

Spektroskopie von Sternen

Martin Quast, Christoph Schürmann,
Jana Iljenkarević, Caroline Mannes und Simon Dannhauer

7. August 2023

1 Aufgaben

In diesem Versuch stehen fünf Teilversuche zur Auswahl. Physiker müssen drei und Lehramtler zwei davon auswählen und bearbeiten.

1. Spektroskopische Doppelsterne (zählt doppelt)
2. Abhängigkeit der $H\alpha$ -Linie von der Spektralklasse (zählt doppelt)
3. Sternwinde
4. Wolf-Rayet-Sterne

Im Text befinden sich Aufgaben und Fragen verteilt, die bei der Vorbereitung helfen. Sie müssen nicht explizit im Protokoll beantwortet werden.

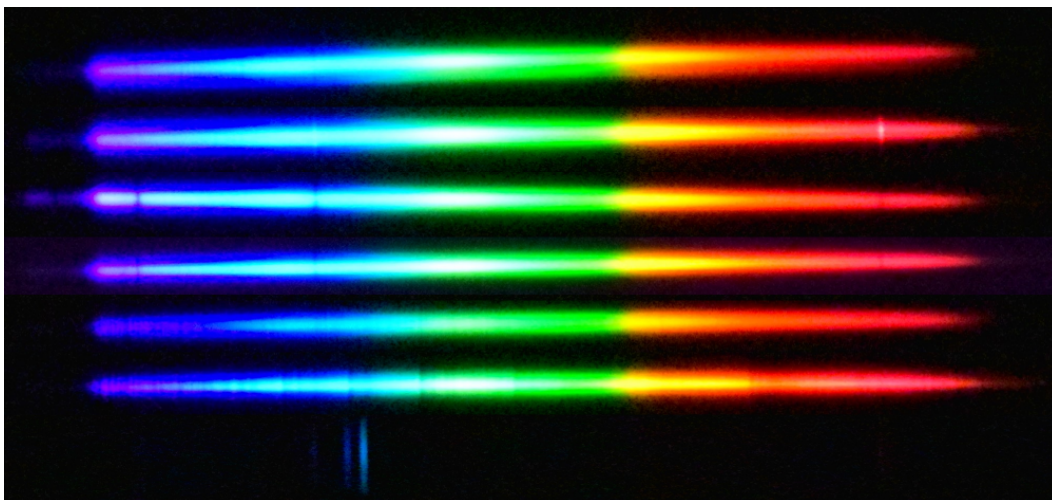


Abbildung 1: Spektren von ζ Orionis (O9,5 V), γ Cassiopeiae (B0 IVe), δ Leonis (A4 V), α Canis Minoris (F5 IV-V), ζ Hydrae (G8 III-IV), μ Geminorum (M3 III) und dem Eskimonebel (PN)

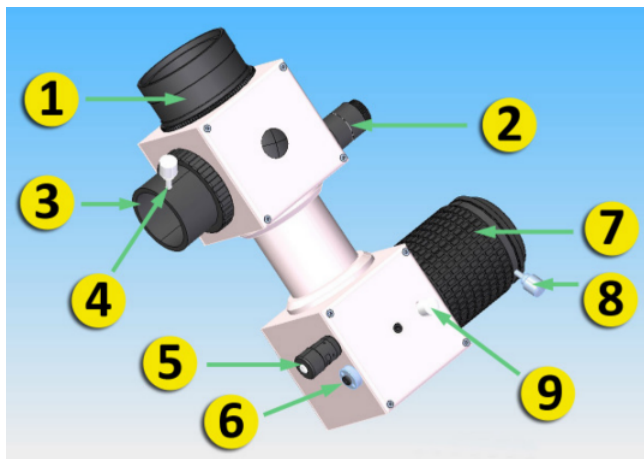
2 Spektroskope und CCD-Kameras

2.1 Grundkenntnisse

Allgemeine Literatur z.B. Unsöld and Baschek (2002), Karttunen et al. (2017) oder Weigert and Wendker (2009).

- Optische Teleskope, CCDs
- Gitterspektroskopie; Blaze/Echelette-Gitter, Echelle-Gitter
- Was können wir durch Spektroskopie über Sterne erfahren?
- Dopplereffekt

2.2 Der DADOS-Spektrograph



1. Teleskopanschluss
2. Spaltbeleuchtung an/aus
3. Nachführokular
4. Klemmschraube
5. Mikrometerschraube zur Einstellung des Spektralbereichs
6. Schraube zur Gitterhalterung
7. Drehfokussierung
8. Klemmschraube der Drehfokussierung
9. Klemmschraube der Mikrometerschraube

Abbildung 2: Der Spektrograph (Baader Planetarium, 2014)

Der DADOS-Spektrograph besteht aus zwei miteinander verbundenen Würfeln. Im ersten befindet sich eine Optik, mit welcher der Beobachter mit Hilfe eines Okulars oder einer Kamera das mit dem Teleskop angefahrte Objekt über einen Spiegel betrachten kann (Abb. 2 und 4). Der Spiegel hat drei Schlitze, durch die Licht in den zweiten Würfel gelangen kann. Diese Spalte haben Breiten von 25, 35 und 50 μm (Abb. 3) und lassen sich durch eine rote LED von hinten beleuchten um ein Objekt an ihnen auszurichten. Im zweiten Würfel befindet sich ein geblatztes Reflexionsgitter mit einer Gitterkonstante von 1200 mm^{-1} (alternativ 200 mm^{-1} und 900 mm^{-1}). Es lässt sich mit einer Mikrometerschraube kippen um einen bestimmten Spektralbereich auf die angeschlossene CCD-Kamera zu schicken. Der Fokus der Kamera ist wellenlängenabhängig und muss daher bei jeder Bewegung der Mikrometerschraube nachjustiert werden. Sowohl Mikrometerschraube als auch Fokus lassen sich mit einer Klemmschraube fixieren. Am Spektrographen ist eine Ne-Ar-Hg-Kalibrierlampe mit bekannten Wellenlängen befestigt um die Spektren zu eichen.

Vor Aufgabe 2.1: Welche Vor- und Nachteile haben die drei Spalte? Welche Vor- und Nachteile haben die drei Gitter?



