

Kapitel 2

Grundlagen der Spektroskopie

Die im Folgenden beschriebenen Grundlagen sollen – in aller Kürze – ein Verständnis dafür schaffen, was für Informationen in einer spektroskopischen CCD-Aufnahme eines Himmelsobjekts stecken, welche Effekte bei der Datenreduktion zu berücksichtigen sind und welche Schritte notwendig sind um ein aussagekräftiges Objektspektrum aus einem Rohspektrum zu extrahieren. Die Ausführungen beschränken sich dabei auf das für den Praktikumsversuch Wesentliche und sind allein auf die Spaltspektroskopie im optischen Wellenlängenbereich bezogen. Für einen detaillierteren Überblick wird auf Appenzeller [App13], Massey und Hanson [MH13], Howell [How06] und Bernstein und Shectman [BS13] verwiesen.

2.1 Astronomische Spektren

Heiße dichte Objekte, wie der Kern eines Sterns oder andere astronomische Objekte, leuchten aufgrund ihrer Temperatur. Sie emittieren ein kontinuierliches Schwarzkörper-Spektrum, dessen Peak von der Temperatur abhängt.¹

Da die meisten dieser Objekte sind von Schichten aus weniger dichtem Gas umgeben. Passiert das Licht diese Schichten werden Photonen, deren Wellenlänge den atomaren (oder molekularen) Elektronen-Übergängen des Gases entsprechen, absorbiert. Dabei wird pro Photon ein Elektron auf ein höheres energetisches Niveau gehoben und springt nach kurzer Zeit wieder in seinen Grundzustand zurück. Dabei wird wieder ein Photon in der selben Wellenlänge emittiert, jedoch nun gleichermaßen in alle Raumrichtungen. Dadurch entsteht für einen Beobachter, wenn er direkt auf das Objekt schaut, ein Absorptionslinien-Spektrum (siehe Abbildung 2.1). Wird jedoch nicht das Objekt selbst, sondern die weniger dichte Gas- oder Staubwolke beobachtet, die durch eine Energiequelle (z.B. ein heißes Objekt), angeregt wird, kann ein Emissionslinien-Spektrum beobachtet werden.

Elemente und Moleküle lassen sich durch ihre Emission- und Absorptionsspektren qualitativ nachweisen. Allerdings entspricht die Linienstärken nur indirekt Elementhäufigkeiten. So zeigt z.B. Kalzium im Sonnenspektrum die stärksten Linien, ist jedoch nicht das häufigste Element in der Sonne. Der Grund hierfür sind äußere Bedingungen wie die Temperatur, die Besetzungsichten und Ionisationszustände unterschiedlicher Atomen unterschiedlich beeinflusst. In Abbildung 2.2 ist die Stärke von Absorptionslinien in Abhängigkeit von der Temperatur aufgetragen.

¹Die Wellenlänge des Peaks, kann mit dem Wienschen-Verschiebungsgesetz wie folgt berechnet werden: $\lambda_{max} = 20878000\text{Å}/T$. Dabei ist λ_{max} die Wellenlänge beim Intensitätsmaxima und T die Temperatur des Strahlers.

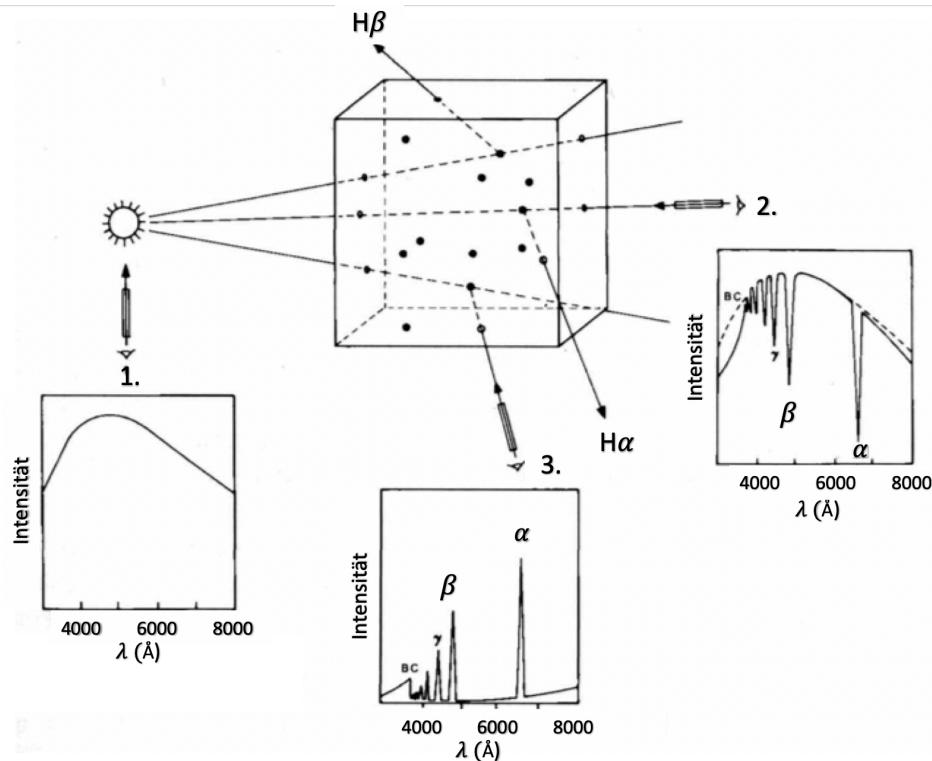


ABBILDUNG 2.1: Die Abbildung zeigt vereinfacht, wann (1) ein kontinuierlichem Spektrum, (2) ein Absorptions- und wann (3) ein Emissionsspektrum beobachtet werden kann. Der Würfel stellt dabei eine Gaswolke dar, in der Photonen des Sterns auf Atome bzw. Moleküle treffen. Bestimmte Wellenlängen werden dabei absorbiert und in einer anderen Raumrichtung wieder emittiert. Dies hat zur Folge, dass wenn eine Gaswolke genau zwischen Beobachter und dem Objekt liegt, dieser ein Absorptionslinienspektrum sieht. Schaut der Beobachter auf die angeregte Gaswolke zeigt diese Emissionslinien. (Quelle: Nach [Kal94])

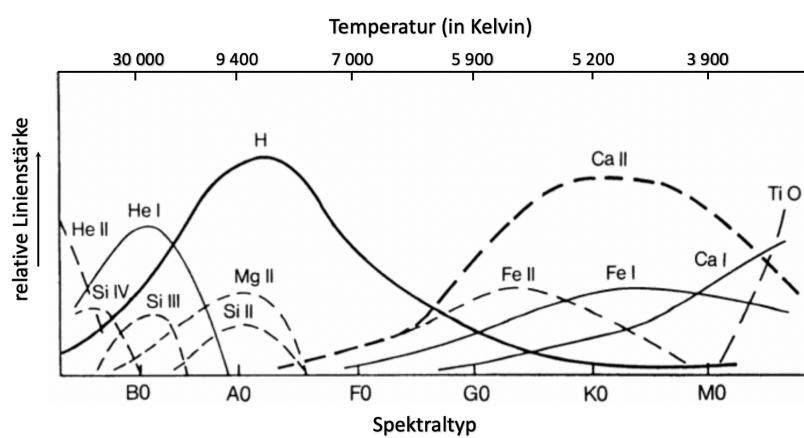


ABBILDUNG 2.2: Die Stärke von Absorptionslinien unterschiedlicher Elemente in Abhängigkeit der Temperatur. (Auf Grundlage von [Kar+90, S.238])

2.2 Aufbau eines Spaltspektrographen

Um das elektromagnetische Spektrum eines Objekts aufzunehmen, kommen Spektrographen zum Einsatz. Vereinfacht ist jeder Spektrograph eine Kamera mit dispersivem Element. Das dispersive² Element fächert einfallende elektromagnetische Strahlung in ein Wellenlängenspektrum auf und die Kamera bildet dieses ab, digitalisiert es und gibt dieses aus.

Die Aufnahmen der beiden Asiago Teleskope wurden beide mit sogenannten Spaltspektrographen aufgenommen, daher wird hier auf diesen Typ Spektrograph etwas genauer eingegangen. Ein Spaltspektrograph zeichnet sich dadurch aus, dass er als Eintrittöffnung einen schmalen Spalt besitzt, der nur einen schmalen Streifen an Licht erlaubt in den Strahlengang des Spektrographen einzutreten. Sie haben meist geringe oder mittleres Auflösungsvermögen, sind vergleichsweise simpel aufgebaut und ihre zweidimensionalen-Spektren einfach zu reduzieren. Daher eignen sich Spaltspektren besonders gut, um die Grundlagen der Spektroskopie zu erlernen.

In Abbildung 2.3 ist schematisch dargestellt, wie ein einfacher Spektrograph aufgebaut ist. Er besteht aus fünf Elementen, die sich, zumindest ihrer Funktion nach, auch bei anderen Spektrographen-Arten finden: dem *Spalt* (oder eine Glasfaser), einem *Kollimator*, dem *dispersiven Element*, einer *Kamera* und dem *Detektor* (üblicherweise eine CCD):

- Der **Spalt**, der in der Fokalebene des Teleskops sitzt, terminiert wieviel und in welchem Winkel Licht in den Spektrographen eindringt. Er wird so ausgerichtet, dass sich das zu beobachtende Objekt in diesem befindet und blockiert dabei das Licht anderer Objekte, sodass sich Spektren unterschiedlicher Objekte nicht überlappen.³ Dies vereinfacht bei der Datenreduktion die Subtraktion des Nachthimmelsspektrums, auf die später noch eingegangen wird. Ausgedehnten Objekten (z.B. Galaxien oder Nebel) können teilweise nur in Fragmenten beobachtet werden. Dies erlaubt es Radialgeschwindigkeiten des Objekts zu messen, erschwert aber die Datenreduktion. In Abbildung 2.4 ist zu sehen (a) wie ein Objekt im Spalt eingestellt wurde. Bilder wie diese werden zu Beginn jeder Spektralaufnahme gemacht um zu prüfen, ob sich das Objekt im Spalt befindet.
- Der **Kollimator** parallelisiert die divergenten Strahlen des Spalts bevor diese auf das Gitter treffen. Würde das Licht mit verschiedenen Eintrittswinkeln das Gitter erreichen, wäre das Resultat ein verschwommenes Spektrum (dies wird anhand der Gittergleichung (2.1) klar).
- Das **dispersive Element** (in diesem Fall ein Gitter) ändert den Winkel des einfallenden Strahls als Funktion der Wellenlänge - es fächert also das einfallende Licht entsprechend seiner Wellenlänge räumlich auf und erzeugt das Spektrum.
- Die **Kamera** wird dazu verwendet das Spektrum auf dem Detektor abzubilden.

²Der Begriff „dispersives“ Element ist eigentlich irreführend, da es sich nur im Falle von Prismen, nicht aber bei Gittern, um das physikalische Phänomen der Dispersion handelt. Bei Gittern, die viel häufiger in Spektrographen verbaut sind, entsteht der Effekt durch Beugung und Interferenz.

³Dies passiert im sogenannten *slitless mode* auf den hier nicht näher eingegangen wird.

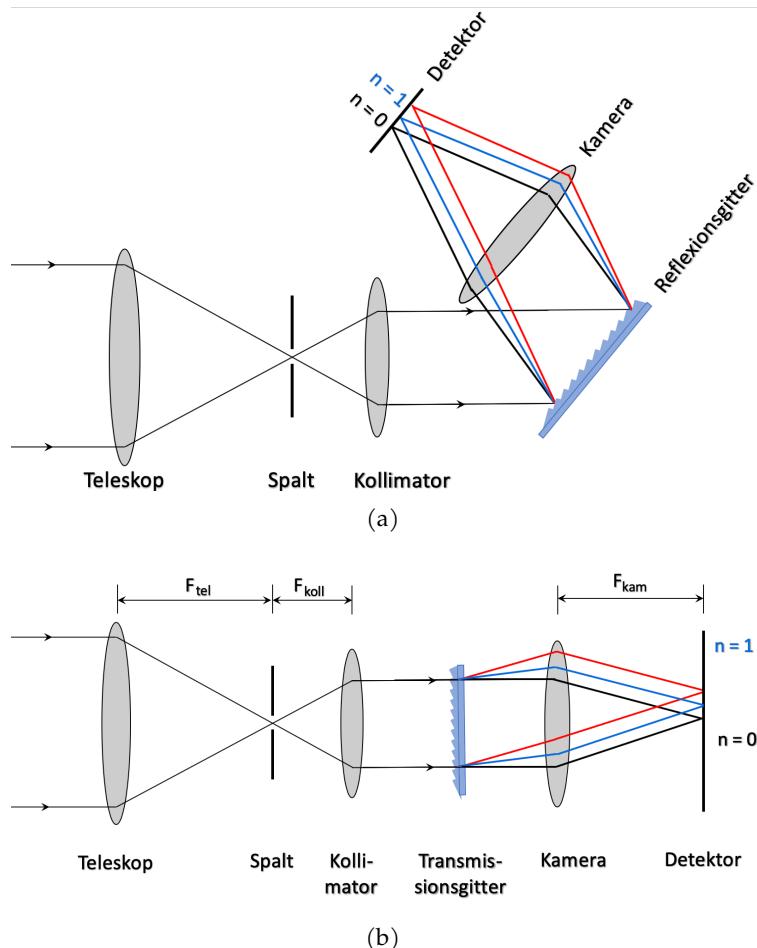


ABBILDUNG 2.3: Schematische Darstellung eines Spaltspektrographen mit (a) Reflexionsgitter und (b) Transmissionsgitter.

- Der **Detektor** misst schlussendlich die Intensität des dispergierten Abbilds des Spalts. Er terminiert die maximale Anzahl an Bildpunkten, in denen ein Spektrum digitalisiert werden kann.

2.3 Dispersive Elemente

Das Herzstück eines jeden Spektrographen ist das dispersive Element, das entweder ein *Prisma*, ein *Beugungsgitter* (wie z.B. *Blaze-, Volume-Phase-* oder *Echell-Gitter*) oder ein *Gitterprisma* ist.

2.3.1 Prisma

Das *Prisma* ist das historisch älteste dispersive Element, wird aber nur noch sehr selten als primäres Element in Spektrographen verwendet. Der Nachteil an Prismen ist, dass sie eine geringe Dispersion aufweisen und es an den zwei Grenzübergängen des Prismas zu Lichtverlusten kommt, die nicht einfach zu kontrollieren sind. Das macht das Prisma in der Astronomie, in der lichtschwachen Objekte beobachtet werden, sehr ineffizient.

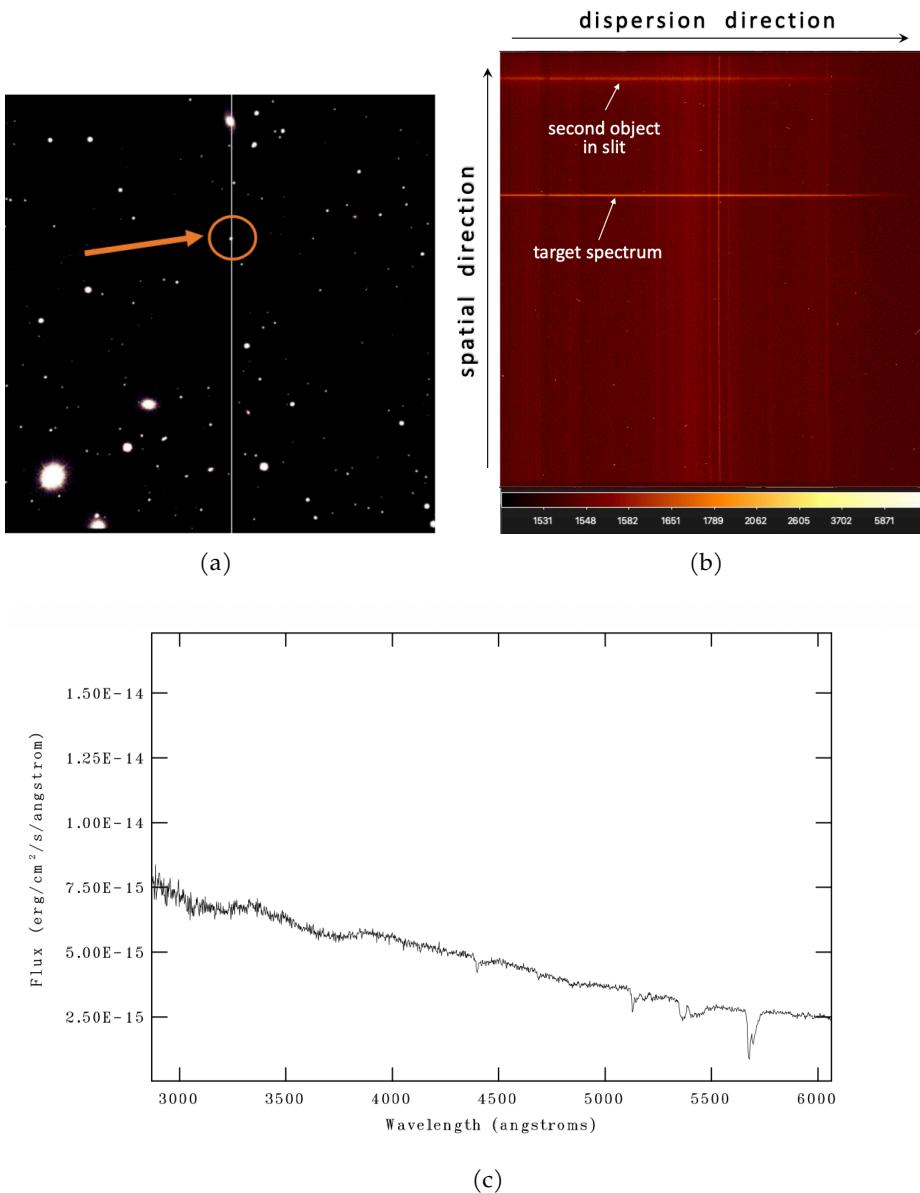


ABBILDUNG 2.4: (a): Ein Akquisitionsaufnahme des 1,82 m Teleskop Copernico. Im Spalt wurde das BL Lac-Objekts 3C66A eingestellt. Ein Teil eines weiteren Objekts befindet sich ebenfalls im Spalt.
 (b): Das aufgenommene Rohspektrum des BL Lac-Objekts und eines weiteren Objekts.⁴ Wird ein Spektrum mit einem Spaltspektrographen aufgenommen entsteht ein Rohspektrum wie dieses. Die eine Dimension der Aufnahme gibt die räumlichen Position bzw. *Raumrichtung (spatial direction)* entlang des Spalts an, die andere Dimension gibt die *Dispersionsrichtung (dispersion direction)* an, hängt also von der Wellenlänge ab. Man kann das Spektrum als eine unendliche Zahl von Abbildern des Spalts in unterschiedlicher Wellenlänge betrachten, die alle leicht verschoben sind. Emissions und Absorptionslinien des Objektspektrums sind im Spektrum nur zu erkennen, wenn diese sehr stark sind. Ansonsten fallen die starken Emissionslinien des Nachthimmels auf, die noch eingegangen wird.

(c): Finales, rotverschobenes Spektrum des BL Lac-Objekts 3C66A, das durch eine Reihe von Reduktionsschritten aus dem Rohspektrum extrahiert werden kann.

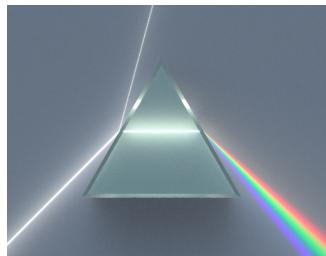


ABBILDUNG 2.5: Dispersion durch ein Prisma. (Quelle: [Wik])

2.3.2 Beugungsgitter

Heutzutage findet man, aus den oben genannten Gründen, vor allem *Gitter* oder eine Kombination aus Gitter und Prisma, sogenannte *Gitterprismen*, in Spektrographen.

Es gibt zwei Typen von Gitter:

- *Transmissionsgitter*, die aus einem intransparenten Material mit vielen äquidistanten parallelen Spalten bestehen, durch die Licht gelangt.
- *Reflexionsgitter*, die aus einer reflektrierenden Fläche mit äquidistanten parallelen Stegen oder Furchen bestehen, sodass das Licht nur zwischen diesen Strukturen reflektiert wird.

