca. 35°C unter der Umgebungstemperatur zu betreiben um den Dunkelstrom zu reduzieren. Durch eine mikroskopische Linse auf jedem Pixel kann ein einfallendes Photon, das die Elektronik auf der Vorderseite des Sensors treffen würde, auf den inneren Bereich der sensiblen Pixelstruktur gelenkt werden. Insgesamt ergibt sich dadurch eine Quanteneffizienz des Sensors von ca. 70% an der höchsten Stelle. Direkt vor dem Sensor befindet sich ein mechanischer Shutter und davor ein Filterrad für sieben 50 mm mal 50 mm große quadratische Filter. In dem Filterrad sind sieben Filter eingesetzt. Bei den vier Breitband Filtern handelt es sich um einen regulären LRGB Filtersatz, welcher zur naturgetreuen Abbildung von Farben verwendet wird. Der Schmalbandfiltersatz besteht aus einem H α Filter mit einem Bandpass von 3.5nm Breite, einem OIII Filter mit 8.5nm Breite und einem SII Filter mit 8nm Breite.

KAPITEL 12

DAS SPIDER 300A ADVANCED RADIO TELESCOPE

Das SPIDER 300A Radioteleskop wurde von Radio2Space (<https://www.radio2space.com/>) entwickelt, gebaut und im November 2018 an der Sternwarte in Bamberg aufgestellt¹.

Montierung: Das SPIDER 300A ist im Garten der Sternwarte auf einer Azimut-Elevation Montierung angebracht. Jeweils ein Motor bewegt eine der Achsen. Die Steuersoftware führt während der Messungen das SPIDER 300A automatisch auf angewählte Quellen am Himmel nach.

Parabolantenne: Der parabolische Reflektor des SPIDER 300A hat einen Durchmesser von 3,0 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 Kalibrationssender (NSGen). Er besteht aus einer speziellen Diode, die in einem Bereich um 21 cm Wellenlänge ein breitbandiges, weißes Rauschen bekannter Intensität erzeugt.

Receiver: Der Empfänger ist direkt im Primärfokus der Parabolantenne montiert und wird von einem Gehäuse vor Umwelteinflüssen geschützt. Das Signal der Hornantenne wird hier von einem ultra-low-noise Amplifier (U-LNA) verstärkt, von wo aus es einen Bandpassfilter durchläuft. Das SPIDER 300A Teleskop empfängt mit zwei Antennen links- und rechtsdrehende polarisierte Radiostrahlung. 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. Die Frequenzauflösung beträgt ~ 60 kHz pro Kanal (insg. 1024) mit einer Bandbreite von 60 MHz.

12.0.1 Steuerung und Messbetrieb

Die Steuerung des SPIDER 300A erfolgt mit der dazugehörigen Software RadioUniversePRO. Ein Screenshot in Abbildung 12.1 zeigt die Benutzeroberfläche der RadioUniversePRO Software. Die Software ist auf einer Windows 10 Virtual Machine installiert. Die Verbindung zum Messrechner erfolgt über die Linux shell mit dem Befehl `rdesktop scutum:3389`, was ein grafisches Fenster der Windows Maschine öffnet. Die RadioUniversePRO Software kann mit der Verknüpfung auf dem Desktop gestartet werden. Schließen sie **unbedingt** das rdesktop Fenster auf ihrem Linux Rechner nach Beendigung der Messung.

¹<https://www.radio2space.com/portfolio/spider-300a-installed-close-to-dr-karl-remeis-sternwarte-in-bamberg>