Abbildung 3: Links: Spalte verschiedener Größe durch das Beobachtungssokular. Rechts: Stern in der Nähe des mittleren Spalts. Für die Aufnahme eines Spektrums muss der Stern exakt auf dem Spalt liegen. Die Schlitz werden für das Einrichten von hinten rot beleuchtet. Sie erscheinen etwa 50'' lang, (Baader Planetarium, 2014).

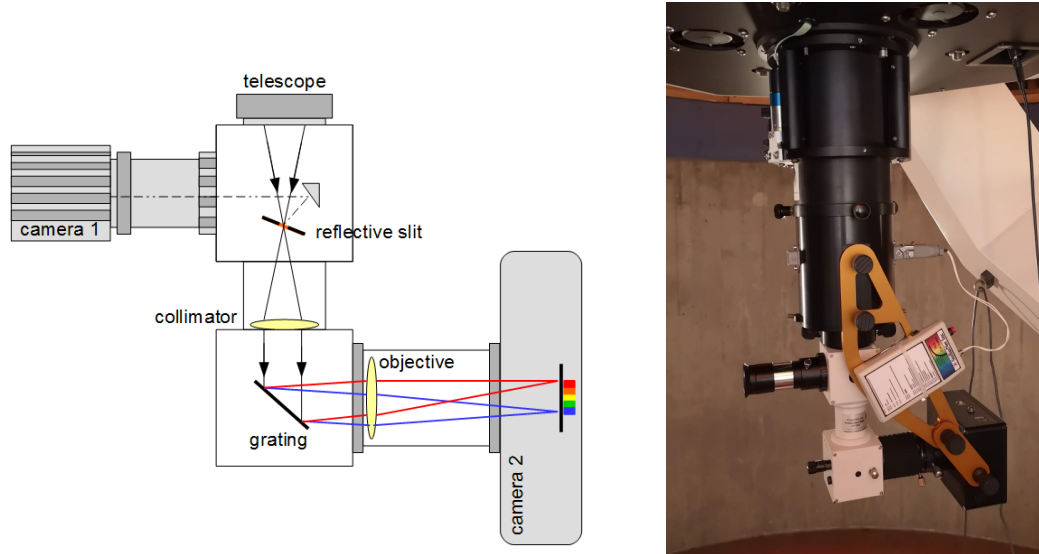


Abbildung 4: Links: Ausbau und Strahlengang des Spektrographen. Wir benutzen nur Kamera 2 (Kneip, 2015). Rechts: Spektrograph am Teleskop. Vorne ist die Kalibrierlampe.

2.3 CCD-Kameras

CCDs (Charge-Coupled Device) sind matrizenartige Anordnungen von Photodioden. Der einzige Unterschied zwischen einer Photodiode und einer CCD ist, dass die durch den inneren lichtelektrischen Effekt in das Leitungsband gehobenen Elektronen nicht direkt an einen Verbraucher oder ein Messgerät abgeleitet, sondern in Potentialtöpfen gesammelt werden. So kann die Lichtleistung über einen längeren Zeitraum (einige Minuten) integriert und mit einem mal ausgelesen werden. Beim Auslesen durch einen Computer wird eine Matrix (Rawframe R_{ij}) erstellt, deren Einträge die Zahl der gemessenen Elektronen an der Diode der i -ten Zeile und der j -ten Spalte der Matrix entspricht. Jede Photodiode erzeugt also einen Pixel.

Der Vorteil einer CCD Kamera für photometrische Messungen liegt im linearen Zusammenhang zwischen gespeicherter Ladung und eingestrahelter Lichtenergie. Dabei ist zu beachten, dass keinesfalls alle Lichtquanten, die auf ein CCD-Pixel fallen auch Elektronen in das Leitungsband heben bzw. diese Elektronen immer messbar sind. Das Verhältnis der gemessenen Elektronen zur Anzahl der empfangenen Lichtquanten einer bestimmten Wellenlänge λ wird als Quanteneffizienz QE bezeichnet.

$$QE(\lambda) = \frac{N_e}{N_\gamma(\lambda)}$$

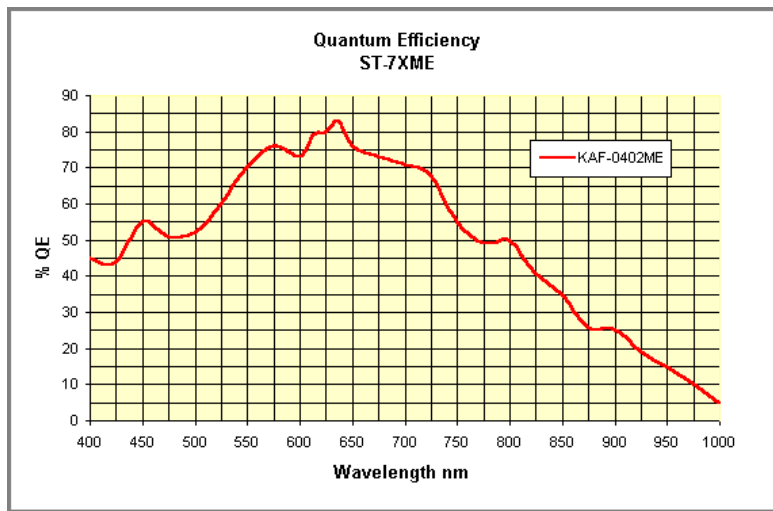


Abbildung 5: Quanteneffizienz unserer Kamera SBIG ST-402ME (Baader Planetarium, 2003).

Die Quanteneffizienz ist demnach eine Funktion der Wellenlänge und kann in verschiedenen Spektralbereichen stark variieren. Ist diese Funktion bekannt, lässt sich damit sehr gut auf die Strahlungsleistung pro Pixel und schließlich auf den einfallenden Fluss schließen. Die Quanteneffizienz unserer Kamera ist in Abb. 5 zu sehen. Allerdings müssen noch einige systematische Fehler der CCD korrigiert werden:

- **Thermisches Rauschen / Dunkelrauschen**

Dieses Rauschen wird durch die thermische Energie der Elektronen erzeugt. Je länger die Integrationszeit ist, desto mehr Elektronen werden auf Grund der thermischen Energieverteilung in den Leitungsband gehoben. Dies erzeugt ein Messsignal, ohne dass ein Photon die Optik durchquert. Zur Verringerung des thermischen Rauschens wird die CCD-Kamera durch ein Peltier-Element gekühlt. Als Faustregel gilt, dass sich das Rauschsignal durch eine Abkühlung von 6 K halbiert. Einzelne Pixel, die durch Materialfehler ein besonders hohes thermisches Rauschen zeigen, werden als Hotpixel bezeichnet. Um das Signal/Rausch-Verhältnis in der Nachbearbeitung weiter zu optimieren, wird nach jeder Aufnahme eines Spektrums ein schwarzes Bild (geschlossene Optik, kein Lichtfluss) mit den selben Parametern (Integrationszeit, Temperatur, usw.) aufgenommen. Dieser Darkframe (als Matrix D_{ij}) enthält das reine Rauschen und wird in der Nachbearbeitung vom Rawframe abgezogen.