Unabhängig vom Typ des Gitters basieren diese alle auf dem gleichen Prinzip: An äquidistanten, parallelen, linienartigen Strukturen wird einfallendes Licht gebeugt. Das an den Strukturen gebeugte Licht interferiert und bildet aufgrund des Gangunterschieds zwischen den verschiedenen Wellenfronten auf einem Detektor hinter dem Gitter ein Interferenzmuster (siehe Abbildung 2.6). Der Ort einer konstruktiven oder destruktiven Interferenz hängt dabei von der Wellenlänge λ und der Gitterkonstante d ab. Für konstruktive Interferenz der Hauptmaxima des Gitters gilt die *Gittergleichung*:

$$n\lambda = d(\sin \Theta + \sin \Phi) \quad (2.1)$$

Hierbei ist λ die Wellenlänge, n die Ordnungszahl, d der Spaltabstand bzw. die Gitterkonstante, Θ der Ablenkwinkel und Φ der Einfallswinkel.

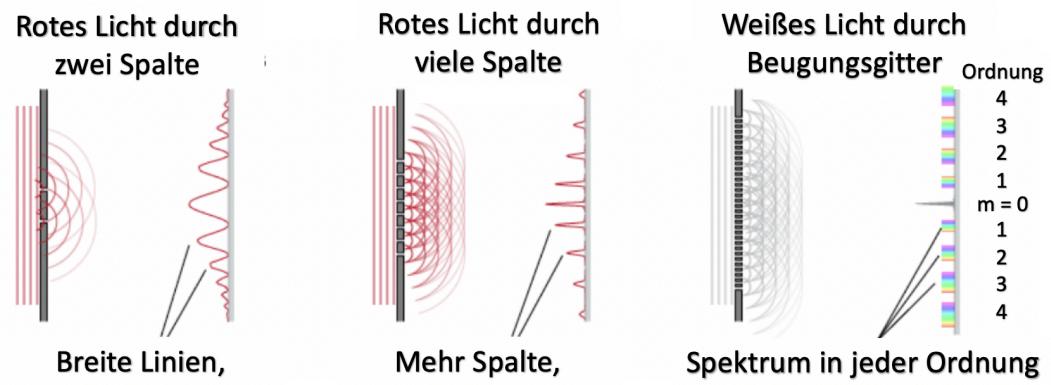
Rotes Licht hat also einen größeren Ablenkwinkel, wird also breiter aufgefächert, als blaues (siehe Abbildung 2.6). Dies führt dazu, dass weißes Licht, wie in Abbildung 2.5, in ein Spektrum aufgefächert wird.

Für das Design eines Spektrographen ist die räumliche Trennung der Wellenlängen, d.h. die Stärke der Dispersion, von besonderer Bedeutung. Dies liegt daran, dass das so erzeugte Spektrum auch mithilfe des Detektors detektierbar sein muss, die Pixelgröße eines CCD-Detektors jedoch physisch beschränkt ist.

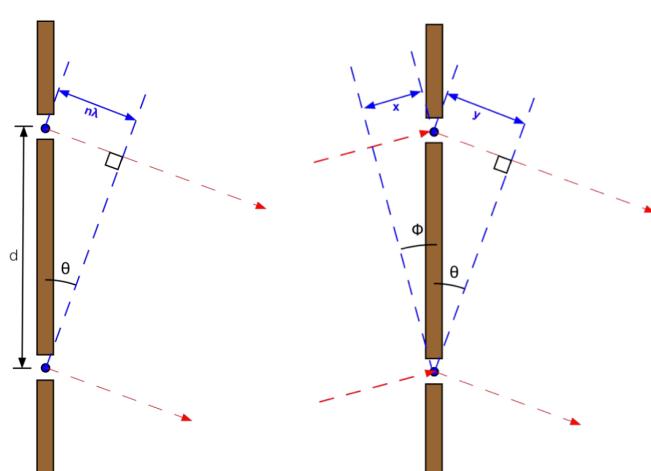
Die Dispersion eines Gitters folgt direkt aus der Gittergleichung 2.1. Nimmt man an, dass Φ konstant ist und leitet diese Formel nach λ ab und stellt sie um, erhält man die *Dispersionsgleichung*:

$$d\Theta/d\lambda = n/(dcos\Theta) \quad (2.2)$$

Die räumliche Trennung der Wellenlängen wird hinter dem Spalt also größer für höhere Ordnungen n und mit kleineren Spaltabständen d .



(a)



(b)

(c)

ABBILDUNG 2.6: Transmissionsgitter. (Quelle: (a) Nach [Chi]; (b) & (c) [Lit14])

Wird die Dispersion jedoch zu groß, können sich zwei Ordnungen unterschiedlicher Wellenlänge anfangen zu überlappen. Dies kann in Spektrographen jedoch durch sogenannte *order separation filters* gelöst werden, die nur eine Ordnung auf den Detektor projizieren. Dadurch können allerdings auch nicht alle Ordnungen genutzt werden.

Die Anzahl der Spalte N eines Gitters führt dazu, dass die Interferenzmaxima, die das Gitter erzeugt, schmäler werden (siehe Abbildung 2.6).

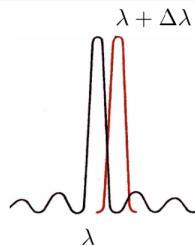


ABBILDUNG 2.7: Zwei noch auflösbare Spektrallinien. (Quelle: [Chi])

Die Breite der einzelnen Interferenzmaxima klein zu halten ist für das Design eines Spektrographen wünschenswert, denn je breiter die Beugungsmaxima sind desto schwieriger wird es zwei Peaks unterschiedlicher Wellenlänge noch getrennt aufzulösen. Die Grenze der Unterscheidbarkeit zweier Maxima der Wellenlänge λ und $\lambda + \Delta\lambda$ in der Ordnung n wird erreicht, wenn das Maximum der Intensität von $\lambda + \Delta\lambda$ am Ort des Minimums von λ ist. Dieses Kriterium wird auch *Reyleigh-Kriterium* genannt. Über dieses ist das sogenannte *spektrale Auflösungsvermögen* (also das Auflösungsvermögen in Dispersionsrichtung)⁵ eines Spektrographen definiert. Es gibt die minimale Wellenlängendifferenz an, die ein Spektrograph noch auflösen kann und wird definiert als:

$$R = \lambda / \Delta\lambda \quad (2.3)$$

Dabei ist $\Delta\lambda$ die kleinste Wellenlängendifferenz, die bei einer Wellenlänge von λ noch aufgelöst werden kann.

Da n die Dispersion bestimmt und N die Breite der Intensitätsmaxima, gilt für ein Gitter:

$$R = n \cdot N \quad (2.4)$$

Ist $R < 1000$, spricht man von Spektroskopie mit nur geringem spektralen Auflösungsvermögen. Bei $R \sim 1000$ bis $10\,000$ spricht man von mittlerer und ab $10\,000$ von hochauflösender Spektroskopie. Letztere erlaubt es selbst schmale Linien noch im Detail zu untersuchen. Zum Vergleich: Die Spektren des 1,8m-Copernico-Teleskops wurden mit einer Auflösung von 311 aufgenommen. Jedoch hängt das spektrale Auflösungsvermögen eines Sektrographen nicht allein vom Auflösungsvermögen des verbaute Gitters ab. Auch die Spaltöffnung oder der Detektor können der limitierende Faktor der Auflösung von Linien im Spektrum sein.

Die Intensitätsverteilung hinter einem Gitter für eine unterschiedliche Anzahl an Spalten N ist in Abbildung 2.8 dargestellt.

Diese ist aufgrund derer endliche Öffnung durch die Intensitätsverteilung einer einzelnen Spalte bestimmt. Waren die einzelnen Spalte infinitesimal klein, hätten alle Hauptmaxima der unterschiedlichen Beugungsordnungen die gleiche Intensität.

⁵Das räumliche Auflösungsvermögen ist in erster Linie durch das Beugungslimit des Teleskops $\Theta = 1,22\lambda/D$ oder das Seeing bestimmt.

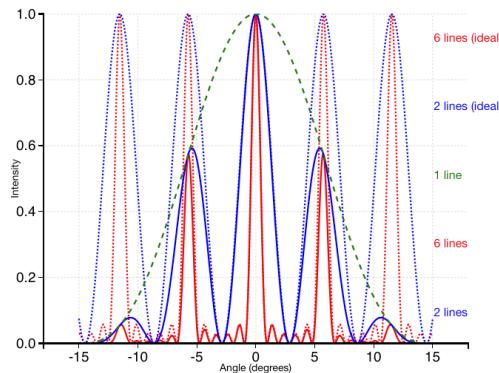


ABBILDUNG 2.8: Die Intensitätsverteilung hinter einem Gitter mit 1 bis 6 Spalten (*lines*). Wären die Spalte infinitissimal klein würde sich das ideale (*ideal*) Beugungsbild ergeben. (Quelle: [Lit14])

Stattdessen wird das meiste Licht in die nullte Ordnung gelenkt, in dieser wird jedoch das Licht nicht dispergiert. Zudem teilt sich das restliche Licht in zwei Teile links und rechts der nullten Ordnung. Das bedeutet enorme Lichtverluste für das finale Spektrum einer Beugungsordnung. Für einen Spektrographen mit Gitter stellt eine schlechte Beugungseffizienz ein großes Problem dar, da lichtschwache Objekte spektroskopiert werden und meist nur eine Beugungsordnung abgebildet wird.

Blazegitter

Aus dem oben genannten Grund werden vor allem sogenannte *Blazegitter* in der Astronomie verwendet, die so konstruiert sind, dass sie das Licht in einer Ordnung maximieren und insbesondere in der nullten Ordnung minimieren wird. Dies kann jedoch streng genommen exakt nur für eine Wellenlänge erreicht werden, die *Blaze-wellenlänge*. Der zu ihr korrespondierende Beugungswinkel wird *Blazewinkel* (Θ_B) genannt. Daraus ergibt sich, dass Blazegitter leider nicht die selbe Beugungseffizienz in allen Wellenlängen haben. Blazegitter sind heutzutage die am meisten genutzten Gitter für Spektrographen. In Abbildung 2.9 ist ein Blazegitter schematisch dargestellt. Die sägezahnähnlichen Strukturen beugen die 1. Ordnung des mit dem Einfallswinkel α eintreffenden Lichtstrahls in den Ablenkinkel β . Es ergibt sich wie schon in 2.1 die Gittergleichung $n\lambda = d(\sin\alpha + \sin\beta)$.

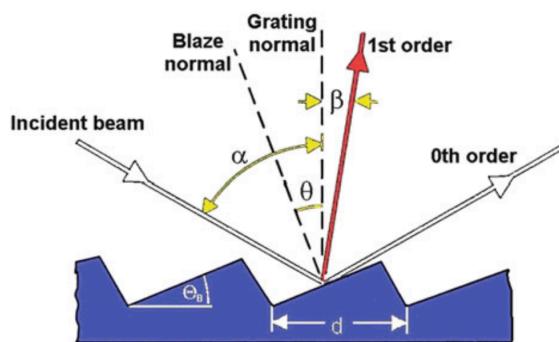


ABBILDUNG 2.9: Blazegitter mit dem Blazewinkel Θ_B . (Quelle: [EV15, S.47])

2.3.3 Gitterprisma

Zum Schluss soll noch ein weiterer Typ von dispersivem Element vorgestellt werden, das im Spektrographen des 1,8m-Copernico-Teleskop verbaut ist: Das Gitterprisma (*Grism* (*grating + prism*)). Dieses ist eine Kombination aus einem Transmissionsgitter mit einem Prisma. Dabei dispergiert das Gitter das Licht und das Prisma kompensiert die Ablenkung für eine bestimmte Beugungsordnung und zentrale Wellenlänge. Dadurch kann zwischen Spektroskopischen und photometrischen Aufnahmen ohne eine Neupositionierung des Detektors gewechselt werden. Gitterprismen werden hauptsächlich in Spektrographen geringer Auflösung verwendet.

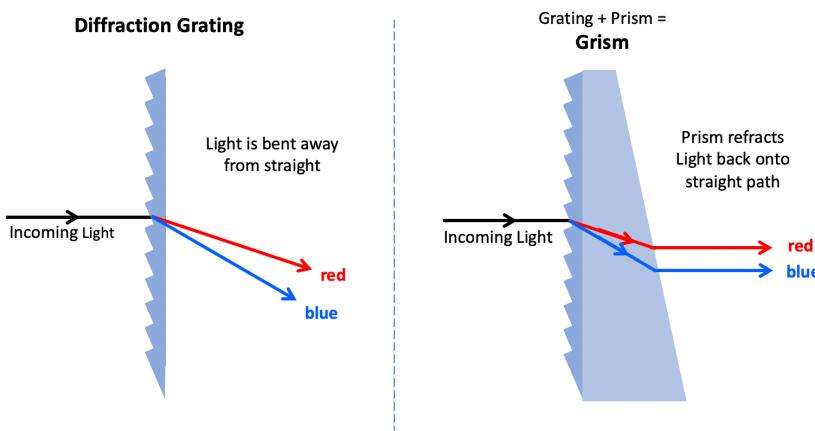


ABBILDUNG 2.10: Transmissions Gitter und Grism.

2.4 CCD-Detektoren

Ein astronomischer Detektor soll die Fähigkeit haben die Photonen nachzuweisen, die ihn treffen. Heutzutage haben sich in der Astronomie im optischen Wellenlängenbereich fast überall CCD-Sensoren (*Charge-Coupled Device*) als Detektoren für Teleskope durchgesetzt. Auch im Copernico- und Galileo-Teleskop sind CCDs in Betrieb. Sie sind so beliebt, weil sie im Vergleich zu anderen Detektorarten eine hohe Quanteneffizienz, einen großen Dynamikbereich, wiederholbare und fast lineare Charakteristiken und eine breite spektrale Empfindlichkeit haben. Ihre Funktionsweise basiert auf dem Photoelektrischen Effekt. Im Nachfolgenden soll kurz erklärt werden, was genau dies bedeutet und wieso dies entscheidend ist.

Eine astronomische CCD-Aufnahme ist im Wesentlichen eine zweidimensionale Reihe an Pixelwerten. Idelerweise wären die einzelnen Pixelwerte direkt proportional zu der Menge an Licht, die während der Belichtungszeit auf einen Pixel fällt. Dies ist jedoch nicht der Fall. Ein genaueres Verständnis dafür zu bekommen, wieso dies nicht der Fall ist, ist nützlich, um die Strategien der Datenreduktion zu verstehen.

CCDs sind im Wesentlichen aus vielen lichtempfindlichen Fotodioden aufgebaut, die jeweils einen Pixel bilden.⁶ Ein einkommender Strom an Photonen $S(\omega)$ wird von

⁶Je größer ein Pixel ist, desto größer ist zwar seine Lichempfindlichkeit, desto kleiner ist jedoch die Bildauflösung (wenn die Chip-Größe gleich bleibt).

den Pixeln als Elektronenstrom $N_{e^-}(x, y)$ detektiert und beim Auslesen in $ADU(x, y)$ digitalisiert. Dies geschieht vereinfacht auf die Folgende Art und Weise:

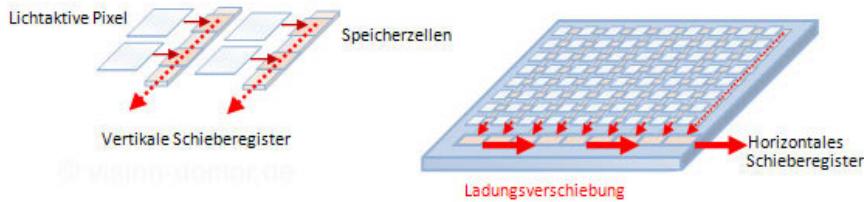


ABBILDUNG 2.11: Schematische Darstellung eines CCD-Sensors. (Quelle: [gel])

2.4.1 Pixel-zu-Pixel-Variationen

Trifft Licht auf einen der Pixel der CCD, überträgt dieses seine Energie auf die Elektronen einer Halbleiterschicht des Pixels. Reicht die Energie eines einzelnen Photons, wird das Elektron theoretisch ins Leitungsband gehoben. Praktisch wird ein Elektron im Halbleitermaterial jedoch nur mit einer gewissen Wahrscheinlichkeit durch den photoelektrischen Effekt freigesetzt. Dieser Effekt ist wellenlängenabhängig und wird auch als *Quanteneffizienz* eines Sensors bezeichnet. Wenn 100 Photonen einer Wellenlänge auf den Sensor fallen, so werden z.B. nur 80 Elektronen freigesetzt, was einer Quanteneffizienz von 80% entsprechen würde.

Leider hat nicht jeder Pixel einer CCD die gleiche „Effizienz“ Photonen in Elektronen „umzuwandeln“. Dies liegt in kleinen Imperfektionen im Herstellungsprozess. Dies führt zu Pixel-zu-Pixel-Variationen in der Empfindlichkeit des Detektors. Auch instrumentell bedingte Beleuchtungsunterschiede (durch Vignettierung) oder Staub in der Optik können zu den Schwankungen der Empfindlichkeit der einzelnen Pixel führen. Die finale Aufnahme ist also kein perfektes Abbild der wahren Lichtverteilung. Erst müssen die Pixel-zu-Pixel-Variationen in der Empfindlichkeit des Detektors korrigiert werden.

2.4.2 Gain, Ausleserauschen und Bias

Wie werden nun diese gesammelten Ladungen in ein digitales Signal umgewandelt? Zunächst werden durch eine angelegte Spannung die Ladungen über eine gewisse Zeit (die Integrationszeit) in einem Potentialtopf gesammelt (ähnlich einem Kondensator). Vorausgesetzt es wird rechtzeitig ausgelesen bevor Sättigung eintritt, ist die Ladungsmenge dabei proportional zur Anzahl der auftreffenden Photonen.

Die so entstehende Pixel-Spannung muss nun ausgelesen werden, um das Signal zu digitalisieren. CCDs sind so konstruiert, dass sie nicht direkt an jedem Pixel eine Ausleseschaltung benötigen. Stattdessen wird die Ladung zunächst von einem Pixel an einen nächsten weitergegeben (ähnlich einer Eimerkette die schrittweise verschoben wird), was es erlaubt alle Information entlang einer Reihe von Pixeln an einem einzelnen Pixel auszulesen (siehe Abbildung 2.11).

Das Output-Signal ist dabei immer eine Spannung. Dieses Signal wird nun am Ende der Pixelreihe von einem *Analog-to-Digital (A/D) Converter* mit Ausleseverstärker in ein digitales Signal umgewandelt. Das digitale Output-Signal ist dabei proportional zu der Spannung und wird in *Analog-to-Digital Units (ADUs)* ausgegeben, deren Einheit auch als „Counts“ bezeichnet werden. Dabei gilt:

$$N_e = G \cdot N_{ADU}, \quad (2.5)$$

wobei N_e die Anzahl der Elektronen, N_{ADU} der Wert der ADUs und G der sogenannte *Gain*, der in $e^-/ADUs$ angegeben wird, ist.⁷

Es ist unvermeidbar, dass es beim Umwandeln einen Fehler beim Auslesen des Verstärkers gibt. Dieser macht sich als **Ausleserauschen** (*Readout-Noise*) bemerkbar und addiert sich zum Signal jedes Pixels. Das Problem ist, dass das Ausleserauschen für negative Spannungen sorgen kann, wenn z.B. der Pixel kaum belichtet wurde. Da aber der A/D Converter aber keine negativen Signale verarbeiten kann, wird eine sogenannte „Vorspannung“ an den Detektor Output angelegt. Durch die angelegte Vorspannung kommen jedoch eine a priori Anzahl an ADUs zum gemessenen Signal dazu, die auch *Bias* genannt werden. Nur die Differenz zwischen Output Signal und Bias ist proportional zum Fluss an Photonen. Das Bias-Level muss also später in den Aufnahmen abgezogen werden. Das Ausleserauschen kann jedoch leider nicht korrigiert werden, da es sich um eine statistische Größe handelt.

2.4.3 Dunkelstrom

Ein weiterer unerwünschten Beitrag liefern Elektronen die durch thermische Energie angeregt und aus ihrem Material herausgelöst wurden. Dieser Anteil hängt von der Temperatur der CCD ab und wird als *Dunkelstrom (Dark Current)* bezeichnet. Aus diesem Grund werden moderne CCDs Kameras mit flüssigem Stickstoff (LN_2) bis auf -120°C gekühlt. Niedrigere Temperaturen würden zwar zu weniger Dunkelstrom führen, aber auch zu einer geringeren Quanteneffizienz. Die CCD, die im Copernico-Teleskop im Betrieb ist wurde auf -95°C und die des Galileo-Teleskops auf 85°C gekühlt. Dies ist jedoch in diesem Fall noch immer kalt genug, dass der Dunkelstrom vernachlässigbar ist.