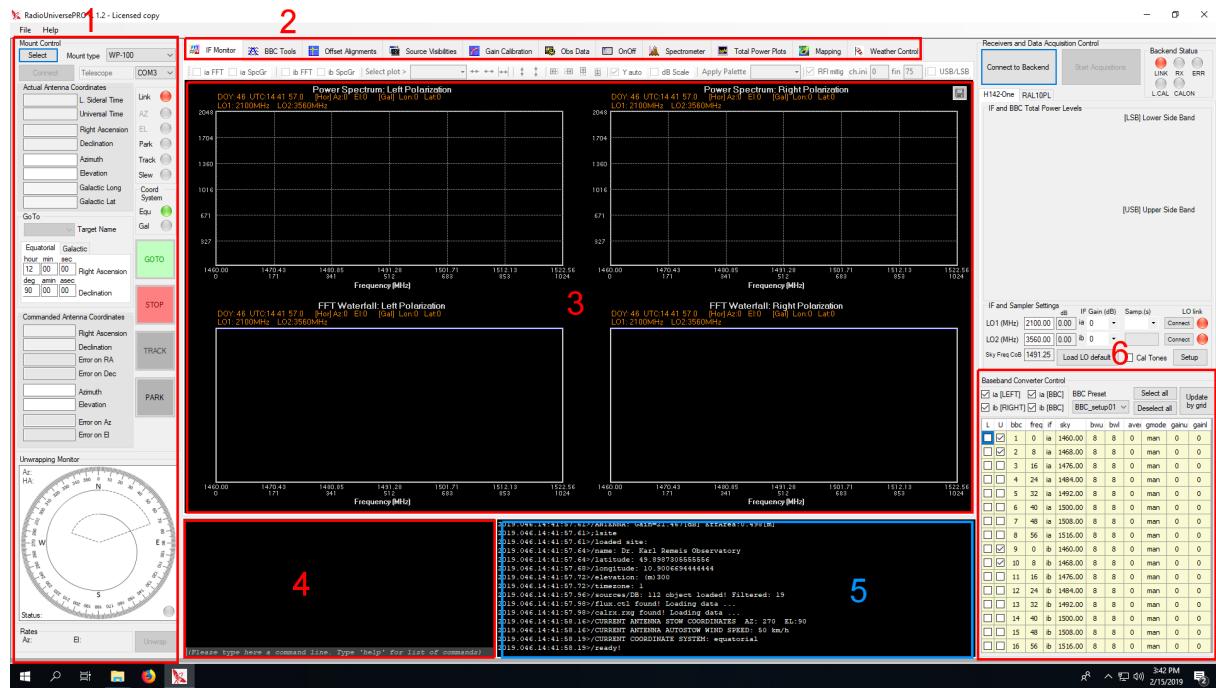


Abbildung 12.1: Die Steuerung der AzAlt Montierung erfolgt im Bereich 1. Die verschiedenen Messungen und Funktionalitäten werden über die Tabs in Bereich 2 ausgewählt. Im Bereich 3 werden die Funktionen des aktuell ausgewählten Tabs angezeigt (Hier: IF Monitor). Im Bereich 4 befindet sich die Kommandozeile der Software. Im Bereich 5 werden die Aktivitäten der Soft- und Hardware angezeigt. Im Bereich 6 können die verschiedenen Bänder, welche unter *BBC Tools* eingestellt wurden, aus- und abgewählt werden.

12.0.2 Steuerung des SPIDER 300A mit RadioUniversePRO

Bevor das Teleskop verwendet werden kann muss folgende Prozedur **unbedingt** eingehalten werden:

- Verbindung Mount: Button >Select<, anschließend Button >Connect< (Bereich 1 in Abbildung 12.1)
- Verbindung Receiver: Button >Connect to Backend<, anschließend Button >Start Acquisition< (Rechts oben in Abbildung 12.1)

Wenn Sie alle Messungen abgeschlossen haben folgen Sie **unbedingt** diesen Schritten:

- Verbindung Receiver trennen: Button >Stop<, anschließend Button >Disconnect< (Rechts oben in Abbildung 12.1)
- Teleskop in Park Position bringen: Grüner Button >PARK< (Bereich 1 in Abbildung 12.1). Warten Sie bis das Teleskop die Parkposition erreicht hat. Dies kann mehrere Minuten dauern.
- Verbindung Mount trennen: Vergewissern Sie sich, dass das Teleskop die Parkposition ordnungsgemäß erreicht hat. Anschließend können Sie auf den Button >Disconnect< klicken (Bereich 1 in Abbildung 12.1)

KAPITEL 13

TEXTVERARBEITUNG IN LATEX

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 als 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 erweitert 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 Datenbanken (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.