- **Ausleserauschen / Bias**

Beim Auslesen der Potentialtöpfe selbst wird ein gewisser Strom erzeugt, der ein falsches Messsignal generiert. Dieses zeigt sich als Rauschmuster entlang der parallelen Leiterbahnen zum Auslesen. Um dieses Muster in der Nachbearbeitung herausrechnen zu können, wird analog zum thermischen Rauschen ein Biasframe B_{ij} mit 0 s Integrationszeit aufgenommen und anschließend ebenfalls abgezogen. Wird ein Darkframe aufgenommen, kann auf einen Bias verzichtet werden, da ersterer bereits alle Ausleseeffekte enthält.

- **Pixelempfindlichkeit / Staub**

Die einzelnen Pixel einer CCD sind nicht gleich empfindlich. Materialeffekte oder Staub auf einem Pixel können für enorme Unterschiede in der Lichtempfindlichkeit sorgen. Um diesen

Effekt auszugleichen, wird eine CCD-Aufnahme mit gleichmäßig ausgeleuchtetem CCD-Chip erzeugt (Flatfield F_{ij}), durch den der Rawframe (bereinigt von Dunkel- bzw. Ausleserauschen) geteilt wird. Dazu nutzt man entweder eine weiße, hell bestrahlte Fläche oder den natürlichen Tageshimmel (nicht in die Sonne!). Da der spektrale Fluss eines Scheinwerfers bzw. des Himmels von der Wellenlänge abhängt, ist diese Methode für die Kalibrierung des Spektrographen ungeeignet. Eine eventuelle Normierung des Spektrum (s. unten) bzgl. des Planckschen Untergrunds genügt in diesem Versuch völlig, um Variationen in der Empfindlichkeit der Pixel auszugleichen. Genügen normierte Spektren nicht, wenn man z.B. die Plancksche Kurve eines Sterns aufnehmen möchte, muss der Spektrograph mit Kamera an einem anderen, gut vermessenen Stern oder einem Hohlraumstrahler geeicht werden.

- **Blooming**

Die Potentialtöpfe einer CCD können nicht beliebig viele Elektronen speichern. Ist die Integrationszeit während einer Aufnahme zu groß, laufen die Potentialtöpfe bei großen Photonenflüssen entlang der Leiterbahnen zum Auslesen über. Das Ergebnis sind gerade Linien im Bild, die ihren Ausgangspunkt in einem hellen Pixel nehmen.

2.4 Auswertung der Spektren

Bei allen Versuchen nehmen Sie Rohspektren, Dunkelspektren sowie Spektren zum Kalibrieren der Wellenlänge auf. Die Kalibrierung erfolgt durch das Licht einer Ne-Ar-Hg-Lampe mit bekannten Wellenlängen (siehe Anhang). Alle diese Daten liegen zunächst im Bildformat FIT vor und müssen extrahiert werden. Zum Anschauen der Spektren kann man SAOImageDS9 verwenden und zum extrahieren unser python3-Programm nEDAR. Es läuft auf Linux und Windows 10:

- Linux: Laden Sie **nEDAR.py** runter. Öffnen Sie die Konsole und starten sie das Skript mit `python3 nEDAR.py`. Stellen Sie sicher, dass alle nötigen Pakete vorhanden sind (`sudo apt update`, `sudo apt-get install python3-tk`, `sudo apt install python3-pip`. Die anderen Pakete werden mit pip geladen: `pip3 install numpy`, `pip3 install matplotlib`, `pip3 install scipy`, `pip3 install astropy`). Im CIP-Pool ist alles vorhanden und das Programm erfolgreich getestet.
- Windows 10: Laden Sie **nEDAR.exe** runter und starten sie mit Doppelklick. Wahrscheinlich läuft es auch auf anderen Windows-Versionen. Eventuell muss das Programm als Administrator ausgeführt werden.
- Alternativen: Das Programm lässt sich auch mit Jupyter auf Linux und Windows ausführen. Sie können mit dem Quellcode auch andere Methoden ausprobieren.

Beim Starten öffnet sich ein Fenster (Abb. 6) mit fünf Button und drei Eingabefeldern. Mit **Lade Spektrum** laden Sie das Rohspektrum, mit **Lade Dunkelbild** das Dunkelspektrum und mit **Lade Kalibrierung** das Kalibrierungsspektrum. Jetzt können Sie über **Zeige Spektrum** das dunklesubtrahierte Sternspektrum darstellen. Das Kalibrierspektrum ist darüber gelegt und muss nicht weiter beachtet werden. Darunter ist sie Summe über alle Spalten der Pixelmatrix zu sehen; die Abszisse zeigt die Spaltennummer s und die Ordinate die normalisierte Photonenanzahl. Schneiden Sie durch das Eingeben von Werten in **Oben** und **Unten** das Spektrum zurecht um das Rauschen zu eliminieren (erneut **Zeige Spektrum**). Es sollte nur noch das Spektrum des Sterns zu sehen übrig bleiben. Achten Sie darauf nicht zu viel abzuschneiden. In **Rotation** können sie einen Winkel in Grad eintragen um das Sternspektrum waagerecht zu drehen (Kommazahlen mit Punkt!). Wenn Sie zufrieden sind, schreiben Sie die Daten mit **Exportiere Daten** aus. Die

Datei `output.dat` hat drei Spalten: die Spalte s , die Photonenanzahl des Sterns und der Lampe. Achtung: Die Datei wird jedes Mal überschrieben!