2.5 Die Einflüsse der Atmosphäre und des interstellaren Mediums

2.5.1 Extinktion

Bis die Strahlung eines Objekts einen Beobachter/das Teleskop erreicht, verliert sie teilweise durch Streuung und Absorbtion verursacht an und durch Gas- und Staubwolken an Intensität. Dieses Effekt wird allgemein als *Extinktion* bezeichnet und hängt sowohl von

⁷Der Gain kann bei einer Beobachtung eingestellt werden und es ist wichtig, dass dieser einen sinnvollen Wert hat. Angenommen das Ausleserauschen in einer CCD ist $2 e^-$. Würde nun der Gain auf $4 e^-/ADU$ eingestellt, dann würde bei 0, 1, 2 und 3 Elektronen ein Pixel den Wert 0 ADUs zugeteilt. Dies würde ein zusätzlichen Fehler einführen. Bei einem Gain von $1 e^-/ADU$ wäre das Fehler Readout Noise dominiert, was wünschenswert ist, da viele Pixel eine hohe Anzahl von Photonen detektieren. Allerdings ist der Gain zu niedrig, riskiert man eine Sättigung des A/D Converters.

- der Zusammensetzung des durchquerten Mediums
- von der Länge des Weges, durch dieses
- als auch von der Wellenlänge des Lichts

ab. Die Ektinktion führt zu einer Rötung des Spektrums. Es wird zwischen *interstellare* und *atmosphärischer Extinktion* unterschieden.

Interstellare Extinktion kann nahe an der Stahlungsquelle auftreten z.B. durch eine protoplanetare Scheibe eines jungen Sterns oder durch das interstellare Medium (vor allem Staubwolken) unserer Galaxis. Dieser Effekt kann massiv sein. So macht die Extinktion es z.B. unmöglich Objekte nahe dem galaktischen Zentrum im Optischen zu beobachten. Um die interstellare Extinktion zu korrigieren, werden Extinktionswerte aus der Literatur für die Position des Objekts verwendet. Die Extinktionswerte stammen aus dem Vergleich geröteter Sterne, eines gut bekannten Spektraltyps, mit dem Spektrum eines ungeröteten Stern des selben Typs. So kann für jede Position am Himmel eine Art Karte mit dem Maß der Extinktion erstellt werden.

Bei erdgebundenen Beobachtungen kommt schließlich noch die *atmosphärische Extinktion* hinzu. Die Länge des Weges, den das Licht durch die Atmosphäre zurücklegt, hängt davon ab wie nah das zu beobachte Objekt am Horizon steht bzw. von der Zenit Distanz (siehe Abbildung 2.12). Je näher ein Objekt am Horizont steht desto länger ist der Weg, desto größer ist auch die Luftmasse, die das Licht durchqueren muss und desto größer ist schlussendlich die Extinktion. Dieser Wert ist daher für die Abschätzung der atmosphärischen Extinktion wichtig und wird daher bei der Beobachtung im Headar der Aufnahme gespeichert.

Die Absorptionen durch die Atmosphäre (auch *telluric absorptions* genannt) verursachen vor allem Sauerstoff- und Wassermoleküle. In großen Teilen des elektromagnetischen Spektrums ist die Atmosphäre fast vollständig opak. Im optischen Wellenlängenbereich gibt es ein atmosphärisches Fenster. Aber auch in diesem verursacht z.B. Wasserdampf gerade im Roten Absorptionslinien im Spektrum eines Objekts. Diese lassen sich zwar korrigieren, jedoch wird dies im Folgenden nicht gemacht. Da die Absorptionen so markant und deren Wellenlängen sehr gut bekannt sind, stellt dies für die Identifikation eines Objekts kein großes Hindernis dar.

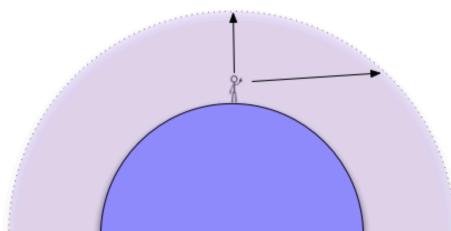


ABBILDUNG 2.12: Blick durch die Atmosphäre. Je näher ein Objekt am Horizont steht desto länger ist der Weg des Lichts durch die Atmosphäre bzw. desto größer ist die Luftmasse, die das Licht überwinden muss. (Quelle: [DL19])

2.5.2 Helligkeit des Nachthimmels

Die Moleküle der Atmosphäre streuen und absorbieren jedoch nicht nur das Licht des Objekts, das beobachtet wird, sondern emittieren auch selber Licht. Dieses Phänomen wird auch *Airglow* genannt und entsteht in höheren atmosphärischen Schichten vor allem durch Chemilumineszenz, die durch UV Strahlung der Sonne verursacht ist. In Abbildung 2.13 ist das Spektrum des Nachhimmels zu sehen. Besonders prominent sind die Emissionslinien von Sauerstoff bei 5577 Å, Natrium bei 5890 Å (entsteht in der Natrium Schicht der Atmosphäre).

Zusätzlich wird das Licht anderer Sterne, das des Monds, Sonnenlicht (Zodiallicht) und in vielen Fällen vor allem das Licht von Städten von der Atmosphäre diffus gestreut. Vor allem letztere, die sogenannte *Lichtverschmutzung* (light pollution), kann die Beobachtung von Objekten stark erschweren.

Der Nachthimmel ist also aus verschiedenen Gründen alles andere als dunkel. Dieses **Nachthimmelsspektrum** überlagert das Spektrum des zu beobachtenden Objekts. Wenn das Objekt schwach ist, kann es daher schwierig sein überhaupt ein Objektspektrum zu dedektieren.

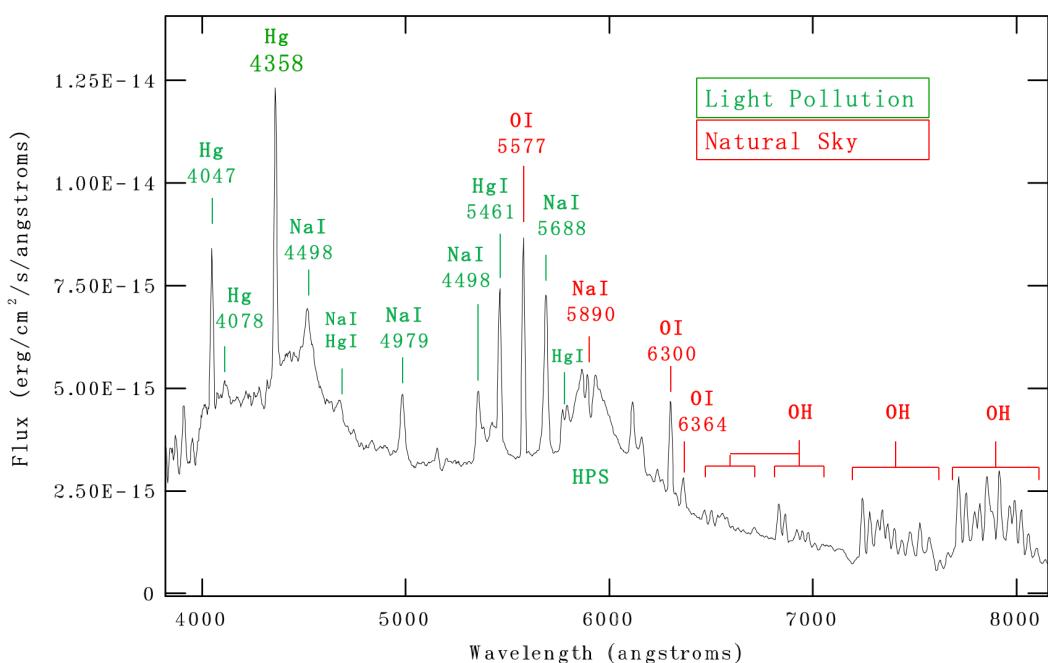


ABBILDUNG 2.13: Das extrahierte Spektrum des Nachhimmels während der Beobachtung mit dem Copernico-Teleskop. Für die Bestimmung der Linien wurde Sheen und Byun [SB04] herangezogen. Es sind natürliche Nachthimmelslinien wie die 5577 Å Sauerstofflinie oder einige OH-Linien sichtbar, aber auch viele Linien, die vor allem durch Lichtverschmutzung verursacht sind. Quecksilber- (Hg) und Natrium-Dampf-Lampen (Na) werden zur Straßenbeleuchtung eingesetzt (HPS steht für „High Pressure Sodium“). Die Hg-Linien sind sicher künstlichen Ursprungs. Natrium findet man dagegen auch in der Natriumschicht der Atmosphäre, jedoch verursacht diese vor allem die natürliche Fraunhofer Natrium-D-Linie. Bis auf diese sind die Na-Linien also der Lichtverschmutzung zuverschulden.

2.5.3 Atmosphärische Refraktion

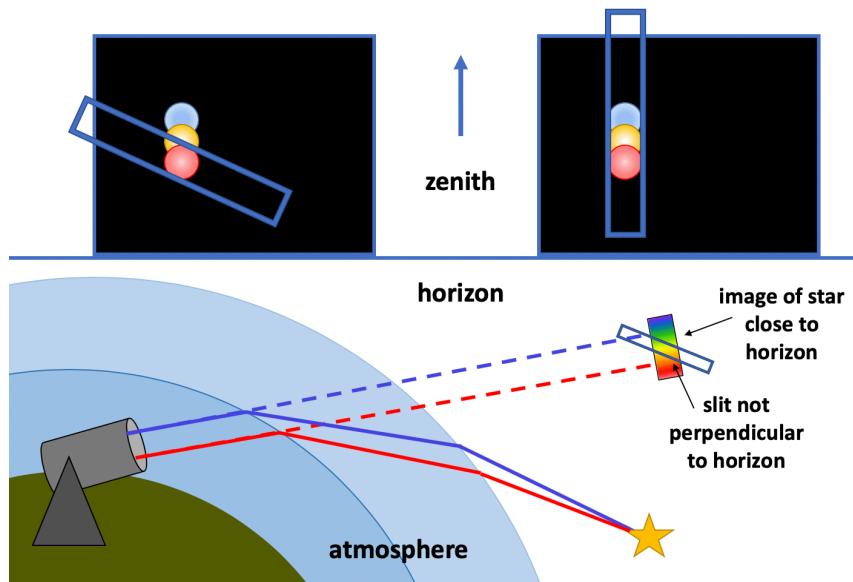


ABBILDUNG 2.14: Refraktion der Atmosphäre. Der Spalt des Spektrographen sollte vertikal zum Horizont ausgerichtet werden, um Lichtverluste aufgrund von Atmosphärischer Dispersion zu verhindern.

Ein für spektrographische Beobachtung bedeutender Effekt der Atmosphäre ist, dass Licht durch die Atmosphäre gebrochen wird, sodass es nicht mehr gerade durch die Atmosphäre wandert. Dieses Phänomen wird *differenzielle atmosphärische Refraktion* genannt. Aufgrund von Dichte- und Temperaturschwankungen ändert sich der Brechungsindex der Atmosphäre mit der Höhe, also der Zenit Distanz. Dies hat zum einen zur Folge, dass die scheinbare Position des Objekts eine andere ist, als sie tatsächlich ist (siehe Abbildung 2.14), zum anderen bewirkt dies aber auch eine Dispersion des Lichts in vertikaler Richtung zum Horizont. Denn wie bei einem Prisma ändert sich der Brechungsindex abhängig von der Wellenlänge, sodass für kleinere Wellenlängen der Brechungsindex größer wird - blaues Licht also stärker abgelenkt wird als Rotes. Je näher am Horizont beobachtet wird und je kürzer die Wellenlänge ist desto mehr wird das Licht eines Objekts abgelenkt.

Dies beeinflusst die Aufnahmestrategie in der Spektroskopie, wenn mit einem Spalt beobachtet wird. Der Spalt wird vertikal zum Horizont gestellt, um Lichtverluste am Spalt zu verhindern. Steht der Spalt vertikal erscheint die Lichtbrechung entlang des Spalts (siehe Abbildung 2.14). Im Spektrum macht sich dieser Effekt dadurch bemerkbar, dass das Spektrum eines Objekts nicht komplett parallel zur Dispersionsrichtung verläuft (siehe Abbildung 2.15). Bei der Extraktion des Objektspektrums aus der Rohaufnahme wird aus diesem Grund das Objektspektrum über verschiedene Pixelreihen „verfolgt“ und so die „Trace“ bestimmt.⁸

⁸Die atmosphärische Refraktion ist jedoch nicht der einzige Grund hierfür. Auch instrumentelle Effekte können dazu führen, dass das Spektrum eines Objekts nicht parallel zu einer Pixelreihe bzw. -spalte verläuft.

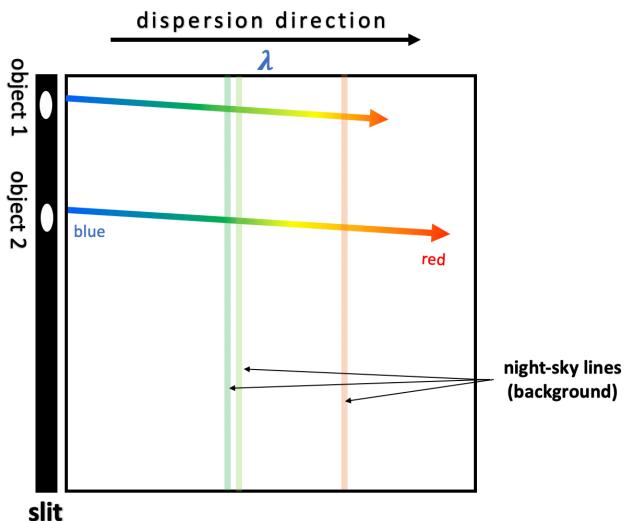


ABBILDUNG 2.15: Schema eines Rohspektrums und der *Trace* des Objektspektrums.

2.5.4 Kosmische Strahlung

Die kosmische Strahlung (*Cosmic Rays*) besteht aus hochenergetischen Teilchen, die von der Sonne, der Galaxis und anderen weit entfernen Galaxien emittiert werden. Treffen diese auf die äußerste Schicht der Atmosphäre, entstehen Schauer aus Sekundärteilchen. Diese haben so viel Energie, dass sie, wenn sie auf den Detektor treffen, einzelne Pixel oder sogar ganze Pixelreihen beeinträchtigen. Diese Pixel weisen dann sehr hohe Counts auf und sollten korrigiert werden, damit sie im finalen Spektrum nicht als Emissionen des Objekts missinterpretiert werden. Der beste Weg Cosmics zu erkennen ist es, einige Bilder eines Objekts zu machen. Sehr helle Pixel, die in der Position nur in einem der Bilder auftauchen sind der kosmischen Strahlung geschuldet.

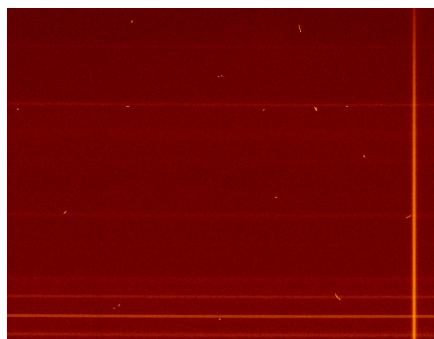


ABBILDUNG 2.16: Die sehr hellen Punkte bzw. Striche sind Cosmic Rays in einer Aufnahme.

2.6 Notwendige Aufnahmen für die Datenreduktion

Ziel der der Datenreduktion ist es die störenden beschriebenen Effekte zu korrigieren und das Signal des Objekts aus den Aufnahmen zu extrahieren. Dafür sind eine Reihe

an Aufnahmen notwendig:⁹

- **Objektspektren:** Das rohe Objektspektrum selbst. Dieses enthält neben dem Spektrum des Objekts, das Nachthimmelsspektrum mit seinen Emissionslinien (und Absorptionslinien). Das erlaubt die Subtraktion dieses Hintergrundspektrums vom eigentlichen Signal des Objekts.

Darüber hinaus haben die Aufnahmen oftmals einen sogenannten *Overscan*-Bereich, einen schmalen Bereich von wenigen Spalten bzw. Zeilen mit dem Bias-Level der Aufnahme, das beim Auslesen der CCD zu den Daten addiert wurde (siehe Kapitel 2.4.2). Der exakte Wert des Bias ändert sich manchmal von Aufnahme zu Aufnahme z.B. aufgrund leichter Temperaturschwankungen der CCD. Daher ist es sinnvoll, dass sich in jedem Rohspektrum auch in einem schmalen Bereich der Bias findet, um diesen aus den Aufnahmen zu entfernen.

- **Bias-Aufnahmen:** Es gibt auch eine zusätzliche Möglichkeit, das Bias-Level des Chips zu erfahren. Dafür werden sogenannte Bias-Aufnahmen gemacht. Diese Aufnahmen haben eine Belichtungszeit von (nahezu) 0s und werden bei geschlossener Teleskopklappe gemacht, sodass kein Licht eintritt. Idealerweise würde das konstant 0 Counts in der Aufnahme bedeuten, aber das ist nicht der Fall. Stattdessen zeigt sich hier das Bias-Level und das Readout-Noise. An solchen Aufnahmen lässt sich auch erkennen, ob der Bias über den Chip eine Struktur aufweist.
- **Dome-Flatfiles:** Sie sind Aufnahmen, die mit einer Lampe gleichmäßig ausgeleuchteten geschlossenen Teleskopkuppel (oder einer anderen Fläche). Die Lampe sollte ein geeignetes Kontinuum-Spektrum haben. Das Ziel ist damit die Empfindlichkeitsunterschiede der einzelnen Pixel zu korrigieren (siehe Kapitel 2.4.1 u.).
- **Twilight-Flatfields:** Sind Aufnahmen des Dämmerungshimmels. Sie eignen sich, um gegebenenfalls in räumlicher (Bild-)Richtung eine Korrektur für die Ausleuchtung des Spaltes zu korrigieren z.B. eine durch das Instrument verursachte Randverdunklung (Vignettierung). Sie werden allerdings nur benötigt, falls das Problem nach der Anwendung der Dome-Flatfields nicht ausreichend korrigiert werden konnte.
- **Arc-Aufnahmen:** „Arcs“ sind Aufnahmen mit einer Emissionslampe, die zur Wellenlängenkalibration dienen. Dabei wird oft eine Kombination aus verschiedenen Elementen angeregt z.B. HeFeAr, damit über den gesamten Wellenlängenbereich Emissionslinien zur Kalibration zur Verfügung stehen.
- **Aufnahme eines spektroskopischer Standard:** Für die Flusskalibration wird die Aufnahme eines bekannten Standardsterns benötigt. Der verwendete Standardstern sollte ein gleichmäßiges / ausgeglichenes Spektrum in dem Wellenlängenbereich, der beobachtet wird, haben. Durch die Flusskalibration mittels des Standards und einer Extinktionstabelle wird gleichzeitig auch die Response des Instrument (also eine Art Effizienz bzw. spektrale Empfindlichkeit des Instruments) und die Extinktion der Atmosphäre korrigiert.

⁹Im Allgemeinen hängt die Anzahl und Art der Aufnahmen, die für die Datenreduktion benötigt werden, davon ab, mit welchem Instrument beobachtet wurde und was man mit der Datenreduktion erreichen will. Bei den hier genannten Aufnahmen handelt es sich um die Grundlegenden, die auch den beiden Datensätzen aus Asiago vorlagen.

Kapitel 4

Auswertung des Datensatzes

Im Folgenden Kapitel wird die Datenreduktion für die beiden Datensätze beschrieben und begründet. Die finalen Objektspektren, die durch die hier beschriebenen Datenreduktion extrahiert wurden, finden sich im nächsten Kapitel.

Die Strategie der Datenreduktion, die hier für die Auswertung der zweidimensionalen-Spaltspektren angewandt wurde, orientiert sich an der gängigen Methode, wie sie z.B. P. Massey in „A User’s Guide to Reducing Slit Spectra with Iraf“ [PM92] beschreibt. Es wurde dabei darauf geachtet, dass das Vorgehen bei allen Objekten möglichst einheitlich und simpel bleibt, damit die Studenten die Grundlagen der Datenreduktion erlernen können.