13.1 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 eine PDF-Datei 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-Auto vervollständigung 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.

Spaceship Discovery - Emergency Status Report

Hal 9000

October 2001

Daisy, Daisy, give me your answer do.

Es gibt eine große Zahl von der *LaTeX*-Community geschriebener Plugins und Makros, die in Paketen zur Verfügung stehen. Die meisten fortgeschrittenen 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.

13.2 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}
```

13.3 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`-Umbgebung sucht sich im Rahmen gewisser Regeln ihre Position im Text selbstständig, mit Hilfe des *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^AT_EX, 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.

13.4 Mathematische Ausdrücke

L^AT_EX 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\pm0.4\,\mathrm{km\,,\,s^{-1}}\$.
```

Tabelle 13.1: Häufig genutzte Symbole im *math-mode*

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

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 \rightarrow \infty} \frac{\sum_{i=0}^N f(x_i)}{N} = \frac{1}{b-a} \int_a^b f(x) \, dx
\end{equation}
```

Erzeugt folgende Gleichung:

$$\lim_{N \rightarrow \infty} \frac{\sum_{i=0}^N f(x_i)}{N} = \frac{1}{b-a} \int_a^b f(x) \, dx \quad (13.1)$$

Die wichtigsten mathematischen Symbole sind in Tabelle 13.1 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.

KAPITEL 14

EINFÜHRUNG IN GNUPLOT

14.1 Grundlagen

Gnuplot ist ein kommandozeilenbasiertes, frei verfügbares Programm zum Plotten von Funktion und Daten. Außerdem lassen sich beliebige Funktionen an Daten fitten, 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 <befehl></code>	Zeigt die Gnuplothilfe zu einem Befehl an.	<code>help load</code>
<code>save "<dateiname>"</code>	Speichert die Gnuplotsitzung.	<code>save "heute.gnu"</code>
<code>load "<dateiname>"</code>	Lädt eine Gnuplotsitzung.	<code>load "heute.gnu"</code>
<code>A = B</code>	Funktion oder Variable definieren.	<code>f(x) = m*x + t</code>

14.2 Plotting

Mit Gnuplot 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.

14.2.1 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:

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

14.2.2 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
plot	Plottet die entsprechende Datei(en), Funktion(en)	plot "beispiel.dat", f(x)
...using \$a:\$b	Plottet Spalte b (y-Achse) gegen Spalte a (x-Achse)	plot "beispiel.dat" using 4:2
...with lines	Zieht Linien zwischen den Datenpunkten	plot "beispiel.dat" with lines
...with dots	Zeigt die Datenpunkte als Punkte statt Kreuze an	plot "beispiel.dat" with dots
...with errorbars	Zeigt dritte Spalte als Fehlerbalken an	plot "bsp.dat" using 1:2:3 with errorbars
...t "titel"	Legt die Legendenbeschriftung fest	plot p(x) t "Parabel"
...linewidth w	Zeichnet die Kurve um ein w-faches breiter	plot "beispiel.dat" linewidth 2

14.3 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 Gnupot 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.

14.4 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 darstellt werden.

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

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

nur die Punkte mit x -Werten innerhalb des Intervalls $[x_{\min}, x_{\max}]$ darstellen. Selbiges funktioniert auch für y - (`set yrangle`) 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}
α	{/Symbol a}
β	{/Symbol b}
γ	{/Symbol g}
ϑ	{/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
<code>set title</code>	Gibt dem Diagramm eine Überschrift	<code>set title "Titel"</code>
<code>set xlabel</code>	Beschriftung der x -Achse	<code>set xlabel "Weg"</code>
<code>set xrange</code>	Definitionsmenge angeben	<code>set xrange [-1.0:1.0]</code>
<code>set output</code>	Dateiname der Ausgabedatei festlegen	<code>set output "plot.eps"</code>
<code>set terminal</code>	Ausgabeformat festlegen	<code>set terminal x11</code>
<code>...postscript</code>	Nützliche Optionen: enhanced, eps, color	<code>set terminal postscript eps</code>
<code>set samples</code>	Anzahl der geplotteten Punkte angeben	<code>set samples 10000</code>