Zur weiteren Auswertung muss nun die Spaltennummer s in eine Wellenlänge umgerechnet werden. Bestimmen Sie dazu s und λ markanter Peaks des Kalibrierspektrums. Nutzen Sie dafür die Graphiken im Anhang. Tragen Sie s und λ der Kalibrierpeaks auf und passen Sie eine geeignete Funktion

$$\lambda = \lambda(s)$$

daran an. Mit dieser können Sie das Sternspektrum wellenlängenabhängig darstellen. Werten Sie diese Spektren dem Versuchsteil entsprechend aus.

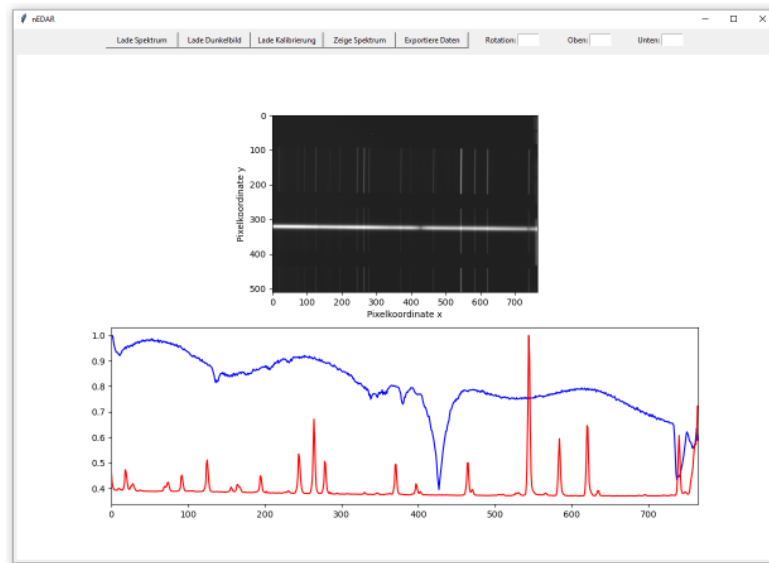


Abbildung 6: nEDAR in Windows 10. Zu sehen ist ein Spektrum von Vega. Das Rauschen ist verhältnismäßig klein. Oben rechts müssen Sie die Werte eintragen.

3 Dopplereffekt und Bewegung der Erde

In mehreren Teilversuchen ist der Dopplereffekt ein zentrales Element.

Vor Aufgabe 3.1: Was ist der Dopplereffekt? Wie lautet die Formel für den optischen Dopplereffekt? Zeigen Sie für $v \ll c$, dass

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}. \quad (1)$$

Die Bewegung der Erde um die Sonne trägt zur Dopplerverschiebung bei und muss rausgerechnet werden.

Vor Aufgabe 3.2: Zeigen Sie, dass wir uns zum Zeitpunkt t (gemessen ab Frühlingsanfang) mit

$$v = -29,8 \frac{\text{km}}{\text{s}} \cdot \cos(\beta_\star) \cdot \sin(\lambda_\odot(t) - \lambda_\star) \quad (2)$$

relativ zu einem Stern mit den ekliptikalischen Koordinaten $(\lambda_\star, \beta_\star)$ bewegen.

4 Spektroskopische Doppelsterne

4.1 Grundkenntnisse

- Arten von Doppelsternen, Was ist jeweils messbar?
- Klassisches Zweikörperproblem, Keplersche Gesetze
- Dopplereffekt

4.2 Vorbereitung

In einem Doppelsternsystem umkreisen sich zwei Sterne der Masse M_1 und M_2 . Liegt der Beobachter genau in der Orbitalebene, kann er aus der Verschiebung einzelner Spektrallinien die Geschwindigkeitskomponenten $v_1(t)$ und $v_2(t)$ bezüglich seiner Sichtlinie berechnen. Im Fall eines kreisförmigen Orbits zeigen die gemessenen Geschwindigkeitskomponenten die Zeitabhängigkeit

$$v_j(t) = v_j^{\text{orb}} \cdot \sin\left(\frac{2\pi t}{P}\right). \quad (3)$$

Dabei ist v_j^{orb} die Orbitalgeschwindigkeit von Stern j und P die Umlaufzeit des Systems. Die Größe

$$\varphi = \frac{t}{P} \mod 1 \quad (4)$$

ist die Phase des Systems (nicht der Phasenwinkel) und nimmt Werte zwischen 0 und 1 an. Periodische Eigenschaften von Doppelsternen, Veränderlichen und Exoplaneten werden mit dieser Größe beschrieben.

Liegt der Beobachter nicht in der Orbitalebene, so ändert sich Gleichung 3 zu

$$v_j(t) = v_j^{\text{orb}} \cdot \sin(i) \cdot \sin\left(\frac{2\pi t}{P}\right). \quad (5)$$

Dabei ist i die (spektroskopisch nicht bestimmbare) Inklination, also der Winkel zwischen Sichtlinie und der Normalen der Orbitalebene. Misst man nun v_j als Funktion der Phase, lässt sich die Amplitude (*Geschwindigkeitsamplitude*) $K_j := v_j^{\text{orb}} \sin(i)$ der zeitabhängigen Radialgeschwindigkeitskurve als das Maximum der Sinuskurve

$$v_j(\varphi) = K_j \cdot \sin(2\pi\varphi) \quad (6)$$

bestimmen. Bewegt sich das System relativ zur Sonne, tritt eine Radialgeschwindigkeit γ hinzu.

Vor Aufgabe 4.1: Skizzieren Sie $v_i(t)$ für den Fall eines runden und eines exzentrischen Orbits. Beachten Sie dabei das zweite Keplersche Gesetz.

Vor Aufgabe 4.2: Zeigen Sie, dass

$$M \sin^3 i = \frac{K^3 P}{2\pi G}, \quad \text{und} \quad \frac{M_1}{K_2} = \frac{M_2}{K_1} = \frac{M}{K} \quad (7)$$

mit $M = M_1 + M_2$ und $K = K_1 + K_2$ sowie

$$f(M) := \frac{M_2^3 \sin^3 i}{M^2} = \frac{PK_1^3}{2\pi G}. \quad (8)$$

Gleichung (8) wird als Massenfunktion des Doppelsternsystems bezeichnet. Mit ihr lässt sich die Masse M_2 nach unten abschätzen. Das ist besonders nützlich, wenn die zweite Komponente des Systems nicht oder nur schwach im optischen sichtbar ist, was zum Beispiel in Röntgendoppelsternen (normaler Stern + Neutronenstern/Schwarzes Loch) der Fall ist.