Um die Verständlichkeit dieses Kapitels zu gewährleisten, wird zunächst am Anfang jeder Datenreduktionsschritt allgemein erklärt und dann anhand einiger Bilder aus der Datenreduktion mit IRAF beschrieben, wie jeder dieser Schritte im Speziellen für die beiden Datensätze abläuft. Gibt es für bestimmte Objekte Besonderheiten, werden diese thematisiert. Die verwendeten Parameter-Grund-Einstellungen für die einzelnen IRAF-Befehle finden sich im Anhang B. In einigen Abschnitten werden bereits didaktische Überlegungen angeführt.

4.1 Ein paar Worte zum Softwarepaket IRAF

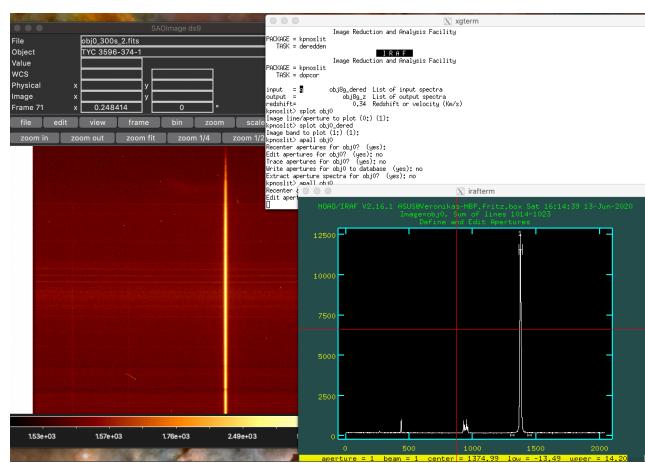


ABBILDUNG 4.1: IRAF und ds9 in Aktion.

Für die Datenreduktion wurde das vom National Optical Astronomy Observatories (NOAO) in Tucson geschriebene Software-Paket IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) zur Reduktion von astronomischen Daten verwendet. Da im Folgenden immer wieder auf IRAF und seine Befehle Bezug genommen wird, wird hier kurz auf

die Bedienung von IRAF eingegangen. Für Erklärungen, wie jeder dieser Befehle im Einzelnen abläuft; wird auf die Benutzer-Hilfsseite für IRAF¹ verweisen.

IRAF wird über das Terminal *xgterm* bedient und arbeitet im Tandem mit *ds9*, das zur Visualisierung und Analyse der Daten dient. Es gibt eine große Anzahl an Befehlen in IRAF, die als *Tasks* bezeichnet werden und für unterschiedliche wissenschaftliche Zwecke geeignet sind. Die Tasks sind die Skripte, die es dem Benutzer ermöglichen Reduktionsschritte (in einem integrierten Befehl) auszuführen und ihn dabei durch den Reduktionsprozess führen. Dabei werden die instrumentellen und datenspezifischen Anforderungen berücksichtigt, aber die Anzahl der einstellbaren Parameter eines Tasks sind auf das für das spezifische Problem erforderlichen beschränkt.

Um für eine gewisse Übersichtlichkeit zu sorgen, wurden die Tasks in übergeordneten Paketen (*Packages*) organisiert. So beinhaltet das Paket *ccdred* (angelehnt an „CCD-Reduction“) zum Beispiel alle Tasks zur Reduktion von CCD-Aufnahmen. Die Pakete sind in einer Art Baumstruktur aufgebaut, sodass, wenn IRAF gestartet wird, zunächst nur wenige Befehle ausführbar sind. Es werden aber eine Reihe von Paketen vorgeschlagen, die wiederum zu einer Auswahl von Paketen führt, bis man in dem richtigen Paketast angelangt ist. In diesem stehen dann, dem Zweck und der Auswertungsart entsprechend, die geeigneten / richtigen Tasks zur Verfügung.

Alle hier für die spektroskopische Datenreduktion notwendigen Tasks befinden sich entweder unter *noao* → *imred* → *ccdred* oder unter *noao* → *imred* → *kpnoslit*.

Die Voreinstellungen für die Parameter der Tasks sind für den Standardweg ausgelegt und müssen oft nur angepasst werden. Bei Unsicherheiten kann innerhalb IRAFs für jeden Befehl eine Hilfeseite aufgerufen werden, die erklärt, was ein Task macht und welche Parameter gewählt werden können. Anschließend können die Tasks entweder ohne oder mit Benutzer-Interaktion ausgeführt werden. Im Prozess öffnen sich dann Schritt für Schritt graphische Fenster, die es einem die Möglichkeit geben Veränderungen bzw. Verbesserungen vorzunehmen und so das Ergebnis der Auswertung zu beeinflussen.

Die Auswertung erfordert Vertrautheit mit der Funktionsweise und richtigen Bedienung IRAFs und auch der Hilfssoftware *ds9*. Da für den Praktikumsversuch lediglich zwei Tage zur Verfügung stehen, muss die Versuchsanleitung die Studenten Schritt für Schritt durch den Versuch führen und einerseits zum Nachdenken anregen, gleichzeitig jedoch verhindern, dass sie sich allzu lange mit Parametervoreinstellungen aufhalten. Für den Versuchsleiter wurden im Anhang B der Arbeit alle Task-Voreinstellungen aufgelistet, die für die folgende Datenreduktion verwendet wurden. Diese wurden dann für jedes Objekt individuell interaktiv angepasst.

4.2 Kurzübersicht über die notwendigen Reduktionschritte (mit IRAF-Befehl)

Um einen Überblick über die hier durchgeführten Schritte der Datenreduktion und die verwendeten IRAF-Tasks zu bekommen, wird hier vorweg eine kleine Zusammenfassung gegeben:

1. Vorbereitung der Daten

¹<https://iraf.net>

- (a) Aufnahmen auf den nützlichen Bereich und Besonderheiten untersuchen (*display, imstat* und *implot*)
 - (b) Alle Bias-Aufnahmen zu einem Master-Bias mitteln (*zerocombine*)
 - (c) Den Master-Bias von allen Aufnahmen abziehen und alle Aufnahmen auf den nützlichen Teil zuschneiden (*ccdproc*)
 - (d) Alle Flatfiled-Aufnahmen zu einem Master-Flatfields mitteln (*flatcombine*)
 - (e) Normalisieren des Master-Flatfields (*response*)
 - (f) Alle Aufnahmen durch das Master-Flatfield teilen (*ccdproc*)
 - (g) Wenn mehrere Aufnahmen vorhanden sind, alle Aufnahmen eines Objekts zu einer Aufnahme mitteln und dabei Cosmic Rays entfernen (*imcombine*)
2. Das Objektspektrum extrahieren (*apall*)
 - (a) Die Region des Objekts und des Hintergrunds auswählen
 - (b) Das Objektspektrum *tracen*
 - (c) Das Objektspektrum extrahieren und das Hintergrundspektrum abziehen.
 3. Die Pixel mithilfe von Linien einer Emissionslampe wellenlängenkalibrieren.
 - (a) Extrahieren eines Vergleichsspektrums aus den Arc-Aufnahmen (*apall*)
 - (b) Identifizierung der Linien des Vergleichsspektrums, um dadurch die Dispersionslösung zu bestimmen (*identify*)
 - (c) Zuteilen der Dispersionslösung zum Objektspektrum (*hedit*)
 - (d) Anwenden der Dispersionslösung zum Objektspektrum (*dispcor*)
 4. Flusskalibration der Counts mithilfe des Standardsterns und Korrektur für die Empfindlichkeit des Systems (Teleskop + Spektrograph + CCD)
 - (a) Prüfen / Angeben einer Tabelle für die atmosphärische Extinktion (*epar kpnoslit*)
 - (b) Erzeugung einer Datei, in der die Counts der Aufnahme des beobachteten Standardsterns, die Belichtungszeit, die Luftmasse und der entsprechende zu erwartende Fluss des Standardsterns aus der Literatur, zu finden ist. (*standard*)
 - (c) Bestimmung der Sensitivitätsfunktion (Response-Funktion des Instruments und der atmosphärischen Extinktionsfunktion) (*sensfunc*)
 - (d) Anwenden der Sensitivitätsfunktion auf das Objektspektrum, für die Flusskalibration und die atmosphärische Extinktionskorrektur (*calibrate*)
 5. Korrektur für interstellare Extinktion (*deredden*)

4.3 Vorbereitung der Aufnahmen

In den ersten Schritten der Datenreduktion werden vor allem die CCD-bedingten, additiven als auch multiplikativen Fehler in den Aufnahmen behoben. Additive Fehler addieren sich zu einem Pixelwert, multiplikative Fehler multiplizieren den Wert eines Pixels. Entsprechend werden additive Fehlereinflüsse durch Subtraktion des selben Fehlers behoben und multiplikative Fehlereinflüsse analog durch Division.

In den Aufnahmen gibt es einen primären additiven Fehler: Das Bias-Level an Counts, das durch den Ausleseverstärker zu jedem Pixelwert addiert wurde.² Um den „Bias“ der Pixel zu erfahren wurden Bias-Aufnahmen angefertigt (vgl. Kapitel 2.6). Zum anderen findet sich der Bias aber auch im Overscan-Bereich einer Aufnahme. Durch einen Fit dieses Bereichs kann ebenfalls das Level an Bias-Counts Zeile für Zeile (oder Spalte für Spalte) aus den Aufnahmen abgezogen werden. Für beide Datensätze werden jedoch im Folgenden nur die Bias-Aufnahmen für die Subtraktion verwendet.

Multiplikative Fehler haben verschiedene Ursachen: Die Unterschiede in der Quanteneffizienz der Pixel, Belichtungsunterschiede (Vignettierung) und Staub in der Optik. Diese führt, wie bereits in den Grundlagen beschrieben (vgl. Kapitel 2.4.1), zu Empfindlichkeitsunterschieden der einzelnen Pixel. Es wird also ein Skalenfaktor benötigt, der diese Empfindlichkeitsunterschiede korrigiert. Dafür werden die Flatfield-Aufnahmen benötigt, bei denen der Spalt gleichmäßig mit einer Kontinuumslampe ausgeleuchtet wurde.

Die Korrektur läuft nach folgendem Schema ab und wird im Folgenden noch genauer erläutert:

$$\text{Korrigierte Aufnahme} = \frac{\text{Rohspektrum} - \text{Bias}}{(\text{Flat} - \text{Bias}) / < \text{Flat} - \text{Bias} >} \quad (4.1)$$

Die Formel dient hier nur zu einer ersten Orientierung.

In diesem Abschnitt wird noch ein zusätzlicher Fehler korrigiert: Die Cosmic Rays 2.5.4, die einzelne sehr helle Pixel in den Aufnahmen verursachen. Dafür werden (falls vorhanden) unterschiedliche Aufnahmen eines Objekts miteinander kombiniert und dabei die Ausreißer unter den Pixelwerten ausgeschlossen.

4.3.1 Begutachtung der Aufnahmen und Lokalisierung des „nützlichen“ Bereichs

Bevor die Datenreduktion jedoch beginnt, werden alle Aufnahmen kurz in Augenschein genommen. Dabei wird die Dispersionsachse identifiziert, ein erster Eindruck des Objekts gewonnen (z.B. über seine mögliche Ausgedehntheit, mögliche starke Emissionen, ...) und die Qualität der Aufnahmen überprüft. Dafür werden ds9 und bei IRAF die Befehle display, implot und imstat verwendet.

Einige der aus dieser Begutachtung gewonnenen Erkenntnisse wurden bereits im Kapitel 3 zur Datengrundlage zusammengefasst. Einige zusätzliche Besonderheiten zu den einzelnen Objekten und den Kalibrationsaufnahmen werden aus Gründen der Übersichtlichkeit erst im Laufe des Kapitels thematisiert.

²Auch der Dunkelstrom ist ein additiver Fehler, dieser kann hier jedoch vernachlässigt werden, da die CCDs gekühlt wurden.

Die Begutachtung der Aufnahmen dient noch einem anderen Zweck: Fast jeder CCD-Chip hat ein paar wenige Zeilen bzw. Spalten an den Rändern, die sich anders verhalten wie der Rest des Chips. Zum einen ist dies der *Overscan*-Bereich, mit dem Bias-Level der Aufnahme (bereits in Kapitel 2.6 angesprochen). Zum anderen verhält sich der Chip an den Rändern oft nicht ganz fehlerfrei. Dieser Bereich wird auch *Trim-Bereich (Trimsection)* genannt.

Um den „nützlichen“ Bereich der Aufnahme zu lokalisieren, in dem sich die eigentlichen auszuwertenden Daten befinden, werden die Flatfield-Aufnahmen mit dem Task `implot` begutachtet. Mit diesem lassen sich einzelne oder mehrere Zeilen oder Spalten einer Aufnahme betrachten (Siehe Abbildung 4.3).



ABBILDUNG 4.2: Schematische Darstellung von Zeilen (*lines*), Spalten (*columns*), Overscan- und Trim-Bereich (*trimsec*) einer Aufnahme.

4.3.2 Bias-Subtraktion

Nun wird das Bias-Level an Counts von den Aufnahmen abgezogen.

Davor jedoch zunächst eine allgemeine Anmerkung: Immer, wenn zwei Bilder voneinander abgezogen, addiert, dividiert oder multipliziert werden, wird auch das Rauschen der beiden Aufnahmen zusammen gerechnet. Wenn die Objektaufnahmen mit den Kalibrationsaufnahmen korrigiert werden, vergrößert dies leider das Rauschen, was unvorteilhaft ist. Daher wird darauf geachtet, dass das Rauschen in den Kalibrationsaufnahmen möglichst gering ist, bevor sie mit der Objektaufnahme verrechnet werden. Dafür werden mehrere Kalibrationsaufnahmen gemacht und diese miteinander zu einer Kalibrationsaufnahme kombiniert. Durch das „Mitteln“ der Aufnahmen reduziert sich das Rauschen grob um den Faktor $1/\sqrt{N}$, wobei N die Anzahl der Bilder ist. Für die Kombination kann entweder der Durchschnitt (*average*) oder der Median aus den einzelnen Aufnahmen gebildet werden. Der Median ist automatisch weniger anfällig gegenüber Ausreißern in den Werten, die durch fehlerhafte Pixel oder Cosmic Rays entstehen können. Allerdings führt die Bildung des Durchschnitts einzelner Aufnahmen zu einem geringeren Rauschen in der resultierenden Aufnahme. Da jedoch der Durchschnitt anfällig für Ausreißer ist, werden Rejection-Verfahren verwendet, um besonders hohe und tiefe Pixelwerte aus der Durchschnittsbildung auszuschließen. Die klassischen Rejection-Verfahren sind: Min/Max-, Sigma- oder CCD-Noise-Parameter-Clipping.

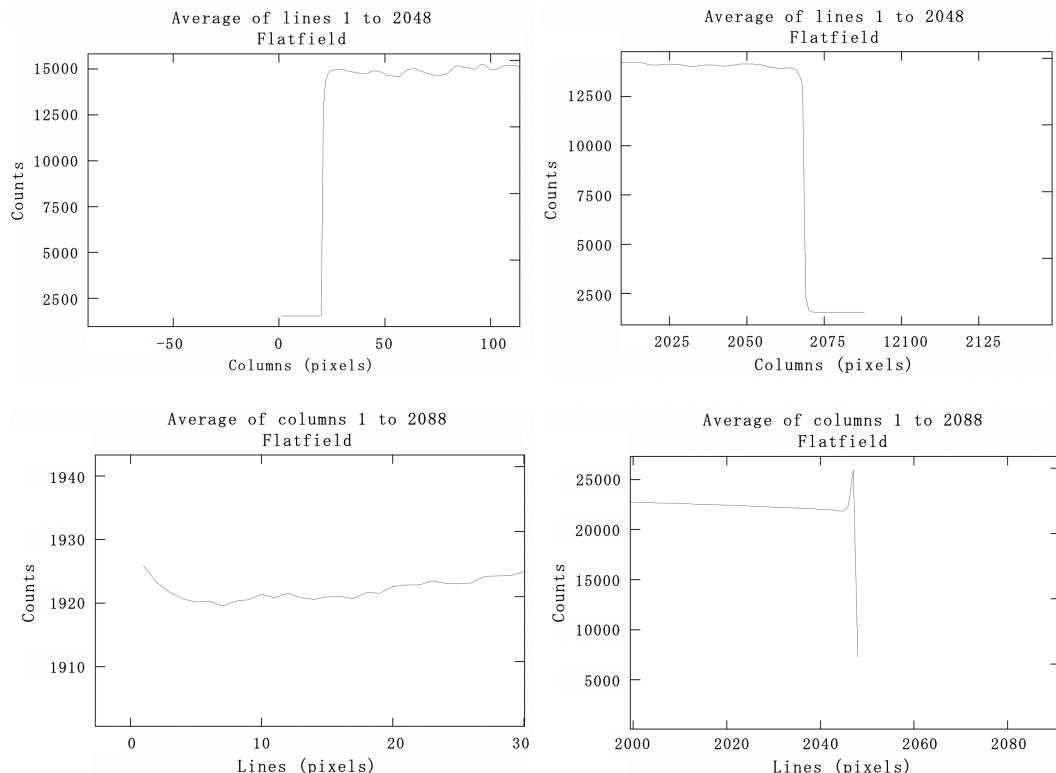


ABBILDUNG 4.3: Die Ränder einer Flatfield-Aufnahme des *Copernico*-Datensatzes. Der Overcan-Bereich scheint sich zwischen Columns 3 bis 20 bzw. von 2076 bis 2086 zu befinden. Er ist an dem konstanten Level zu erkennen. Angegeben wird dieser innerhalb IRAFs als [3:20,*] und [2076:2086,*]. Zudem ist in den Aufnahmen zu erkennen, dass die ersten und letzten Lines sich fehlerhaft verhalten. Sie werden daher abgeschnitten. Damit ist insgesamt nur der Bereich [26:2065,7:2044] für die spätere Datenauswertung relevant. Dieser Bereich wird bei `ccdproc` als *trimsec* angegeben.

Aus diesem Grund werden daher zunächst mit `zerocombine` alle zehn (*Copernico*-Datensatz) bzw. elf (*Galileo*-Datensatz) Bias-Aufnahmen zu einem *Master-Bias* kombiniert. Dafür wurde jeweils der Durchschnitt gebildet und es wurden mit dem „*MinMax*“-Rejection-Verfahren, die höchsten und tiefsten Pixelwerte beim Mitteln vernachlässigt. Dies ist die Einstellung, die Massey [Mas97] empfiehlt. Anschließend wurde das so entstandene *Master-Bias* mit `ccdproc` von allen Aufnahmen (Objektaufnahmen und Kalibrationsaufnahmen) abgezogen.

4.3.3 Zuschneiden der Aufnahmen

Nachdem der Bias von allen Aufnahmen abgezogen wurde, sollte der *Overscan*-Bereich nun im Mittel den Wert 0 haben (dies ist eine gute Kontrolle).

Nun werden der überflüssig gewordene *Overscan*- und der *Trim*-Bereich gekürzt, bevor die Daten weiter bearbeitet werden. Alle Aufnahmen enthalten nun nur noch den „nützlichen“ Bereich. Dieser Schritt ist notwendig, da es sonst bei der Weiterverarbeitung der Aufnahmen mit IRAF zu Problemen kommen kann (z.B. bei der Normierung des Flatfields mittels des Tasks `response`). Für das Trimmen der Aufnahmen wird erneut der Task `ccdproc` verwendet. Sowohl die Bias-Subtraktion als auch das Trimmen der Aufnahmen kann von IRAF in einem Schritt durchgeführt werden. (Dann kann jedoch der *Overscan*-Bereich nicht - wie oben erläutert - zur Kontrolle dienen.)

4.3.4 Flatfielden

Im nächsten Schritt werden die Empfindlichkeitsunterschiede der einzelnen Pixel (die Pixel-zu-Pixel-Variationen) korrigiert.³ Dies geschieht mithilfe der Dome-Flatfields (vgl. Kapitel 2.6). Zur Erinnerung: Die Variationen in der Empfindlichkeit sind ein multiplikativer Faktor, das heißt am Ende werden alle Aufnahmen durch ein Flatfield geteilt. Das Flatfield sollte jedoch davor auf 1 normiert werden, denn es sollen zwar die unterschiedlichen Pixel-Empfindlichkeiten ausgeglichen werden, jedoch nicht das ursprüngliche Pixelwertelevel der Objektaufnahme.