<code>set logscale</code>	Logarithmische Darstellung einer Achse	<code>set logscale x</code>
<code>set grid</code>	Gitternetz mitplotten	—

KAPITEL 15

PROGRAMMIEREN IN S-LANG (ISIS)

15.1 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-Lang¹ bzw. dem darauf aufbauenden *Interactive Spectral Interpretation System (ISIS)*², das am MIT zur Analyse von Röntgenspektren entwickelt wurde und das die folgenden Vorteile bietet:

- Die Grundanweisungen in S-Lang (§ 15.2.1) 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 (§§ 15.2.3, 15.2.4), 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.

15.2 Überblick über die wichtigsten Sprachelemente von S-Lang

Im folgenden bezeichnet *Platzhalter* einen Platzhalter, an dessen Stelle etwas eingesetzt werden muss.

15.2.1 Anweisungen³

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

- **Variablen Deklaration und Wertzuweisungen:** `variable <Variable1>, <Variable2>, ...;`

Einer deklarierten Variable kann jeden beliebigen Wert zuweisen: `<Variable> = <Wert>;`

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: `<Variable> += <Wert>;` ist äquivalent zu `<Variable> = <Variable> + <Wert>;` etc. `<Variable>++;` und `<Variable>--;` sind äquivalent zu `<Variable> += 1;` und `<Variable> -= 1;`.

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

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

³Abgesehen von der Variablen Deklaration stimmen alle im Abschnitt 15.2.1 genannten Sprachelemente (so weit beschrieben) wörtlich mit denjenigen in C oder Perl überein. Es gibt allerdings subtile Unterschiede, wenn man weitere Funktionalitäten nutzt.

- **Bedingte Anweisungen:** `if(<Bedingung>) { <Anweisungen1> } else { <Anweisungen2> }`
Wenn `<Bedingung>` wahr ($\neq 0$) ist, werden die `<Anweisungen1>` ausgeführt, ansonsten `<Anweisungen2>`, falls letztere vorhanden sind, denn der `else`-Block ist optional.

- **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.

15.2.2 Variablen und Datentypen

Zulässige Variablennamen 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 § 15.4.3.

15.2.3 Operatoren

Binäre Operatoren $\langle Op \rangle$ kombinieren zwei Ausdrücke $\langle X \rangle$ und $\langle Y \rangle$ (Konstanten, Variable, Funktionswerte, oder bereits zusammengesetzte Ausdrücke) zu einem neuen, zusammengesetzten Ausdruck $\langle A \rangle = \langle X \rangle \langle Op \rangle \langle Y \rangle$. ($\langle A \rangle$ kann durchaus einen anderen Datentyp als $\langle X \rangle$ und $\langle Y \rangle$ haben.) Bei mehrfach-zusammengesetzten Ausdrücken $\langle X \rangle \langle Op_1 \rangle \langle Y \rangle \langle Op_2 \rangle \langle Z \rangle$ gibt es eine natürliche Operator-Reihenfolge (Punkt-vor-Strich u.dgl.), die durch Klammerung mit (...) umgangen werden kann.

- 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 `<`, `<=`, `==`⁴, `>=`, `>` 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.

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.⁵ Beispiel (vgl. § 15.2.2): `variable Temp_in_K = Temp + 273.15; % Temp_in_K ist nun auch ein array mit 12 Elementen.`

15.2.4 Funktionen

Funktionen 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 Klammerpaar verworfen werden. Beispiel:

```
O=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. § 15.3 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. § 15.4)!

15.2.5 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.

15.2.6 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)⁶, die (teilweise über Bibliotheken in Binärkode, 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.

⁴Man 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> ...`

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

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

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

15.3 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");`

15.3.1 Intrinsische S-Lang Funktionen

Mathematische Funktionen

Alle intrinsischen mathematischen Funktionen sind, wie die in § 15.2.3 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, nint, 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 arrays:	Datentyp des arrays
Zahl der Elemente:	<code>length</code> Any_Type
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 § 15.4 für vollständige Beispiele).