4.3 Beobachtung und Auswertung

Nehmen Sie ein Spektrum des Doppelsterns β Aurigae in der Nähe der $H\alpha$ -Linie auf. Die Integrationszeit sollte etwa 5 min betragen und die Stellschraube auf den $H\alpha$ -Bereich gestellt sein. Nehmen Sie anschließend ein Dunkel- sowie ein Kalibrierbild auf.

Extrahieren Sie das Spektrum mit nEDAR und führen Sie einen linearen Fit zur Wellenlängenkalibrierung durch. Bestimmen Sie anschließend die Lage der Absorptionslinien $H\alpha$, SiII 6347,1 Å, SiII 6371,4 Å und FeII 6456,4 Å. Achtung: Sie können schwierig zu erkennen und nur einige Pixel auseinander liegen! Hier ist das Anfitten von Linienprofilen meistens nicht hilfreicher als das Ablesen mit dem Auge. Berechnen Sie die korrespondierenden Geschwindigkeiten. Zur Auswertung sind noch mehr Spektren zu verschiedenen Zeitpunkten (Phasen) nötig. Diese werden Ihnen von den Tutoren zur Verfügung gestellt. Werten Sie auch diese Spektren wie oben aus und korrigieren Sie die Orbitalbewegung der Erde.

Bestimmen Sie zunächst die Radialgeschwindigkeit γ des Gesamtsystems mit Hilfe einiger Spektren ohne Aufspaltung. Bestimmen Sie dann das Massenverhältnis q , indem das Geschwindigkeitsverhältnis der Linienpaare bilden nachdem Sie die Radialgeschwindigkeit subtrahiert haben: $q = \frac{K_1}{K_2} = -\frac{v_1 - \gamma}{v_2 - \gamma}$. Bestimmen Sie zuletzt K , indem Sie eine $|\sin|$ -Funktion an $|v_1 - v_2|$ als Funktion der Phase φ anpassen. Sie können der ältesten Aufnahme $\varphi = 0$ zuordnen. Berechnen Sie $v_{1,2}(\varphi)$ und stellen Sie die Kurven zusammen mit den Messwerten dar (mit γ). Schätzen Sie damit die Gesamtmasse $M \sin^3 i$ sowie die Einzelmassen $M_{1,2} \sin^3 i$ und schätzen Sie auch den Fehler der Massenbestimmungen. Diskutieren Sie die Ergebnisse, indem Sie eine Inklination von $76,8(1)^\circ$ (Southworth et al., 2007) annehmen und mit der Spektralklasse und/oder anderen Arbeiten vergleichen.

4.4 Parameter der Systeme

4.4.1 β Aurigae

- Andere Namen: Menkalinan, HD 40183
- Rektaszension $\alpha = 05^h 59^m 32^s$
- Deklination $\delta = +44^\circ 56' 51''$
- Scheinbare Helligkeit $m_V = 1,90$
- Spektralklasse: A1 IVm + A1 IVm
- Paralaxe $\pi = 40,21(23)$ mas
- Umlaufzeit $P = 3,9600400(27)$ d
- Exzentrizität $\varepsilon = 0$

(nach <https://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)

5 Abhängigkeit der H α -Linie von der Spektralklasse

Mit dem Aufkommen der Spektroskopie und Entdeckung der Fraunhofer-Linien 1814 begann sich aus der Astronomie die Astrophysik zu entwickeln. Es war nun durch die Spektralanalyse möglich, Sterne physikalisch zu untersuchen. So entstand in den 1880ern, als die Verbindung zwischen Spektrallinien und Temperatur verstanden wurde, die *Harvard-Klassifikation* der Spektren. In diesem Versuchsteil soll dieser Zusammenhang anhand der H α -Linie von Hauptreihensternen untersucht werden.

5.1 Grundkenntnisse

- Spektralklassen, Hertzsprung-Russell-Diagramm, Hauptreihe
- Das Wasserstoff-Atom (nach Bohr), H α -Übergang
- Spektrallinien: Entstehung, Stärke, Form, Äquivalenzbreite
- Statistische Physik: Boltzmann-Verteilung, Saha-Gleichung
- Literatur: z.B. Unsöld and Baschek (2002) Abschnitt 7.1.2 oder Karttunen et al. (2017) Abschnitt 9.2

5.2 Vorbereitung

Für diesen Versuch genügt es das Wasserstoffatom als Drei-Niveau-System zu beschreiben, das heißt wir betrachten ein Wasserstoffatom, in dem es nur $n = 1, 2, 3$ gibt. Wie stark welcher Zustand bei einer bestimmten Temperatur T besetzt ist, gibt die Boltzmann-Verteilung an. Welcher Anteil des Wasserstoffs bei T ionisiert und welcher atomar vorliegt, wird durch die Saha-Gleichung beschrieben. Sie lässt sich über die *Zustandssumme* Z (eine Größe der statistischen Physik) herleiten: Seien n_0 , n_+ und n_e die Teilchenzahldichten von neutralem Wasserstoff, Protonen und Elektronen und Z_0 , Z_+ und Z_e die Zustandssummen dieser Teilchen, dann gilt:

$$\frac{n_0}{n_+ \cdot n_e} = \frac{Z_0/V}{Z_+/V \cdot Z_e/V}. \quad (9)$$

Die Zustandssumme ist hier als Produkt von Translationszustandssumme Z_{tr} und interner Zustandssumme Z_{int} darstellbar:

$$Z_{\text{tr}} = \left(\frac{\sqrt{2\pi m k_B T}}{h} \right)^3 V = \frac{V}{\lambda_{\text{th}}^3}, \quad Z_{\text{int}} = \sum_i g_i e^{-E_i/k_B T}. \quad (10)$$

Hierbei sind k_B die Boltzmann-Konstante, h das Plancksche Wirkungsquantum, T die Temperatur, m die Teilchenmasse, λ_{th} die thermische Wellenlänge, g_i der Entartungsgrad und E_i die Energie eines Zustands/Niveaus.

Vorübung 5.1: Leiten Sie hieraus die Saha-Gleichung für ein Wasserstoff-Drei-Niveau-System her. Was müssen sie für E_i beim Wasserstoff einsetzen? Welchen Entartungsgrad g haben Wasserstoff im Zustand n , Proton und Elektron?

Der Partialdruck p_e der Elektronen (ein ideales Gas) in Atmosphären von Hauptreihensternen beträgt etwa 10 Pa.