In der Photometrie können alle Pixel des CCD-Sensors in einer Flatfield-Aufnahme gleichmäßig ausgeleuchtet werden. Theoretisch sollten dann alle Pixel die gleiche Anzahl an Counts aufweisen und die Flatfield-Aufnahmen sind ein direktes Abbild der Empfindlichkeitsunterschiede der einzelnen Pixel. In der Spektroskopie ist das nicht möglich. Zwar kann der Spalt weitgehend gleichmäßig auszuleuchtet werden, da aber jede Lichtquelle ihr eigenes wellenlängenabhängiges Spektrum hat, ist es unmöglich alle Pixel in Dispersionsrichtung der Aufnahme gleichmäßig auszuleuchten, sodass nur die Empfindlichkeitsunterschiede und Effizienzen der Instrumente sichtbar sind.

Es wird also folgendermaßen vorgegangen: Zunächst werden die einzelnen Flatfield-Aufnahmen mit dem Task `flatcombine` zu einem *Master-Flatfield* kombiniert. Es wird `average`-kombiniert und die `crreject`-Reject-Option gewählt, welche nur die hohen Pixelwerte anhand der Readout- und Gain-Parameter des CCD-Chips ausschließt.

³ Durch das Flatfielden können zwar die Pixel-zu-Pixel-Variationen korrigiert werden, aber nicht die Empfindlichkeitsunterschiede des Instruments in Dispersionsrichtung. Dieser Schritt passiert erst in der Flusskorrektur mittels Standardstern.

Vor der Kombination wurden hier zusätzlich alle Aufnahmen leicht skaliert (in IRAF wurde der `mode` gewählt), um ein eventuelles „Flackern“ der Lampe in den einzelnen Flatfields auszugleichen (Einstellungen entsprechend der Empfehlung von Massey [Mas97]).

Nun wird das Master-Flatfield in räumlicher Richtung kollabiert und in Dispersionsrichtung eine Response-Funktion gefittet (siehe Abbildung 4.4 und 4.5). Dafür wird in der Regel ein Fit geringer Ordnung gewählt, wobei je nach Flatfield auch etwas höhere Ordnungen nötig sind. (Dies war bei den Flatfields des Galileo Teleskops nötig). Ziel ist damit das wellenlängenabhängige Kontinuum der Lampe und alle Strukturen, die sich nur im Flatfield und nicht im Sternspektrum finden, zu fitten. Nicht gefittet werden sollten dagegen die kleinskaligen Variationen. Der Normalisierungsprozess ist von der Frage bestimmt: Zeigen die Objektspektren den selben Effekt wie die Flatfields (z.B. wegen dem Gitter oder des Instruments)? Dann sollte mit der Response-Funktion dieser Effekt nicht gefittet werden, sondern ein Fit geringerer Ordnung gewählt werden. Zeigen die Flatfields einen Effekt, der z.B. nur etwas mit der Lampe zu tun hat und nicht mit den Aufnahmen korreliert, sollen dieser gefitett werden. Anschließend werden die Zeilen oder Spalten der räumlichen Richtung des Flatfields durch den Fit geteilt. Es entsteht ein normiertes Flatfield mit einem durchschnittlichen Wert von 1, das in Dispersionsrichtung nur noch die kleinskaligen Variationen zeigt. In Abbildung 4.6 ist das fertig normierte Master-Flatfield des *Copernico*-Datensatzes und des *Galileo*-Datensatzes zu sehen.⁴ Anschließend werden alle Aufnahmen durch dieses normierte Flatfield geteilt.

Abbildungen 4.7 und 4.8 zeigen die Auswirkungen des Master-Flatfields des *Copernico*-Datensatzes bzw. des *Galileo*-Datensatzes auf Objektaufnahmen. Die resultierenden Aufnahmen sollten im Idealfall keinen Gradienten mehr in Spalt-Richtung aufweisen.⁵ Dies konnte im Falle der *Copernico*-Daten, aufgrund eines starken Reflexes in den Flatfield-Aufnahmen nicht erreicht werden (siehe Abbildungen 4.7 und 4.6). Trotz des starken verbleibenden Gradienten besten jedoch keine größeren Schwierigkeiten bei der Subtraktion des Nachthimmelsspektrums mit `apall`. Normalerweise könnten in einem solchen Fall Twilight-Flatfields verwendet werden, um die Spaltbeleuchtungsfunktion (*slit-illumination-function*) noch etwas zu korrigieren. Da jedoch für diesen Datensatz keine Twilight-Flatfields vorhanden waren, wurde dieser Schritt nicht durchgeführt. Es könnten in einer Erweiterung des Versuchs eventuell die Dome-Flatfields für diesen Schritt verwendet werden. Andererseits kann dies aber auch eine Lektion für die Studenten sein, dass Flatfielden den Daten manchmal auch schaden kann. In Abbildung 4.9 sind die Auswirkungen des *Copernico*-Flatfields für ein finales Spektrum zu sehen.

Die Flatfieldkorrektur für den *Galileo*-Datensatz lieferte zufriedenstellende Ergebnisse (siehe Abbildung 4.8).⁶

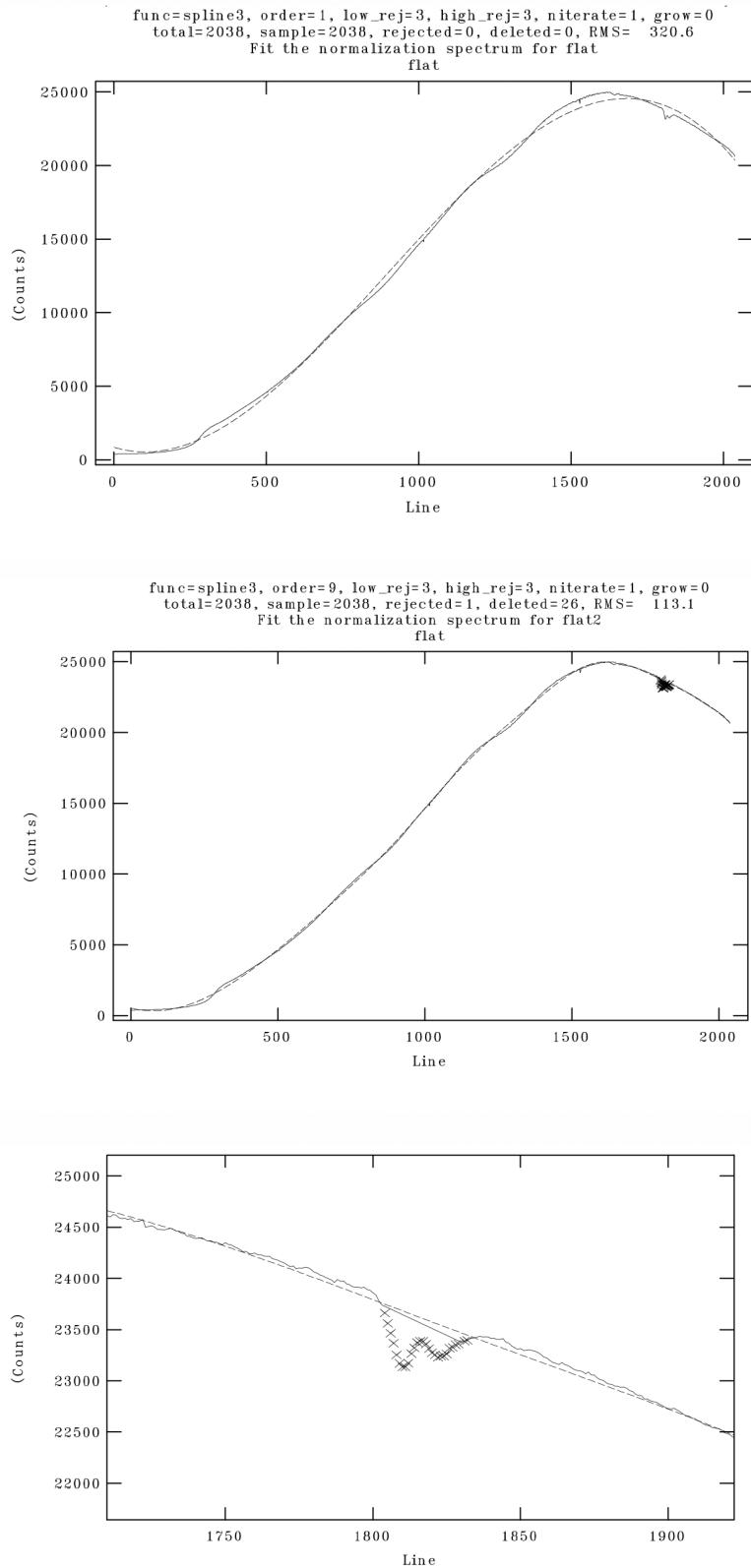


ABBILDUNG 4.4: Fit an das Master-Flatfield des Copernico-Datensatzes in Dispersionsrichtung mittels `response`. Es wurde eine *cubic-spline*-Funktion für den Fit gewählt. Das Flatfield weist keine Fringes oder ähnliches auf, es sind jedoch zwei schmale Absorptionslinien im Spektrum der Flatfields-Lampe zu erkennen (unteres Bild). Diese können jedoch nicht gut gefittet werden. Es empfiehlt sich daher die Werte der beiden Absorptionslinie zu löschen und ein Fit der Ordnung 5 oder höher zu wählen.

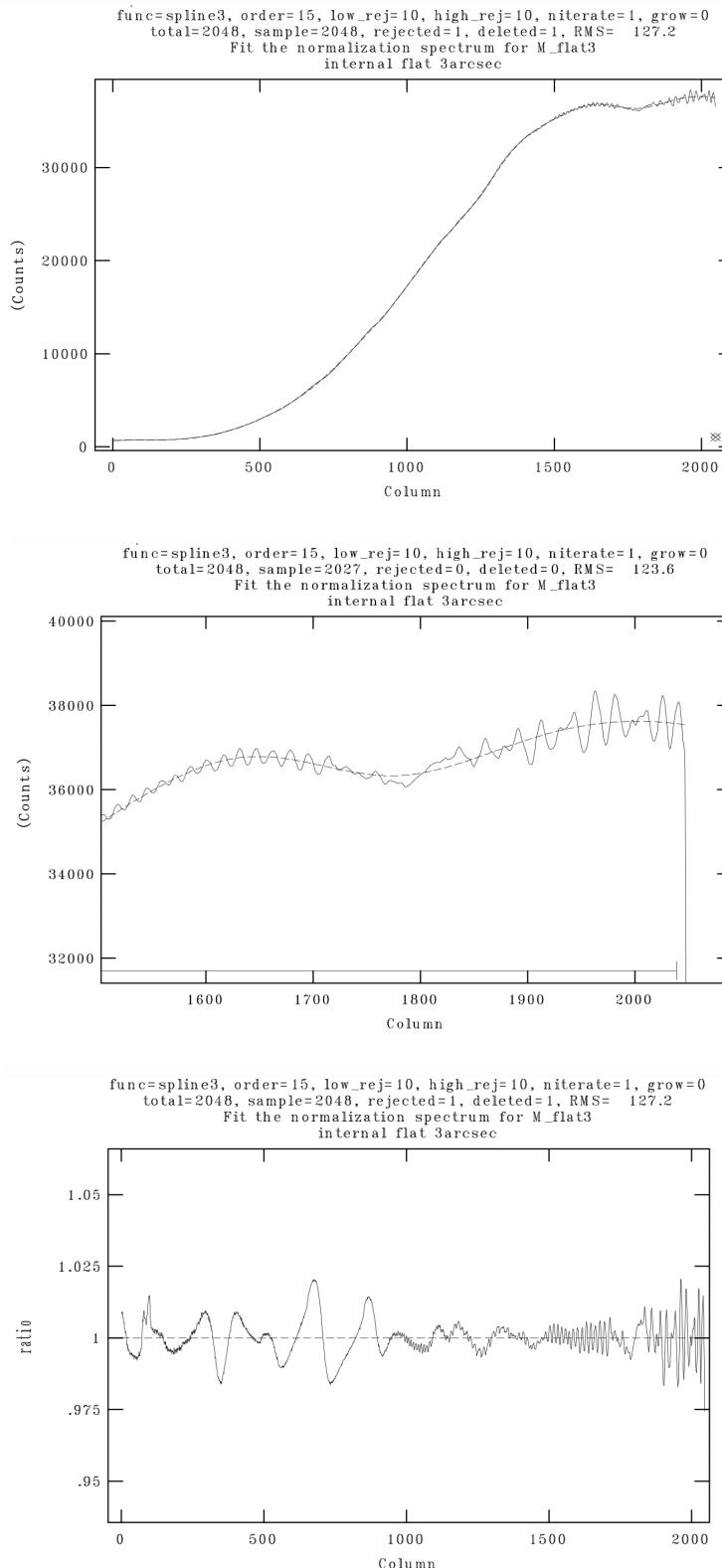


ABBILDUNG 4.5: Fit an das 3'' Master-Flatfield des Galileo-Datensatzes in Dispersionsrichtung mittels `response`. Es wurde ein Fit der Ordnung 15 gewählt. Das Bild in der Mitte zeigt eine Vergrößerung des Fringes, die rechts im Bild, im Roten, zu sehen sind. Das Bild unten zeigt die Rate, in der die Werte vom Fit abweichen.

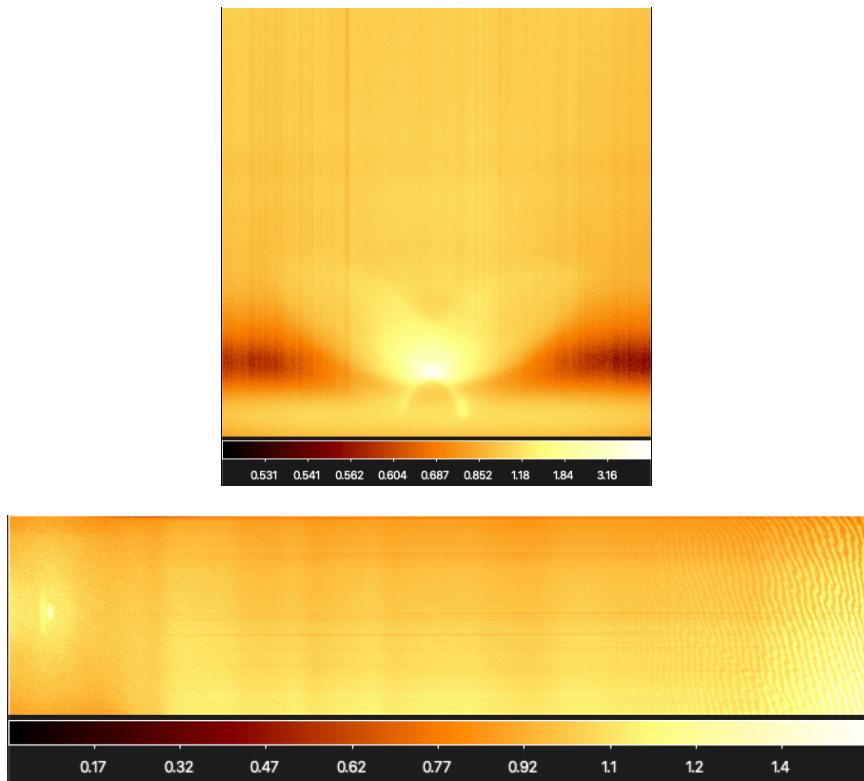


ABBILDUNG 4.6: Normiertes Master-Flatfield des Copernico- (oben) und Galileo-Datensatzes (unten).

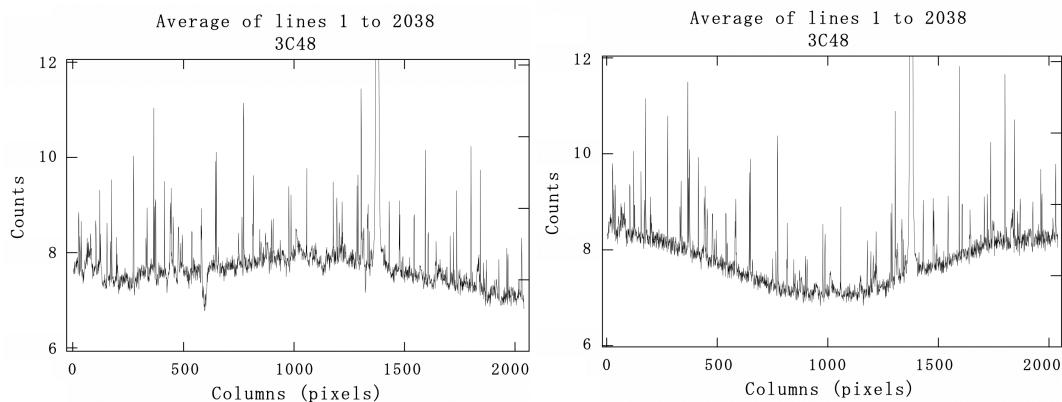


ABBILDUNG 4.7: Copernico-Datensatz: Cut in räumlicher Richtung durch das Objekt 7 (3C48) vor (links) und nach (rechts) dem Flatfield. Es wurden alle Spalten gemittelt angezeigt. Die Peaks zeigen Objekte an. Das Kontinuum ist der Nachthimmel. Es zeigt sich, dass ein Helligkeitseinbruch in der Nähe von Column 600, der durch Staub verursacht wurde, korrigiert werden konnte. Die Aufnahme hat jedoch nach dem Flatfield immer noch einen starken Gradienten in Spalt-Dimension. Der Gradient beträgt von der Mitte der Aufnahme an den Rand durchschnittlich 13%. Grund hierfür ist der starke Reflex in den Flatfield-Aufnahmen. Bei der Extraktion des Objektspektrums mit apal1 sollte daher jeweils nur ein schmäler Bereich des Nachthim-melsspektrums nah am Objektspektrum gewählt werden.

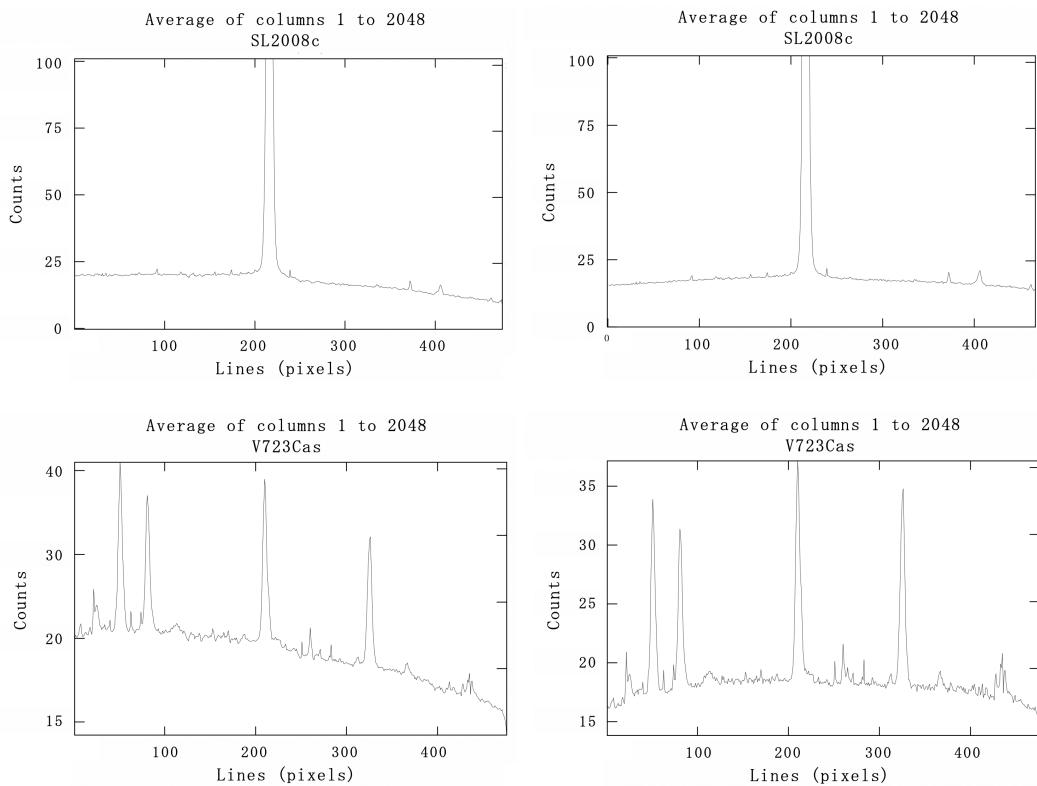


ABBILDUNG 4.8: Galileo-Datensatz: Cut in räumlicher Richtung durch das Objekt 10 (SL2008) und Objekt 14 (V723 Cas) vor und nach dem Flatfielden. In räumlicher Dimension ist nun wie gewollt der Hintergrund recht flach. Nur an den Seiten gibt es nach wie vor einen starken Gradienten, der aber bei der Extraktion des Objektspektrums nicht stört.