15.3.2 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*) `` gibt es die `plot_image();` 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).

15.3.3 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>));
```

15.4 Beispiele und Hinweise zu den Versuchen

15.4.1 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 folgendenden 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. § 15.3.1
}
```

15.4.2 Statistische Informationen über arrays

Mit den intrinsischen array-Funktionen (siehe § 15.2.4) 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));
}
```

15.4.3 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`

15.4.4 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. 15.1 von der Andromeda-Galaxie erkennt man, dass die relevante Bildinformation nur über einen relativ kleinen Wertebereich verteilt ist.

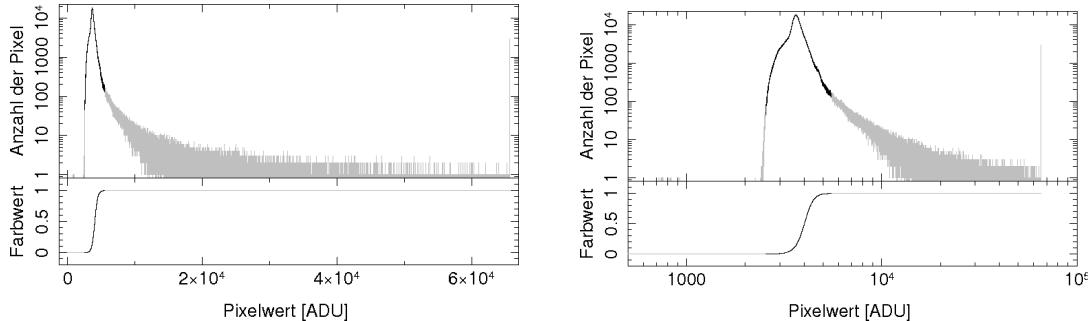


Abbildung 15.1: Histogramm der Pixelwerte einer CCD-Aufnahme der Andromeda-Galaxie und ein Beispiel für eine Kontrast-Funktion, die die Feinstrukturen des Bildes besonders hervorhebt.

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

$$f(x) = 1 - \left[1 + \exp\left(\frac{x-\mu}{\Delta}\right) \right]^{-1} \quad (15.1)$$

oder der Arcustangens

$$f(x) = \frac{1}{2} + \frac{1}{\pi} \arctan\left(\frac{\pi}{4} \cdot \frac{x-\mu}{\Delta}\right) \quad (15.2)$$

mit der Position μ und Breite Δ der “Stufe”; für Abb. 15.1 wurde z.B. $\mu \approx 4000$ und $\Delta \approx 200$ verwendet.

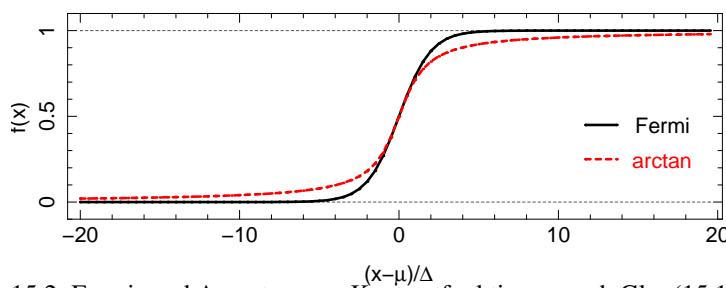


Abbildung 15.2: Fermi- und Arcustangens-Kontrastfunktionen nach Gln. (15.1) und (15.2).

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

15.4.5 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 § 15.4.3 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( 255.9999999 * (R-min(R))/(max(R)-min(R)) );
    variable G_0_255 = int( 255.9999999 * (G-min(G))/(max(G)-min(G)) );
    variable B_0_255 = int( 255.9999999 * (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 dann (hier mit Hilfe des Bit-Verschiebungsooperators `<<` 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. (15.1) und (15.2):
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); % μ wurde hier auf das 1.05-fache des Mittelwerts
G = Fermi(G, 2244.2, 129.5); % und Δ 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));
```