Vorufgabe 5.2: Zeigen Sie, dass derjenige Anteil, der in dem Zustand vorliegt, der die $H\alpha$ -Linie erzeugt, durch

$$n_2 = \frac{8p_e \lambda_{th,e}^3 e^{\chi/4k_B T}}{4k_B T + p_e \lambda_{th,e}^3 Z_{int,0}}, \quad Z_{int,0} \approx 2 e^{\chi/2k_B T} + 8 e^{\chi/4k_B T} + \dots \quad (11)$$

gegeben ist. Stellen Sie dies graphisch dar. Ordnen Sie den Temperaturen Spektralklassen zu. Erklären Sie den Verlauf der Kurve anschaulich.

5.3 Beobachtung und Auswertung

Wählen Sie aus `SterneHalpha.txt` fünf noch nicht beobachtete Sterne verschiedener sinnvoller Spektralklassen nach ihrer Sichtbarkeit aus. Nehmen Sie ihre $H\alpha$ -Linie auf. Die Integrationszeit beträgt je nach Stern etwa 0,5 bis 7 min, abhängig von seiner Magnitude. Die Stellschraube soll auf den $H\alpha$ -Bereich gestellt werden. Machen Sie nach jedem Spektrum eine Dunkel- und dann eine Kalibrieraufnahme. Sie erhalten zusätzlich einige Spektren von schon beobachteten Sternen.

Extrahieren Sie das Spektrum mit nEDAR und führen Sie einen linearen Fit zur Wellenlängenkalibrierung durch. Bestimmen Sie anschließend die Äquivalenzbreite der $H\alpha$ -Linie durch Anpassung einer geeigneten Kurve und begründen Sie Ihre Wahl. Achtung: Die Linie kann sehr schwach sein und es gibt andere Linien in der Nachbarschaft. Den Hintergrund können Sie als linear betrachten. Tragen Sie dann die Breite in Abhängigkeit von der Temperatur auf. In die selbe Graphik wird die oben berechnete Kurve eingezeichnet. Vergleichen Sie dann die Beobachtung mit der Theorie und erklären Sie die Unterschiede. Ist die Annahme $p_e = 10$ Pa gerechtfertigt?

5.4 Umrechnung von Spektralklassen in Temperaturen

Spektralkl.	Temp./K	Spektralkl.	Temp./K	Spektralkl.	Temp./K
O3	48000	B8	11950	G2	5811
O5	44000	A0	9572	G5	5657
O6	43000	A2	8985	G8	5486
O8	37000	A5	8306	K0	5282
B0	31000	A7	7935	K2	5055
B1	24100	F0	7178	K3	4973
B2	21080	F2	6909	K5	4623
B3	18000	F5	6528	K7	4380
B4	15870	F8	6160	M0	4212
B5	14720	G0	5943	M2	4076

Tabelle 1: Temperaturen nach Gray (2008). Fehlende Werte können linear interpoliert werden. Wie wird so eine Tabelle wohl erstellt?

5.5 Kontrollfragen

- Bei welcher Wellenlänge liegt der $H\alpha$ -Übergang?
- Was ist die Äquivalenzbreite? Wie bestimmt man sie?
- Wie ändert sich die Äquivalenzbreite einer Spektrallinie von kalt nach heiß? Warum?
- Wie führt man eine lineare Interpolation durch?

6 Sternwinde

Fast alle Sterne verlieren Materie ins Interstellare Medium. Dieser Sternwind kann spektakuläre Erscheinungen wie Planetarische Nebel und Sternwindblasen hervorrufen und hat, wenn der Massenverlust hoch genug, einen beträchtlichen Einfluss auf die Entwicklung des Sterns, wie z.B. der Übergang von AGB-Stern zu Weißen Zwerg oder von O-Stern zu WR-Stern. Das Zwischenstadium zwischen den letztgenannten bilden wahrscheinlich die LBV, deren (End)Windgeschwindigkeit v_∞ wir hier bestimmen wollen.

6.1 Grundkenntnisse

- Hertzsprung-Russell-Diagramm, Entwicklung der Sterne darin
- Eddington-Leuchtkraft, Humphreys-Davidson-Grenze
- Leuchtkräftige Blaue Veränderliche, Wolf-Rayet-Sterne
- Winde heißer und kühler Sterne: Antrieb, Geschwindigkeit, Dichte
- Emission und Absorption von Licht, Dopplereffekt, P Cygni-Profil

Vor Aufgabe 6.1: Die Sonne hat eine Massenverlustrate $\dot{M} = 10^{-14} M_\odot/\text{a}$. Ist ihr Massenverlust während ihrer Hauptreihenphase relevant? Ist er es bei ζ Puppis ($50 M_\odot$, $\dot{M} = 10^{-6} M_\odot/\text{a}$)?

Die Winde heißer und kühler Sterne unterscheiden sich in Antrieb, Geschwindigkeit und Dichte. Ein Grund dafür sind die unterschiedlichen Fluchtgeschwindigkeiten.

Vor Aufgabe 6.2: Zeigen Sie, dass ein Stern der Leuchtkraft L eine Fluchtgeschwindigkeit von

$$v_{\text{esc}} = \sqrt{\frac{2GM}{R}(1 - \Gamma)}, \quad \Gamma = \frac{\kappa L}{4\pi cGM}$$

hat (κ ist die Opazität). Welche Fluchtgeschwindigkeiten haben die Sonne, ein typischer O-Stern und ein typischer RSG? Erklären Sie mit Hilfe der Kontinuitätsgleichung

$$\dot{M} = 4\pi r^2 \rho(r) v(r),$$

wie sich Dichte und Windgeschwindigkeit heißer und kühler Sterne unter der Annahme, dass $v(r)$ mit v_{esc} skaliert, zueinander verhalten.

Beim Betrachten bestimmter Linien eines Sterns mit hoher Massenverlustrate empfängt der Beobachter zwei Komponenten (vgl. Abbildung 7): eine breite Emissionskomponente und ein blauverschobener Absorptionstrog. Statt einer normalen Spektrallinie, beobachtet man ein so genanntes *P Cygni-Profil*.

Vor Aufgabe 6.3: Erklären Sie mithilfe von Abbildung 7 die Entstehung des P Cygni-Profils. Warum ist die Absorptionskomponente verschoben, warum ist die Emissionskomponente verbreitert? Warum hat der Bereich O keinen Einfluss auf das Spektrum? Welche Information liefert die blaue Kante des Absorptionstrogs?