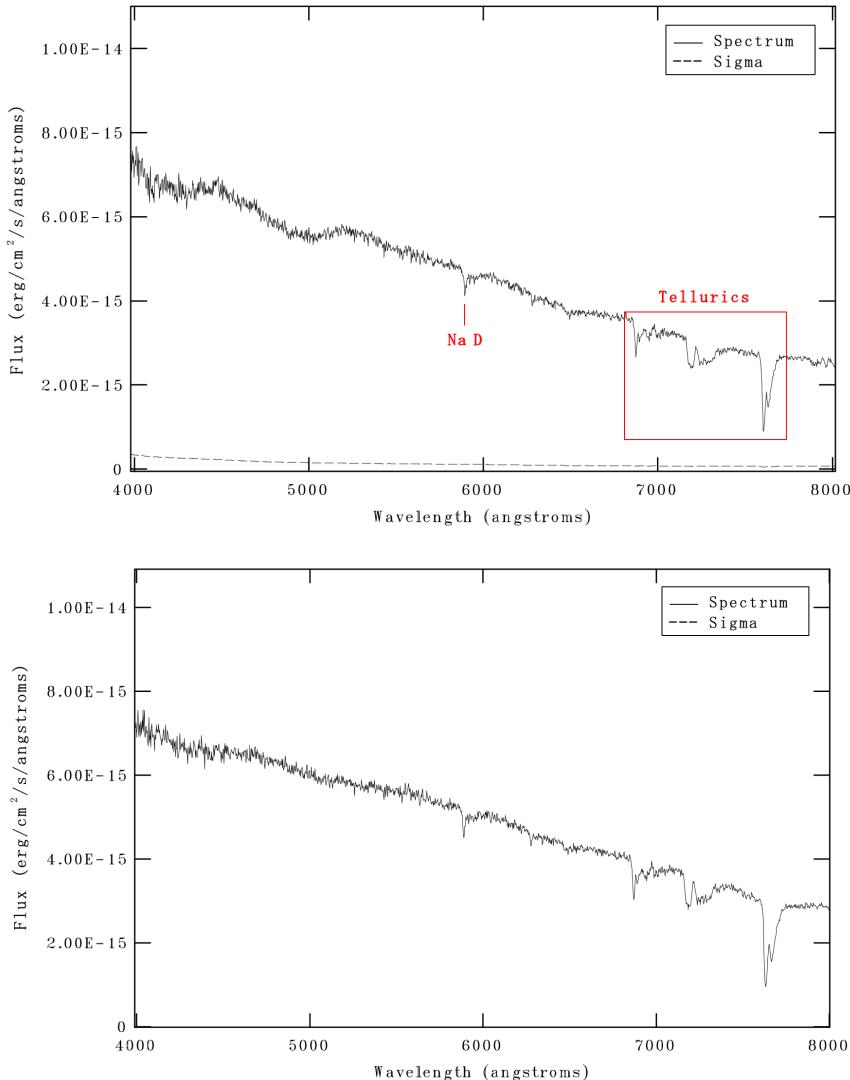


ABBILDUNG 4.9: *Copernico*-Datensatz: Finales Spektrum des Objekt 8 (3C66A) mit und ohne Flatfield-Korrektur. Das Objekt ist ein *BL LAC*-Objekt mit einem kontinuierlichen Spektrum. An diesem sind die Auswirkungen des Flatfieldens besonders deutlich erkennbar (siehe Helligkeitseinbruch bei ca. 5000 Å im oberen Bild). Die Absorptionsbänder im Roten des Spektrums wurden durch OH in der Atmosphäre verursacht (*Tellurics*). Sie finden sich in fast allen finalen Spektren.

4.3.5 Kombinieren der Objektspektren

Liegen mehrere Aufnahmen eines Objekts vor, werden diese nun kombiniert. Wie bereits im Kapitel 4.3.2 zur Bias-Subtraktion beschrieben, reduziert dies zum einen das Rauschen, zum anderen können dabei auch Ausreißer korrigiert werden, indem ein

⁴Für den Galileo Datensatz wurden zwei Master-Flatfields erstellt, für zwei Spaltöffnungen: 3'' und 5''. Da dies jedoch keinen großen Unterschied zwischen den Flatfield-Aufnahmen gab, wird hier nur von dem 3''-Flatfield-Aufnahmen gesprochen. Es wurden aber die 5''-Aufnahmen mit den 5''-Flatfieldern ausgewertet bzw. die 3''-Aufnahmen mit den 3''-Flatfieldern.

⁵Der Grund wieso die Spalt-Dimension des Bildes flach sein sollte, ist, dass bei der Extraktion über bestimmte Bereiche des Hintergrund-Spektrums gefiltert wird, um diese vom Objektspektrum abzuziehen. Schwankt die Helligkeit des Hintergrunds verläuft diese Subtraktion nicht ganz sauber.

⁶Obwohl die Flatfields offenbar auch einen kleinen Reflex aufwiesen, vgl. Abbildung 4.6.

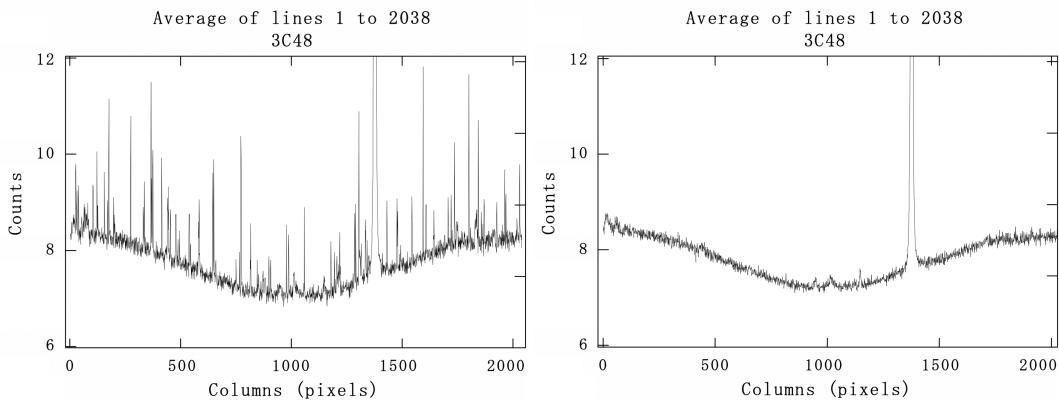


ABBILDUNG 4.10: Räumlicher Cut durch Objekt 7 (3C48) vor (links) und nach (rechts) imcombine. Für die beiden Bilder wurden jeweils alle Spalten gemittelt. Es ist deutlich, dass durch das Clipping-Verfahren einige Ausreißer entfernt werden konnten.

geeignetes Clip-Verfahren verwendet wird. In den Objektaufnahmen finden sich viele Cosmic Rays. Diese zeigen sich, wie bereits erwähnt, durch sehr hohe Count-Werte einzelner Pixel, die in der nächsten Aufnahme nicht mehr gemessen wurden. Wie bereits bei der Kombination der Flatfields, wird der Durchschnitt der Aufnahmen gebildet und dabei werden die CCD-Rauschparameter verwendet, um die höchsten Pixelwerte auszuschließen (average mit crreject). Für die Kombination wird der Task imcombine verwendet.

Für Objekte 4 und 15 wurde nur eine Aufnahme erstellt. Folglich können über dieses Verfahren keine Cosmic Rays in diesen Aufnahmen korrigiert werden. Da aber im nächsten Schritt, bei der Extraktion des Objektspektrums, IRAF ebenfalls ein Clip-Verfahren nutzt, wenn es den Nachthimmel mittelt (mehr dazu gleich), werden dabei ebenfalls Cosmic Rays korrigiert. Ob Cosmic Rays schlussendlich ein Problem sind, stellt sich immer erst im finalen Spektrum, bei der Identifizierung von Linien, heraus.

4.4 Extraktion des Objektspektrums

Nun wird das Objektspektrum und das Standardstern-Spektrum aus der zweidimensionalen Aufnahme extrahiert. Dafür wird der Task apall verwendet. Hier wird prinzipiell beschrieben, was bei dem Task passiert.

Zunächst wird in einem räumlichen Cut der Objektaufnahme der Peak des Objekts ausgewählt (meist der stärkste Peak). Da das Objekt einige Zeilen oder Spalten groß ist, und der gesamte „Fluss“ des Objekts extrahiert werden soll, muss zudem angegeben werden, bis wohin sich das Objekt erstreckt (siehe Abbildung 4.12). Dann wird ein geeigneter Bereich links und rechts neben dem Objektspektrum⁷ angegeben, der das Nachthimmelsspektrum zeigt (siehe Abbildungen 4.11 und 4.12 Mitte).

Daraufhin übernimmt IRAF zunächst den Prozess. Prinzipiell summiert IRAF in räumlicher Richtung alle Pixelwerte mit dem Signal des Objekts und subtrahiert einen Wert, der sich aus dem ausgewählten Nachthimmelshintergrund ergibt.

⁷Es sollte links und rechts ein Bereich gewählt werden, um einen möglichen Gradienten im Hintergrundspektrum zu vermeiden.

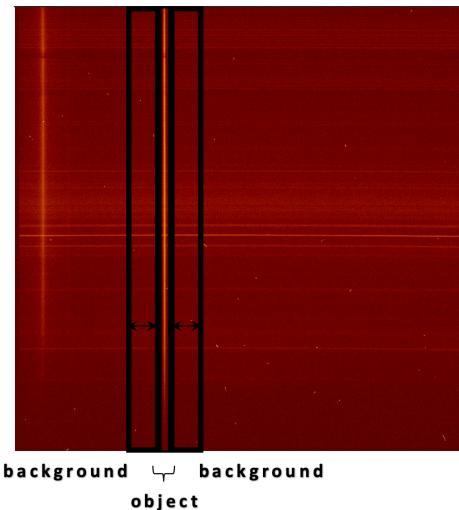


ABBILDUNG 4.11: Schematische Darstellung der Auswahl des Bereichs mit dem Objekt- und Nachthimmelsspektrum für die Extraktion.

Praktisch ist die Methode jedoch komplizierter. Zunächst wird ein Profil an das Spektrum in räumlicher Richtung gefittet. Danach wird das Spektrum des Objekts auf dem Chip „getracet“. Wie bereits im Kapitel 2.5.3 erwähnt, verläuft das Objektspektrum nicht immer entlang einer Pixelreihe bzw. -spalte des Sensors. Dies hat mindestens drei Gründe: (a) Die bereits beschriebene atmosphärische Refraktion, (b) leichte Verzerrungen durch die Kamera-Optik und (c) das Gitter befindet sich nicht ganz in der vorgesehenen Position. Aus diesen Gründen wird das Profil des Objekts über den Sensor verfolgt, dann gefittet (siehe Abbildung 4.12 unten) und so die *Trace* des Objekts auf dem Bild bestimmt.

IRAF fittet nun den Hintergrund. Bei diesem Vorgang werden, wie im letzten Kapitel am Ende erwähnt, Ausreißer geclipped und dabei Cosmic Rays teilweise recht gut entfernt (die Parameter können davor festgelegt werden). Dann werden Hintergrund und Objektspektrum Pixel voneinander abgezogen. Anschließend werden die Pixelwerte des Objektspektrums anhand des gefitteten Profils in räumlicher Richtung summiert. Das Signal im Zentrum des Profils hat aber ein besseres S/N-Verhältnis, weil es stärker ist als jenes an den Rändern des Profils. Das wird bei der Summierung berücksichtigt. Es werden die Noise-Parameter (Gain und Readout-Noise) der CCD (die im Header der Aufnahme gespeichert sind) verwendet um eine gewichtete Summierung vorzunehmen.

Dieser Prozess klappte bei den meisten Objekten recht gut. Bei einigen Aufnahmen mit weniger hellen Objekten war es teilweise etwas schwierig eine Trace mit einem zufriedenstellend kleinen RMS (*root mean square*) zu finden (Objekte 3, 12, 13 & 14). Bei manchen gestaltete sich die Subtraktion des Hintergrunds etwas schwieriger (gerade im Copernico-Datensatz), weil genau überlegt werden musste, wo der Hintergrund gefittet werden sollte, weil es hin zur Mitte des Bildes den starken Gradienten in räumlicher Richtung gab. Es wurde daher immer auf der Seite zur Mitte hin darauf geachtet, einen kleinen Hintergrundbereich recht nah am Objektspektrum zu wählen.

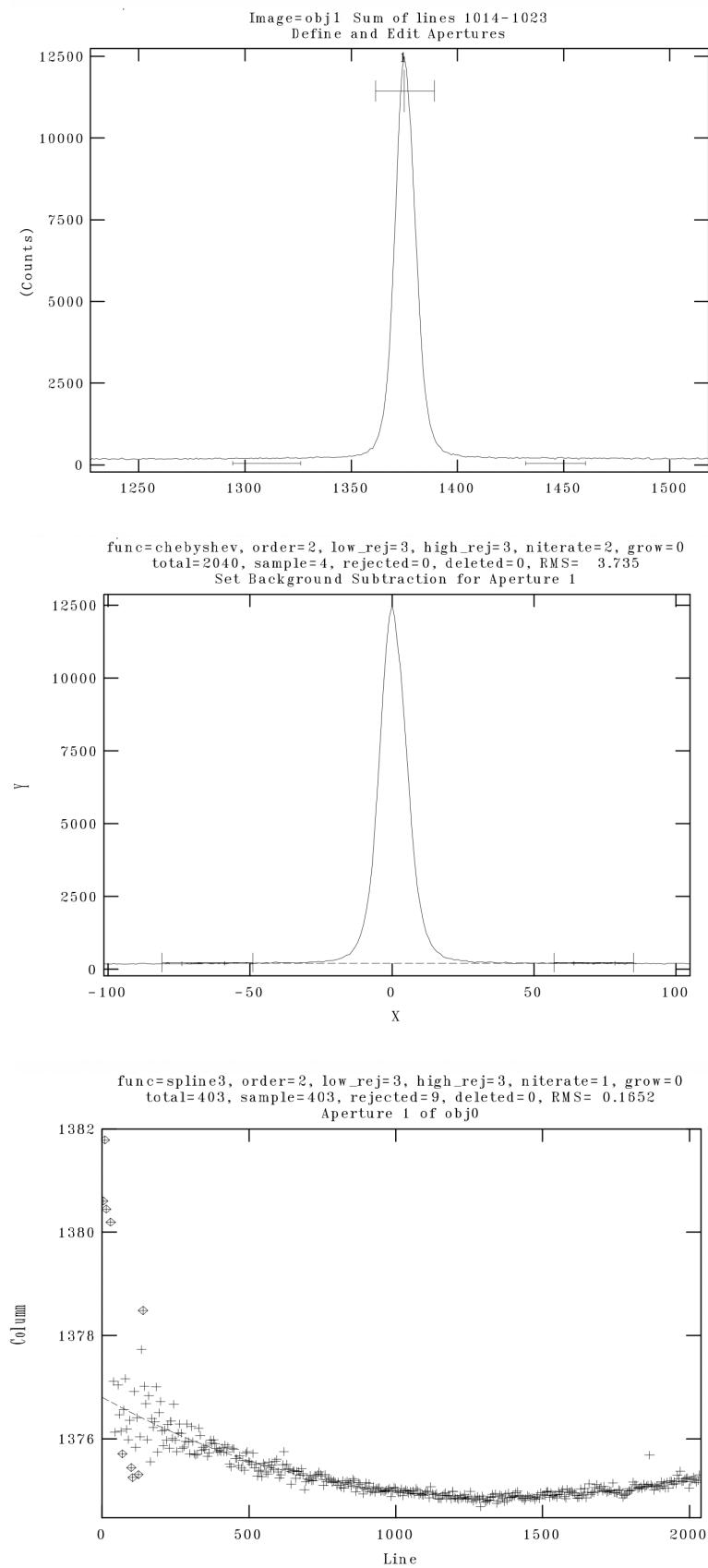


ABBILDUNG 4.12: apall von Objekt 1n.

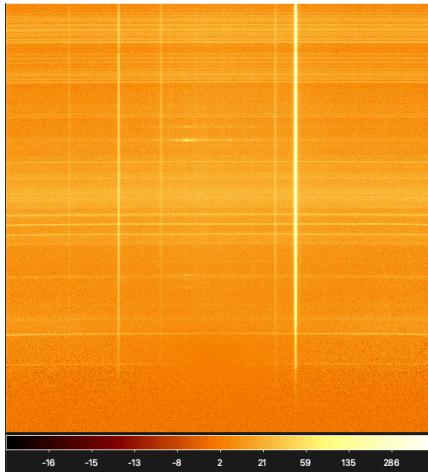


ABBILDUNG 4.13: IC10 (Objekt 5): Eine Starburstgalaxie. Es zeigen sich etwa in der Mitte des Bildes ein ausgedehnter Bereich mit starken Emissionslinien, ohne kontinuierliches Spektrum. Dabei handelt es sich offenbar um eine Emissionsregion der Galaxie. Es lässt sich vermuten, dass die hellen kontinuierlichen Spektren im Bild Sterne bzw. das Hellste den „Kern“ der Galaxie darstellt (irreguläre Galaxien wie IC10 haben jedoch nicht im klassischen Sinne einen Kern, nur Verdichtungen). Leider lag für dieses Objekt keine Akquisitionsaufnahme vor.

4.4.1 Ausnahme: Ausgedehnte Objekte am Beispiel von IC10 (Objekt 5)

Zwei Objekte müssen jedoch anders ausgewertet werden, um ihre Charakteristiken zu erfassen: Objekt 5 (IC10) und Objekt 6 (M74). Bei beiden Objekten handelt es sich um Galaxien und auf den rohen Aufnahmen zeigten sich ausgedehnte Bereiche mit Emissionen, die auf eine Emissionsregion der Galaxie schließen lassen (vgl. Abbildung 4.13). Je nachdem, wie der Spalt durch die Objekte gelegt wurde, ist die Kernregion der Galaxie ebenfalls auf der Aufnahme. Dies ist wohl bei Objekt 6 der Fall.

Die Emissionsregionen lassen sich nicht *tracen*, da es kein kontinuierliches Spektrum gibt. Dennoch ist gerade das Spektrum dieses Bereichs von Interesse. Da das der Spalt meist nicht exakt parallel zu den Zeilen oder Spalten des Detektors ausgerichtet ist (*Misalignments*) und das Himmelsspektrum nicht ganz flach ist (bzw. die Spaltbeleuchtungsfunktion nicht korrigiert wurde), kann nicht ohne weiteres ein großer Bereich extrahiert werden. Es wird daher anders vorgegangen.

Mit ds9 wird eingeschätzt welches kontinuierliche Spektrum am nächsten an dem Bereich liegt, der von Interesse ist. Dann wird genau das kontinuierliche Spektrum *getracet*. (Bei Objekt 5 wurden zunächst alle drei kontinuierlichen Spektren in der Aufnahmen *getracet*, um zu prüfen, wie stark die Trace der Objekte von der Position abhängt.) Anschließend wird *apall* erneut ausgeführt. Es wird die Trace des anderen Objekts angegeben (*apall obj5 ref=obj5 trace-*), aber der Bereich mit dem Emissionsspektrum angegeben. Mit ds9 kann grob eingeschätzt werden, wo sich der Bereich befindet, der extrahiert werden soll. Es wird nun großzügig dieser Bereich als *aperature* ausgewählt (mit *d* kann die bestehende *aperature* gelöscht werden mit *m* eine neue gewählt werden und mit *1* und *u* das *upper* und *lower* Limit der *aperature* gewählt werden). Der Hintergrundbereich wird sehr nah am extrahierten Objektprofil

gewählt, da es sonst zu Schwierigkeiten mit der Subtraktion des Himmelsspektrum kommt.