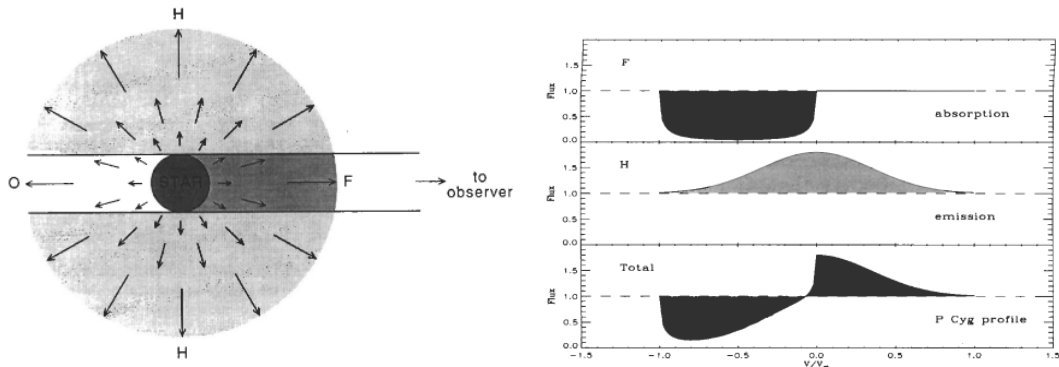


Abbildung 7: Entstehung eines P Cygni-Profiles. Abszisse: v/v_∞ (Lamers and Cassinelli, 1999).

6.2 Beobachtung und Auswertung

Nehmen Sie ein Spektrum von P Cygni auf. Die Integrationszeit sollte etwa 5 min betragen und die Stellschraube auf den $H\alpha$ -Bereich gestellt sein. Nehmen Sie anschließend ein Dunkel- sowie ein Kalibrierbild auf.

Extrahieren Sie das Spektrum mit nEDAR und führen Sie einen linearen Fit zur Wellenlängenkalibrierung durch. Bestimmen Sie anschließend die Lage des Maximums der Emissionskomponente und die blaue Kante der Absorptionskomponente der Spektrallinien $H\alpha$, NII 6482,0 Å und $HeII$ 6678,2 Å. Begründen Sie Ihre Methode. Berechnen Sie die Endgeschwindigkeit v_∞ und schätzen Sie den Fehler dieser Geschwindigkeitsbestimmung. Bestimmen Sie auch die Radialgeschwindigkeit des Sterns. Es gibt auch (Emissions-)Linien ohne P Cygni-Profil, z.B. die Dubletts $SIII$ 6347,1/6371,4 Å und CII 6578,1/6582,9 Å.

6.3 Eigenschaften P Cygni

- Andere Namen: HD 193237
- Rektaszension $\alpha = 20^h 17^m 47^s$
- Deklination $\delta = +38^\circ 01' 59''$
- Ekliptikale Länge $\lambda = +321^\circ 46' 42''$
- Ekliptikale Breite $\beta = +55^\circ 27' 06''$
- Scheinbare Helligkeit $m_V = 4,82$
- Spektralklasse: B1-2 Ia-0 epq
- Paralaxe $\pi = 0,32(16)$ mas

(nach <https://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)

7 Wolf-Rayet-Sterne

Wolf-Rayet-Sterne zeigen Gegensatz zu normalen Sternen starke und breite Emissionslinien. Dieses Erscheinungsbild wird als starker, optisch dicker Sternwind eines leuchtkräftigen, sehr heißen Sterns interpretiert. Die hohe optische Dichte des Sternwind lässt den Beobachter nicht bis auf eine ruhende Photosphäre schauen, sodass alles Licht, das wir von einem WR-Stern empfangen, aus dem sich bewegenden Wind stammt. Auf Grund der enormen Windgeschwindigkeit erscheinen die Linien dieser Sterne sehr breit. Bei den Emissionslinien handelt es sich um die Elemente Helium, Stickstoff und Kohlenstoff. Wasserstoff wird nur sehr selten beobachtet. Man geht davon aus, dass der Wind den Kern des Sterns und damit das prozessierte Material freigelegt hat.

7.1 Grundkenntnisse

- Hertzsprung-Russell-Diagramm, Entwicklung der Sterne darin, stellare Nukleosynthese
- Post-Hauptreihen-Entwicklung schwerer Sterne (= alles, was kein Weißer Zwerg wird)
- Wolf-Rayet-Sterne, insbesondere wie man sie erkennt, WN- vs. WC-Sterne
- Emission und Absorption von Licht, Äquivalentbreite, optisch dick und dünn

Voraufgabe 7.1: Von welcher Größe ist die natürliche Breite der CIV-Linien bei 5807Å und der HeII-Linie bei 4686Å ?¹

WR-Sterne werden nach den Elementen in ihren Spektren in die Klassen WN und WC eingeteilt. Die WN-Sterne werden dabei häufig noch in WNL (*late*, Wasserstoff vorhanden) und WNE (*early*, kein Wasserstoff) unterteilt.

Voraufgabe 7.2: In welcher Entwicklungssequenz stehen O-, WC-, WNL-, WNE-Sterne und LBVs? Warum ist bei WN-Sternen Stickstoff charakteristisch?

Je nach Äquivalentbreite der Linien HeII 4686Å , NIII $4634\text{--}41\text{Å}$, NIV 4058Å und NV $4603\text{--}19\text{Å}$ bzw. CIII 5696Å , CIV $5801\text{--}12\text{Å}$ und OV $5572\text{--}98\text{Å}$ unterscheidet man nach Tabelle 2 weitere Unterklassen.

Voraufgabe 7.3: Welcher physikalischen Ordnung folgen die Spektraltypen WN11 bis WN3 bzw. WC9 bis WC4? Wie begründen sich daraus die Kriterien in Tabelle 2?