4.5 Wellenlängenkalibration

Nachdem das eindimensionale Spektrum aus dem zweidimensionalen Rohspektrum extrahiert wurde, wird nun die Dispersionslösung für die Trace bestimmt. Das heißt, der Pixelnummern der Trace wird eine Wellenlänge zugeordnet. Dafür wird mit `apall` mit der Trace des Objektspektrums ein Vergleichsspektrum aus einer Arc-Aufnahme extrahiert. Anschließend werden die Linien dieses Vergleichsspektrums mit dem Task `identify` bestimmt. Dazu werden Linientabellen für die verwendeten Emissionslampen herangezogen. Einige Linien müssen von Hand eingetragen werden; dann kann eine Liste mit Linien eingelesen werden und IRAF ordnet diese Linien automatisch Peaks zu (siehe Abbilung 4.14, erstes Bild). Nun sind also einige Wellenlängen für bestimmte Pixelnummern entlang der Trace bekannt. Durch einen Fit der Wellenlänge als Funktion der Pixelnummer, kann nun die Dispersionslösung bestimmt werden (siehe Abbilung 4.14 mitte und unten). Diese kann anschließend dem extrahierten Objektspektrum zugeschrieben werden (Task `hedit`), und dann mit dem Task `dispcor` das Dispersions-Koordinatensystem entsprechend verändert werden. Die Objektspektren erhalten so eine Wellenlängenskala.

Wie bereits im Kapitel 3 Datensatz wurden für den Copernico-Datensatz Ne- und HgCd-Arcs aufgenommen. Diese wurden kombiniert, sodass das Vergleichsspektrums die Linien beider Aufnahmen enthielt. Die Kombination der Aufnahmen erfolgte nachdem selbige Bias- und Flatfield-korrigiert waren mit dem Task `imcombine`, gewichtet nach ihrer Belichtungszeit.

Für den Datensatz des Galileo-Teleskops hatte jede Objektaufnahme eine eigene Arc-Aufnahme zur Kalibration (vgl. Kapitel 3). Teilweise ist jedoch die Linienidentifizierung für die 3"-Aufnahmen recht schwer. Hier wurden die Linien in einer helleren 5"-Aufnahme identifiziert und mit `reidentify` die Linien in der „schlechteren“ Aufnahme nur noch automatisch von IRAF wiedererkannt. Für den Versuch ergibt sich die Schwierigkeit, dass die Studenten eigentlich nur jeweils ein Objekt mit einer Arc-Aufnahme bekommen sollten. Um das eben beschriebene Problem jedoch zu lösen, könnte jedem Dataset mit „schlechtem“ Arc noch ein „guter“ 5"-Arc hinzugefügt werden, sodass die Studenten ebenfalls die Variante mit `reidentify` wählen könnten. Dagegen spricht jedoch, dass dies etwas mehr Zeit in Anspruch nimmt und für Verwirrung sorgen kann. Da die Identifizierung der Linien durch Hineinzoomen in die Arc-Aufnahme immer noch möglich ist, ist es fraglich, welche Methode die bessere ist. Dies müsste gegebenenfalls im ersten Durchlauf des Versuchs festgestellt werden.

4.6 Flusskalibration

Im nächsten Schritt werden die Objektspektren flusskalibriert. Dabei werden „nebenbei“ die instrumentellen Signaturen in Dispersionsrichtung und die atmosphärische Extinktion korrigiert.

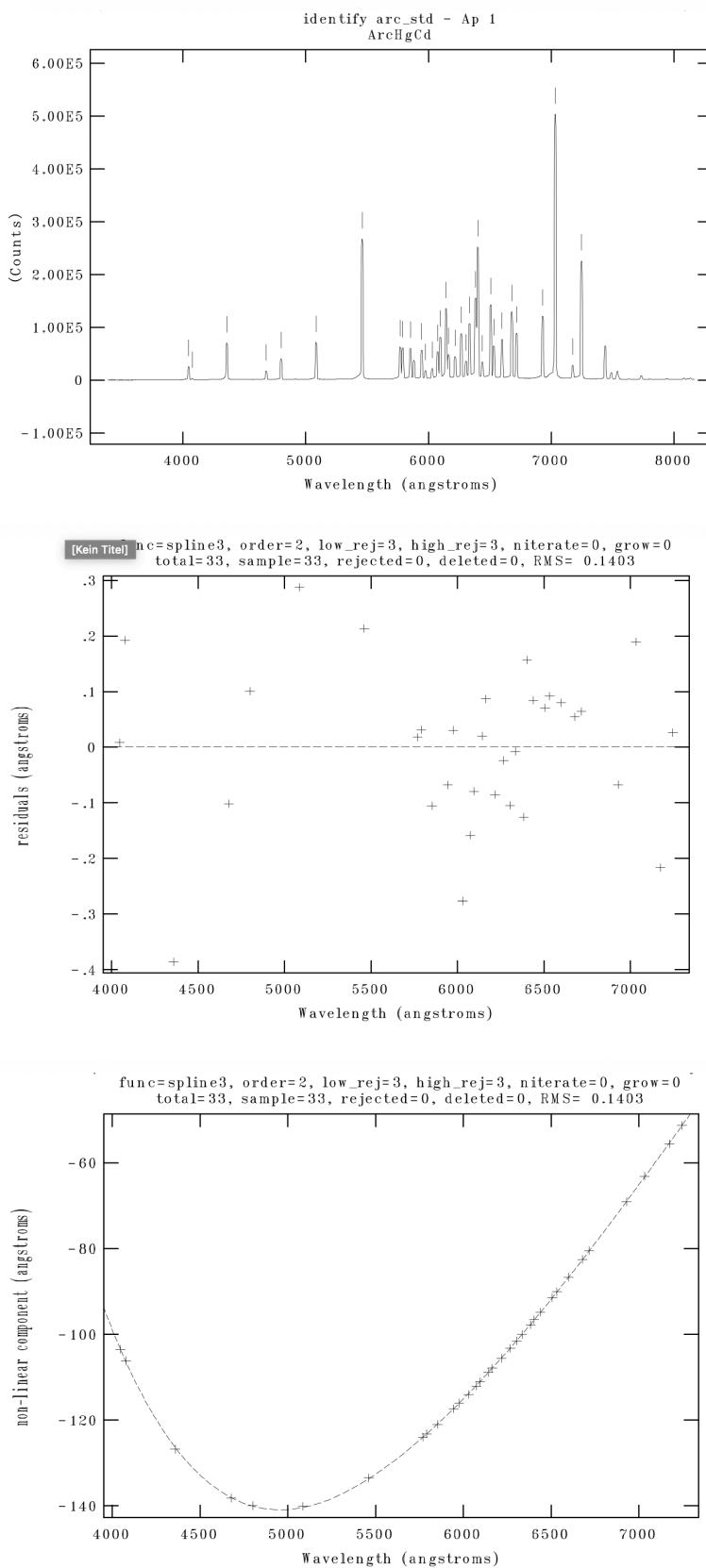


ABBILDUNG 4.14: `identify`. Für die Dispersion von $2,8 \text{ \AA}/\text{Pixel}$ ist der Fit mit einem RMS von $0,1403 \text{ \AA}$ immernoch in Ordnung.

Die Methode der Flusskalibration ist von der Idee her sehr simpel: Man vergleicht das aufgenommene und extrahierte Spektrum des spektrophotometrischen Standardsterns mit einem veröffentlichten Spektrum dieses Standards-Sterns und erhält (gäbe es keine Extinktion) so die Empfindlichkeit des Instruments (CCD + Spektrograph + Teleskop).

Um dies etwas genauer zu erklären, muss etwas ausgeholt werden: Spektrophotometrische Standardsterne sind Sterne, deren Fluss in vielen verschiedenen Wellenlängenbereichen in kleinen Wellenlängenintervallen (z.B. 50 Å) genau bestimmt wurde. Indem nun die Counts das Spektrum des beobachteten Spektrums in den gleichen Intervallen integriert werden, kann die Countrate (als eine Funktion der Wellenlänge) mit dem publizierten Fluss in Verbindung gebracht werden. Das Ergebnis ist ein Faktor, mit dem jedes Wellenlängenintervall in Flusseinheiten umgerechnet werden kann. So wird die Empfindlichkeit des Instruments korrigiert.

Nun sollte jedoch auch die Extinktion der Atmosphäre zum Zeitpunkt der Beobachtung des Standardsterns berücksichtigt werden. Dazu wird eine Extinktionstabelle (für den Ort der Beobachtung) und die Luftmasse zum Zeitpunkt der Beobachtung benötigt. Sie ist im *Header* der Aufnahme zu finden. Daraus kann eine wellenlängenabhängige Extinktionskurve bestimmt werden.

Praktisch ist die Flusskalibration jedoch aufgrund der vielen atmosphärischen Effekte nicht ganz so einfach. Es wird hier allerdings nicht weiter drauf eingegangen, weil eine exakte bzw. absolute Flusskalibration nicht möglich und für den Praktikumsversuch auch nicht relevant ist.

IRAF übernimmt die gerade beschriebene Flusskalibration und atmosphärische Extinktionskorrektur für den Benutzer weitgehend. Dafür wird zunächst im Task `standard` der Standardstern aus einer Reihe an in IRAF verfügbaren Standardsternen ausgewählt. Diese stammen aus unterschiedlichen Publikationen, die unter `help onedstds` genauer beschrieben sind. Zudem wird die Luftmasse zum Zeitpunkt der Beobachtung des Standards als Parameter angegeben. Daraufhin erzeugt IRAF eine Datei, in der die Counts der Aufnahme des beobachteten Standards (integriert über das entsprechende Wellenlängenintervall), die Belichtungszeit, die Luftmasse und der entsprechende zu erwartende Fluss des Standardsterns aus der Literatur aufgelistet ist. Diese Datei wird im Task `sensfunc` dazu verwendet, die Response-Funktion des Instruments und die Extinktionskurve zu bestimmen. Der Benutzer muss sich lediglich für eine passende Fit-Ordnung des Sensitivitäts-Spektrum entscheiden – eine hohe Fit-Ordnung liefert hier bessere Ergebnisse. (siehe Abbildung 4.15). Mit dem Task `calibrate` werden die Objektspektren mithilfe dieses Sensitivitätsspektrums flusskalibriert und auch die atmosphärische Extinktion korrigiert.

4.7 Interstellare Extinktionskorrektur

Um die Rötung des Spektrums durch interstellare Extinktion zu korrigieren, wird der Task `deredden` verwendet. Dieser verwendet eine empirische Extinktionsfunktion. Die Extinktionsfunktion benötigt zwei Parameter. Die absolute Extinktion $A(V)$ bei 5550 Å und die Rate $R(V)$ dieser Extinktion $E(B-V)$ zwischen 4350 Å und 5550 Å. (Hier sei auf [SS] verwiesen.)

Da $R(V)$ nicht bekannt ist, wurde der durchschnittliche Wert der interstellaren Extinktion von 3.1 angenommen. Um die absolute Extinktion $A(V)$ bei 5550 Å für die

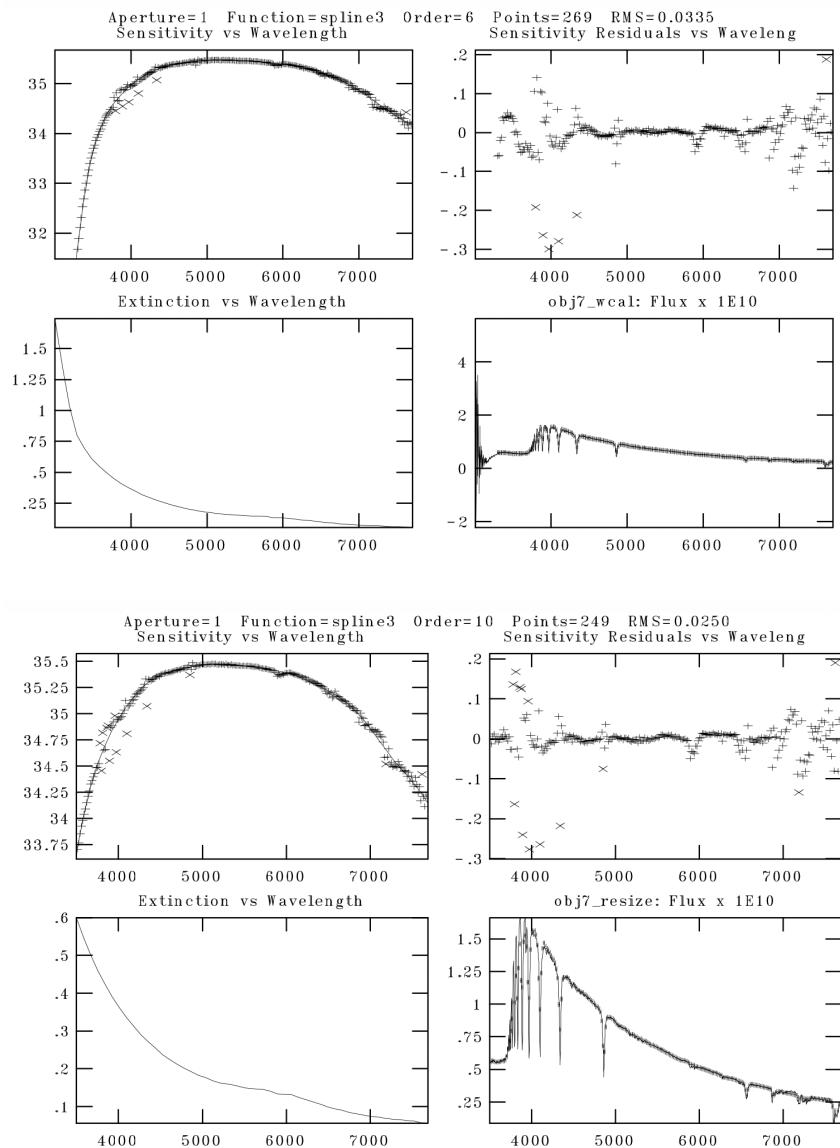


ABBILDUNG 4.15: Galileo-Datensatz: Erstellen der Sensitivitätsfunktion mit sensfunc für die Flusskalibration. Durch die Wellenlängenkalibration entstand ein Bereich, der kein Signal des Objekts enthielt. Dies verursachte unschönes Rauschen im Blauen Bereich. Daher fiel die Entscheidung, alle Aufnahmen nach der Wellenlängenkalibration auf den Bereich von 3500 Å bis 7694 Å zuzuschneiden. Es wurde dafür der Task scopy verwendet.

einzelnen Objekte zu erfahren, wurde der Extinktionsrechner des NED NASA/IPAC Extragalactic Database⁸ verwendet. Es werden lediglich die Koordinaten des Objekts dafür benötigt. In Tabelle 4.1 sind die so ermittelten Werte für die einzelnen Objekte aufgelistet.

Obj.	Bezeichnung	Galaktische Extinktion (mag)
1	TYC 3596-374-1	8.262
2	RX J2124.9+2026	0.416
3	2ZW 171	0.139
4	IRAS 22270+5144	0.658
5	IC10	4.154
6	M74	0.187
7	3C48	0.117
8	3C66A	0.223
9	TYC 3563-1997-1	1.643
10	SL 2008	11.321
11	MWC 432	1.305
12	AKN79	0.150
13	MAFFEI-I	3.127
14	V723 Cas	1.055
15	BD+33 2642	0.067

TABELLE 4.1: Die Werte für die interstellaren Extinktion der Objekte im V-Band bei 5550 Å, die mit dem *Extinction Calculator* der NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) und den Koordinaten der Objekte aus dem Header ermittelt wurden.

⁸https://ned.ipac.caltech.edu/extinction_calculator

Anhang B

Parameter der einzelnen IRAF-Tasks

PACKAGE	=	ccdred	
TASK	=	zerocombine	
input	=	@bias.txt	List of zero level images to combine
(output	=	M_bias)	Output zero level name
(combine	=	average)	Type of combine operation
(reject	=	minmax)	Type of rejection
(ccdtype	=)	CCD image type to combine
(process	=	no)	Process images before combining?
(delete	=	no)	Delete input images after combining?
(clobber	=	no)	Clobber existing output image?
(scale	=	none)	Image scaling
(statsec	=)	Image section for computing statistics
(nlow	=	0)	minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh	=	1)	minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep	=	1)	Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip	=	yes)	Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma	=	3.)	Lower sigma clipping factor
(hsigma	=	3.)	Upper sigma clipping factor
(rdnoise	=	RDNOISE)	ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain	=	GAIN)	ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise	=	0.)	ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(pclip	=	-0.5)	pclip: Percentile clipping parameter
(blank	=	0.)	Value if there are no pixels
(mode	=	ql)	

PACKAGE	=	ccdred
TASK	=	ccdproc
images	=	@all.txt List of CCD images to correct
(output	=) List of output CCD images
(ccdtype	=) CCD image type to correct
(max_cac	=	0) Maximum image caching memory (in Mbytes)
(noproc	=	no) List processing steps only?
(fixpix	=	no) Fix bad CCD lines and columns?
(oversca	=	no) Apply overscan strip correction?
(trim	=	no) Trim the image?
(zerocor	=	yes) Apply zero level correction?
(darkcor	=	no) Apply dark count correction?
(flatcor	=	no) Apply flat field correction?
(illumco	=	no) Apply illumination correction?
(fringec	=	no) Apply fringe correction?
(readcor	=	no) Convert zero level image to readout correction?
(scancor	=	no) Convert flat field image to scan correction?
(readaxi	=	line) Read out axis (column line)
(fixfile	=) File describing the bad lines and columns
(biassec	=) Overscan strip image section
(trimsec	=	[26:2065,7:2044]) Trim data section
(zero	=	M_bias) Zero level calibration image
(dark	=) Dark count calibration image
(flat	=) Flat field images
(illum	=) Illumination correction images
(fringe	=) Fringe correction images
(minrepl	=	1.) Minimum flat field value
(scantyp	=	shortscan) Scan type (shortscan longscan)
(nscan	=	1) Number of short scan lines
(interac	=	yes) Fit overscan interactively?
(functio	=	chebyshev) Fitting function
(order	=	1) Number of polynomial terms or spline pieces
(sample	=	*) Sample points to fit
(naverag	=	1) Number of sample points to combine
(niterat	=	1) Number of rejection iterations
(low_rej	=	3.) Low sigma rejection factor
(high_re	=	3.) High sigma rejection factor
(grow	=	0.) Rejection growing radius
(mode	=	ql)

PACKAGE	=	ccdred	
TASK	=	flatcombine	
input	=	@flat.txt	List of flat field images to combine
(output	=	flat)	Output flat field root name
(combine	=	average)	Type of combine operation
(reject	=	crreject)	Type of rejection
(ccdtype	=)	CCD image type to combine
(process	=	yes)	Process images before combining?
(subsets	=	yes)	Combine images by subset parameter?
(delete	=	no)	Delete input images after combining?
(clobber	=	no)	Clobber existing output image?
(scale	=	mode)	Image scaling
(statsec	=)	Image section for computing statistics
(nlow	=	1)	minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh	=	1)	minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep	=	1)	Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip	=	yes)	Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma	=	3.)	Lower sigma clipping factor
(hsigma	=	3.)	Upper sigma clipping factor
(rdnoise	=	rdnoise)	ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain	=	gain)	ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise	=	0.)	ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(pclip	=	-0.5)	pclip: Percentile clipping parameter
(blank	=	1.)	Value if there are no pixels
(mode	=	ql)	

PACKAGE	=	kpnosit	
TASK	=	response	
calibrat	=	flat	Longslit calibration images
normaliz	=	flat	Normalization spectrum images
response	=	M_flat	Response function images
(interac	=	yes)	Fit normalization spectrum interactively?
(thresho	=	INDEF)	Response threshold
(sample	=	*)	Sample of points to use in fit
(naverag	=	1)	Number of points in sample averaging
(functio	=	spline3)	Fitting function
(order	=	1)	Order of fitting function
(low_rej	=	3.)	Low rejection in sigma of fit
(high_re	=	3.)	High rejection in sigma of fit
(niterat	=	1)	Number of rejection iterations
(grow	=	0.)	Rejection growing radius
(graphic	=	stdgraph)	Graphics output device
(cursor	=)	Graphics cursor input
(mode	=	ql)	

PACKAGE	=	ccdred
TASK	=	ccdproc
images	=	@all.txt List of CCD images to correct
(output	=) List of output CCD images
(ccdtype	=) CCD image type to correct
(max_cac	=	0) Maximum image caching memory (in Mbytes)
(noproc	=	no) List processing steps only?
(fixpix	=	no) Fix bad CCD lines and columns?
(oversca	=	no) Apply overscan strip correction?
(trim	=	no) Trim the image?
(zerocor	=	yes) Apply zero level correction?
(darkcor	=	no) Apply dark count correction?
(flatcor	=	no) Apply flat field correction?
(illumco	=	no) Apply illumination correction?
(fringec	=	no) Apply fringe correction?
(readcor	=	no) Convert zero level image to readout correction?
(scancor	=	no) Convert flat field image to scan correction?
(readaxi	=	line) Read out axis (column line)
(fixfile	=) File describing the bad lines and columns
(biassec	=) Overscan strip image section
(trimsec	=	[26:2065,7:2044]) Trim data section
(zero	=	M_bias) Zero level calibration image
(dark	=) Dark count calibration image
(flat	=	M_flat) Flat field images
(illum	=) Illumination correction images
(fringe	=) Fringe correction images
(minrepl	=	1.) Minimum flat field value
(scantyp	=	shortscan) Scan type (shortscan longscan)
(nscan	=	1) Number of short scan lines
(interac	=	yes) Fit overscan interactively?
(functio	=	chebyshev) Fitting function
(order	=	1) Number of polynomial terms or spline pieces
(sample	=	*) Sample points to fit
(naverag	=	1) Number of sample points to combine
(niterat	=	1) Number of rejection iterations
(low_rej	=	3.) Low sigma rejection factor
(high_re	=	3.) High sigma rejection factor
(grow	=	0.) Rejection growing radius
(mode	=	ql)

PACKAGE	=	immatch	
TASK	=	imcombine	
input	=	obj0_1,obj0_2	List of images to combine
output	=	obj0	List of output images
(headers	=)	List of header files (optional)
(bp.masks	=)	List of bad pixel masks (optional)
(rejmask	=)	List of rejection masks (optional)
(nrejmas	=)	List of number rejected masks (optional)
(expmask	=)	List of exposure masks (optional)
(sigmas	=)	List of sigma images (optional)
(imcmb	=	\$I)	Keyword for IMCMB keywords
(logfile	=	STDOUT)	Log file
(combine	=	average)	Type of combine operation
(reject	=	creject)	Type of rejection
(project	=	no)	Project highest dimension of input images?
(outtype	=	real)	Output image pixel datatype
(outlimi	=)	Output limits (x1 x2 y1 y2 ...)
(offsets	=	none)	Input image offsets
(masktyp	=	none)	Mask type
(maskval	=	0)	Mask value
(blank	=	0.)	Value if there are no pixels
(scale	=	none)	Image scaling
(zero	=	none)	Image zero point offset
(weight	=	none)	Image weights
(statsec	=)	Image section for computing statistics
(expname	=)	Image header exposure time keyword
(lthresh	=	INDEF)	Lower threshold
(hthresh	=	INDEF)	Upper threshold
(nlow	=	1)	minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh	=	1)	minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep	=	1)	Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip	=	yes)	Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma	=	3.)	Lower sigma clipping factor
(hsigma	=	3.)	Upper sigma clipping factor
(rdnoise	=	0.)	ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain	=	1.)	ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise	=	0.)	ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(sigscal	=	0.1)	Tolerance for sigma clipping scaling corrections
(pclip	=	-0.5)	pclip: Percentile clipping parameter
(grow	=	0.)	Radius (pixels) for neighbor rejection
(mode	=	ql)	

PACKAGE	=	kpnoslit	
TASK	=	apall	
input	=	obj0	List of input images
(output	=	obj0_spec)	List of output spectra
(apertur	=)	Apertures
(format	=	multispec)	Extracted spectra format
(referen	=)	List of aperture reference images
(profile	=)	List of aperture profile images
(interac	=	yes)	Run task interactively?
(find	=	yes)	Find apertures?
(recente	=	yes)	Recenter apertures?
(resize	=	no)	Resize apertures?
(edit	=	yes)	Edit apertures?
(trace	=	yes)	Trace apertures?
(fittrac	=	yes)	Fit the traced points interactively?
(extract	=	yes)	Extract spectra?
(extras	=	yes)	Extract sky, sigma, etc.?
(review	=	yes)	Review extractions?
(line	=	INDEF)	Dispersion line
(nsum	=	10)	Number of dispersion lines to sum or median
(lower	=	-5.)	Lower aperture limit relative to center
(upper	=	5.)	Upper aperture limit relative to center
(apidtab	=)	Aperture ID table (optional)
(b_funct	=	chebyshev)	Background function
(b_order	=	2)	Background function order
(b_sampl	=	-70:-40,40:70)	Background sample regions
(b_naver	=	-15)	Background average or median
(b_niter	=	2)	Background rejection iterations
(b_low_r	=	3.)	Background lower rejection sigma
(b_high_	=	3.)	Background upper rejection sigma
(b_grow	=	0.)	Background rejection growing radius
(width	=	5.)	Profile centering width
(radius	=	5.)	Profile centering radius
(thresho	=	0.)	Detection threshold for profile centering
nfind	=	1	Number of apertures to be found automatically
(minsep	=	5.)	Minimum separation between spectra
(maxsep	=	1000.)	Maximum separation between spectra
(order	=	increasing)	Order of apertures
(aprecen	=)	Apertures for recentering calculation
(npeaks	=	INDEF)	Select brightest peaks
(shift	=	yes)	Use average shift instead of recentering?

(llimit	=	INDEF)	Lower aperture limit relative to center
(ulimit	=	INDEF)	Upper aperture limit relative to center
(ylevel	=	0.1)	Fraction of peak or intensity for automatic width
(peak	=	yes)	Is ylevel a fraction of the peak?
(bkg	=	yes)	Subtract background in automatic width?
(r_grow	=	0.)	Grow limits by this factor
(avglimi	=	no)	Average limits over all apertures?
(t_nsum	=	5)	Number of dispersion lines to sum
(t_step	=	5)	Tracing step
(t_nlost	=	3)	Number of consecutive times profile is lost before quitting
(t_funct	=	spline3)	Trace fitting function
(t_order	=	2)	Trace fitting function order
(t_sampl	=	*)	Trace sample regions
(t_naver	=	1)	Trace average or median
(t_niter	=	1)	Trace rejection iterations
(t_low_r	=	3.)	Trace lower rejection sigma
(t_high_	=	3.)	Trace upper rejection sigma
(t_grow	=	0.)	Trace rejection growing radius
(backgro	=	fit)	Background to subtract
(skybox	=	1)	Box car smoothing length for sky
(weights	=	variance)	Extraction weights (none variance)
(pfit	=	fit1d)	Profile fitting type (fit1d fit2d)
(clean	=	yes)	Detect and replace bad pixels?
(saturat	=	INDEF)	Saturation level
(readnoi	=	7.1)	Read out noise sigma (photons)
(gain	=	1.91)	Photon gain (photons/data number)
(lsigma	=	4.)	Lower rejection threshold
(usigma	=	4.)	Upper rejection threshold
(nsubaps	=	1)	Number of subapertures per aperture
(mode	=	ql)	

PACKAGE	=	kpnoslit	
TASK	=	identify	
images	=	arc_obj0	Images containing features to be identified
(section	=	middle line)	Section to apply to two dimensional images
(databas	=	database)	Database in which to record feature data
(coordli	=	NeHgCd.txt)	User coordinate list
(units	=)	Coordinate units
(nsum	=	10)	Number of lines/columns/bands to sum in 2D images
(match	=	10.)	Coordinate list matching limit
(maxfeat	=	50)	Maximum number of features for automatic identification
(zwidth	=	100.)	Zoom graph width in user units
(ftype	=	emission)	Feature type
(fwidth	=	7.5)	Feature width in pixels
(cradius	=	5.)	Centering radius in pixels
(thresho	=	10.)	Feature threshold for centering
(minsep	=	2.)	Minimum pixel separation
(functio	=	spline3)	Coordinate function
(order	=	1)	Order of coordinate function
(sample	=	*)	Coordinate sample regions
(niterat	=	0)	Rejection iterations
(low_rej	=	3.)	Lower rejection sigma
(high_re	=	3.)	Upper rejection sigma
(grow	=	0.)	Rejection growing radius
(autowri	=	no)	Automatically write to database
(graphic	=	stdgraph)	Graphics output device
(cursor	=)	Graphics cursor input
crval	=		Approximate coordinate (at reference pixel)
cdelt	=		Approximate dispersion
(aidpars	=)	Automatic identification algorithm parameters
(mode	=	ql)	

PACKAGE	=	imutil	
TASK	=	hedit	
images	=	obj1_spec	images to be edited
fields	=	REFSPEC1	fields to be edited
value	=	arc_obj1	value expression
(add	=	yes)	add rather than edit fields
(addonly	=	no)	add only if field does not exist
(delete	=	no)	delete rather than edit fields
(verify	=	yes)	verify each edit operation
(show	=	yes)	print record of each edit operation
(update	=	yes)	enable updating of the image header
(mode	=	ql)	

PACKAGE	=	kpnoslit	
TASK	=	dispcor	
input	=	*_spec	List of input spectra
output	=		List of output spectra
(linear)	=	yes)	Linearize (interpolate) spectra?
(database)	=	database)	Dispersion solution database
(table)	=)	Wavelength table for apertures
(w1)	=	INDEF)	Starting wavelength
(w2)	=	INDEF)	Ending wavelength
(dw)	=	INDEF)	Wavelength interval per pixel
(nw)	=	INDEF)	Number of output pixels
(log)	=	no)	Logarithmic wavelength scale?
(flux)	=	yes)	Conserve total flux?
(blank)	=	0.)	Output value of points not in input
(samedis)	=	no)	Same dispersion in all apertures?
(global)	=	no)	Apply global defaults?
(ignorea)	=	no)	Ignore apertures?
(confirm)	=	no)	Confirm dispersion coordinates?
(listonl)	=	no)	List the dispersion coordinates only?
(verbose)	=	yes)	Print linear dispersion assignments?
(logfile)	=)	Log file
(mode)	=	ql)	

PACKAGE	=	kpnoslit	
TASK	=	standard	
input	=	std_wcal	Input image file root name
output	=	sdt	Output flux file (used by SENSFUNC)
(samessta	=	yes)	Same star in all apertures?
(beam_sw)	=	no)	Beam switch spectra?
(apertur	=)	Aperture selection list
(bandwid	=	INDEF)	Bandpass widths
(bandsep	=	INDEF)	Bandpass separation
(fnuzero	=	3.680000000000E-20)	Absolute flux zero point
(extinct	=	onedstdsY\$kpnoextinct.dat)	Extinction file
(caldir	=	onedstds\$spec50cal/)	Directory containing calibration data
(observa	=)_.observatory)	Observatory for data
(interac	=	yes)	Graphic interaction to define new bandpasses
(graphic	=	stdgraph)	Graphics output device
(cursor	=)	Graphics cursor input
star_nam	=	bd284211	Star name in calibration list
airmass	=	1.111	Airmass
exptime	=		Exposure time (seconds)
mag	=		Magnitude of star
magband	=		Magnitude type
teff	=		Effective temperature or spectral type
answer	=	no	(no yes NO YES NO! YES!)
(mode	=	ql)	

PACKAGE	=	kpnoslit	
TASK	=	sensfunc	
standard	=	sdt	Input standard star data file (from STANDARD)
sensitiv	=	sens	Output root sensitivity function imagename
(apertur	=)	Aperture selection list
(ignorea	=	yes)	Ignore apertures and make one sensitivity
function? (logfile	=	logfile)	Output log for statistics information
(extinct	=)._extinction)	Extinction file
(newexti	=	extinct.dat)	Output revised extinction file
(observa	=)._observatory)	Observatory of data
(functio	=	spline3)	Fitting function
(order	=	6)	Order of fit
(interac	=	yes)	Determine sensitivity function interactively?
(graphs	=	sr)	Graphs per frame
(marks	=	plus cross box)	Data mark types (marks deleted added)
(colors	=	2 1 3 4)	Colors (lines marks deleted added)
(cursor	=)	Graphics cursor input
(device	=	stdgraph)	Graphics output device
answer	=	yes	(no yes NO YES)
(mode	=	ql)	

PACKAGE	=	kpnoslit	
TASK	=	deredden	
input	=	obj8g_final	Input spectra to correct
output	=	obj8g_dered	Output corrected spectra
value	=	0.223	Extinction parameter value
(R	=	3.1)	A(V)/E(B-V)
(type	=	A(V))	Type of extinction parameter
(apertur	=)	Apertures to correct
(overrid	=	no)	Override previous correction?
(uncorre	=	yes)	Uncorrect previous correction?
(mode	=	ql)	

PACKAGE	=	kpnoslit	
TASK	=	dopcor	
input	=	obj8g_dered	List of input spectra
output	=	obj8g_z	List of output spectra
redshift	=	0.34	Redshift or velocity (Km/s)
(isveloc	=	no)	Is the redshift parameter a velocity?
(add	=	no)	Add to previous dispersion correction?
(dispers	=	yes)	Apply dispersion correction?
(flux	=	no)	Apply flux correction?
(factor	=	3.)	Flux correction factor (power of 1+z)
(apertur	=)	List of apertures to correct
(verbose	=	no)	Print corrections performed?
(mode	=	ql)	

Literatur

- [Anu12] G. C. Anupama. „Classification of nova spectra“. In: *Astronomical Society of India Conference Series*. Hrsg. von Philippe Prugniel und Harinder P. Singh. Bd. 6. Astronomical Society of India Conference Series. Jan. 2012, S. 143.
- [App13] Immo Appenzeller. *Introduction to astronomical spectroscopy*. eng. Cambridge: Cambridge Univ. Press, 2013, XIII, 254 S.
- [BS13] Rebecca A. Bernstein und Stephen A. Shectman. „Astronomical Spectrographs“. In: *Planets, Stars and Stellar Systems: Volume 1: Telescopes and Instrumentation*. Hrsg. von Terry D. Oswalt und Ian S. McLean. Dordrecht: Springer Netherlands, 2013, S. 587–618.
- [Cir+14] S. Ciroi u. a. „The scientific use of the 1.2-m Galileo telescope of the Asiago Astrophysical Observatory after its recent refurbishment“. In: *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnate Pleso 43.3* (März 2014), S. 362–367.
- [Des+03] S. Desidera u. a. *AFOSC User Manual, Version 1.2*. Osservatorio Astronomico di Padova. 2003.
- [EV15] Thomas Eversberg und Klaus Vollmann. *Spectroscopic Instrumentation. Fundamentals and Guidelines for Astronomers*. eng. SpringerLink : Bücher. Berlin, Heidelberg: Springer, 2015, Online–Ressource (XXXIV, 653 p. 469 illus., 273 illus. in color, online resource).
- [Fal+99] E. E. Falco u. a. „VizieR Online Data Catalog: Updated Zwicky catalog (UZC) (Falco+, 1999)“. In: *VizieR Online Data Catalog* (Mai 1999).
- [How06] Steve B. Howell. *Handbook of CCD astronomy*. 2. ed. Cambridge: Cambridge University Press, 2006, XIV, 208 S.
- [Kal94] James B. Kaler. *Sterne und ihre Spektren*. Berlin: Akademischer Verlag Heidelberg, 1994.
- [Kar+90] Hannu Karttunen u. a. *Astronomie: Eine Einführung*. deutsch. Heidelberg: Springer-Verlag, 1990, 237 ff.
- [Mas97] Phil Massey. „A User’s Guide to CCD Reductions with IRAF“. In: *Instruction Manual for IRAF Software Package* (1997). URL: http://ircamera.as.arizona.edu/Astr_518/irafguid.pdf.
- [MH13] Philip Massey und Margaret M. Hanson. „Astronomical Spectroscopy“. In: *Planets, Stars and Stellar Systems* (2013).
- [Mon+16] TalaWanda R. Monroe u. a. „The UV-bright Quasar Survey (UVQS): DR1“. In: 152.1, 25 (Juli 2016), S. 25.
- [Pat+02] G. Paturel u. a. „Comparison LEDA/SIMBAD octobre 2002. Catalogue to be published in 2003.“ In: *LEDA* (Jan. 2002).
- [PM92] Jeannette Barnes Phil Massey Frank Valdes. „A User’s Guide to Reducing Slit Spectra with Iraf“. In: *NOAO IRAF user’s guides* (1992). URL: http://ast.noao.edu/sites/default/files/GMOS_Cookbook_downloads/IRAF_LReduce.pdf.

- [SB04] Yun-Kyeong Sheen und Yong-Ik Byun. „The Night Sky Spectrum of Mount Bohyun“. In: *Journal of Korean Astronomical Society* 37.2 (Juni 2004), S. 87–90.
- [SA+12] J. Sánchez Almeida u. a. „Qualitative Interpretation of Galaxy Spectra“. In: *The Astrophysical Journal* 756.2 (2012), S. 163.
- [Tom+16] L. Tomasella u. a. *AFOSC User Manual, Version 3.1*. Osservatorio Astronomico di Padova. 2016.
- [Wal17] Richard Walker. *Spectral Atlas for Amateur Astronomers: A Guide to the Spectra of Astronomical Objects and Terrestrial Light Sources*. Cambridge University Press, 2017.
- [ZM00] Tomaz Zwitter und Ulisse Munari. „An introduction to analysis of single dispersion spectra with IRAF“. In: *Asiago Monografie vol. 1* (2000). URL: https://www.ans-collaboration.org/wp-content/uploads/2018/03/spectroscopy_data-reduction_single-dispersion_monography.pdf.

Webseiten

- [ACD01] M. B. Taylor A. C. Davenhall G. J. Privett. *The 2-D CCD Data Reduction Cookbook*. 2001. URL: http://star-www.rl.ac.uk/star/docs/sc5.htm#xref_ (besucht am 02.04.2020).
- [CH] Martin Clayton und Anthony Holloway. *Simple Spectroscopy Reductions*. URL: <http://star-www.rl.ac.uk/star/docs/sc7.htm/sc7se4.html> (besucht am 02.04.2020).
- [Lit14] Stuart Littlefair. *Observational Techniques for Astronomers*. 2014. URL: <http://slittlefair.staff.shef.ac.uk/teaching/phy217/lectures/instruments/L16/index.html> (besucht am 15.04.2020).
- [Obs] National Optical Astronomy Observatories. *IRAF Help Page: standard*. URL: <http://iraf.noao.edu/scripts/irafhelp?standard> (besucht am 10.06.2020).
- [Padb] INAF Astronomical Observatory of Padua. *AFOSC spectrograph*. URL: <http://www.pd.astro.it/index.php/en/asiago-info-eng/who-we-are/136-asiago-eng/250-afosc.html> (besucht am 10.02.2020).
- [SS] User Support und IRAF Software. *deredden*. URL: <https://iraf.net/irafhelp.php?val=deredden&help=Help+Page> (besucht am 16.06.2020).

Bildquellen

- [Asi] Asiago.it. *Copernico Teleskop*. URL: https://www.asiago.it/de/veranstaltungen/art_cofrk_fuehrung_durch_die_copernicus-und_schmidt-teleskope_in_cima_ekar_asiago_data_media/ (besucht am 15.03.2020).
- [Chi] Luca Sbordone ESO Chile. *Basics of observations data reduction: spectroscopy*. URL: https://www.eso.org/sci/meetings/2020/LaSillaSchool2020/LSS2020_Sbordone-1.pdf (besucht am 20.06.2020).
- [Cir+14] S. Ciroi u. a. „The scientific use of the 1.2-m Galileo telescope of the Asiago Astrophysical Observatory after its recent refurbishment“. In: *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnate Pleso* 43.3 (März 2014), S. 362–367.

- [DL19] Stuart Dr. Littlefair. *Observational Techniques for Astronomers*. 2019. URL: <http://slittlefair.staff.shef.ac.uk/teaching/phy241/lectures/L01/index.html> (besucht am 15.04.2020).
- [ESO] ESO. *Hertzsprung-Russell-Diagramm*. URL: <https://cdn.eso.org/images/screen/eso0728c.jpg> (besucht am 25.06.2020).
- [gel] Vision Doctor: Industrielle Bildverarbeitung gelöst. *Inline Transfer CCD*. URL: <https://www.vision-doctor.com/kamera-grundlagen/ccd-sensor/it-ccd.html> (besucht am 14.02.2020).
- [Kal94] James B. Kaler. *Sterne und ihre Spektren*. Berlin: Akademischer Verlag Heidelberg, 1994.
- [Pada] Department of Astronomy University of Padua. *The Galileo Telescope*. URL: http://www.astro.unipd.it/inglese/observatory/telescopio_en.html (besucht am 15.03.2020).
- [Wik] Wikipedia. *Prisma*. URL: [wikimedia.org/wiki/Prisma_\(Optik\)](https://en.wikipedia.org/wiki/Prisma_(Optik)) (besucht am 03.06.2020).