WN-Typ	Kriterium	WC-Typ	Kriterium
WN11	NII \gg NIII	WC9	CIII $>$ CIV
WN10	NII \sim NIII	WC8	CIII \sim CIV
WN9	NII \ll NIII \gg NIV	WC7	CIII $<$ CIV, CIII \gg OV
WN8	NIII \gg NIV und NIII \sim HeII	WC6	CIII \ll CIV, CIII $>$ OV
WN7	NIII \gg NIV und NIII $<$ HeII	WC5	CIII \ll CIV, CIII $<$ OV
WN6	NIII \sim NIV \gg NV	WC4	CIII \ll CIV, CIII \ll OV
WN5	NIII \sim NIV \sim NV	WO	OVI vorhanden, kein CIII
WN4	NIII \ll NIV \sim NV		
WN3	NIII \ll NIV \ll NV		

Tabelle 2: Klassifikation von WR-Sternen nach van der Hucht (2001, vereinfacht)

¹https://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html

7.2 Beobachtung und Auswertung

Nehmen Sie ein Spektrum eines Wolf-Rayet-Sterns auf. Verwenden sie das 200 mm^{-1} -Gitter. Die Integrationszeit sollte etwa 10 min betragen und die Stellschraube so gestellt sein, sodass alle Hg-Linien der Kalibrierlampe zu sehen sind. Nehmen Sie anschließend ein Dunkel- sowie ein Kalibrierbild auf.

Extrahieren Sie das Spektrum mit nEDAR und führen Sie einen linearen Fit zur Wellenlängenkalibrierung (Hg-Linien aus Abb. 9 und 10) durch. Identifizieren Sie die oben genannten Spektrallinien und bestimmen sie ihre Äquivalentbreite. Beachten Sie, dass auch andere Linien auftreten können, z.B. die Pickering-Serie, HeI 4027Å, HeI 4471Å, HeI 5875Å und CIII/IV 4650Å. Sie und eventuelle weitere Linien sollten auch identifiziert werden. Wichten Sie die Äquivalentbreiten mit der Quanteneffizienz (Abb. 5) und schätzen Sie mit Hilfe von Tab. 2 den Spektraltyp. Finden Sie Indizien für einen O-Stern-Begleiter im Spektrum?

7.3 Beobachtbare Wolf-Rayet-Sterne

Name	HD-Nummer	Rektaszension	Deklination	m_V	d/kpc
WR 133	HD 190918	20 ^h 05 ^m 57 ^s	+35° 47' 18''	6,77	1,85
WR 134	HD 191765	20 ^h 10 ^m 14 ^s	+36° 10' 35''	7,99	1,75
WR 135	HD 192103	20 ^h 11 ^m 54 ^s	+36° 11' 50''	8,09	1,98
WR 136	HD 192163	20 ^h 12 ^m 07 ^s	+38° 21' 18''	7,44	1,93
WR 137	HD 192641	20 ^h 14 ^m 31 ^s	+36° 39' 40''	7,92	2,10
WR 138	HD 193077	20 ^h 17 ^m 00 ^s	+37° 25' 24''	8,06	2,47
WR 139	HD 193576	20 ^h 19 ^m 32 ^s	+38° 43' 54''	8,00	1,31
WR 140	HD 193793	20 ^h 20 ^m 28 ^s	+43° 51' 16''	6,87	1,64

Tabelle 3: Vom AIfA aus beobachtbare Wolf-Rayet-Sterne nach Rosslowe and Crowther (2015, <http://pacrowther.staff.shef.ac.uk/WRcat/>)

Literatur

- Baader Planetarium (2003). SBIG. <http://www.sbig.de/sbig-history/htm-sbig/sbig-neuigkeiten-01.htm>. Zugriff: 30. Sept. 2019.
- Baader Planetarium (2014). Dados Manual. https://www.baader-planetarium.de/dados/download/dados_manual_english.pdf. Zugriff: 28. Sept. 2019.
- Cochetti, Y. R., Zorec, J., Cidale, L. S., Arias, M. L., Aidelman, Y., Torres, A. F., Frémat, Y., and Granada, A. (2020). Be and Bn stars: Balmer discontinuity and stellar-class relationship. *Astronomy & Astrophysics*, 634:A18.
- Dufton, P. L., Langer, N., Dunstall, P. R., Evans, C. J., Brott, I., de Mink, S. E., Howarth, I. D., Kennedy, M., McEvoy, C., Potter, A. T., Ramírez-Agudelo, O. H., Sana, H., Simón-Díaz, S., Taylor, W., and Vink, J. S. (2013). The VLT-FLAMES Tarantula Survey. X. Evidence for a bimodal distribution of rotational velocities for the single early B-type stars. *Astronomy & Astrophysics*, 550:A109.
- Ghosh, K. K., Apparao, K. M. V., and Pukalenth, S. (1999). Observations of BN and AN stars: New Be stars. *Astronomy & Astrophysics Supplement*, 134:359–364.
- Gray, D. F. (2008). *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*.
- Hopkins, J. L. (2014). *Using Commercial Amateur Astronomical Spectrographs*.
- Hubbell, G. R. (2013). *Scientific Astrophotography*.
- Kaler, J. B. (1994). *Sterne und ihre Spektren. Astronomische Signale aus Licht*.
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., and Donner, K. J. (2017). *Fundamental Astronomy, 7. Auflage*.
- Kneip, R. (2015). Website. <https://www.ltam.lu/physique/astrophysics/spectroscopy/dados/dados.html>. Zugriff: 30. Sept. 2019.
- Lamers, H. J. G. L. M. and Cassinelli, J. P. (1999). *Introduction to Stellar Winds*.
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., and Martayan, C. (2013). Classical Be stars. Rapidly rotating B stars with viscous Keplerian decretion disks. *The Astronomy and Astrophysics Review*, 21:69.
- Rivinius, T., Štefl, S., and Baade, D. (2006). Bright Be-shell stars. *Astronomy and Astrophysics*, 459(1):137–145.
- Rosslowe, C. K. and Crowther, P. A. (2015). Spatial distribution of Galactic Wolf-Rayet stars and implications for the global population. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 447(3):2322–2347.
- Southworth, J., Bruntt, H., and Buzasi, D. L. (2007). Eclipsing binaries observed with the WIRE satellite. II. β Aurigae and non-linear limb darkening in light curves. *Astronomy and Astrophysics*, 467(3):1215–1226.
- Unsöld, A. and Baschek, B. (2002). *Der neue Kosmos. Einführung in die Astronomie und Astrophysik, 7. Auflage*.
- van der Hucht, K. A. (2001). The VIIth catalogue of galactic Wolf-Rayet stars. *New Astronomy Reviews*, 45(3):135–232.

Weigert, A. and Wendker, H. J. (2009). *Astronomie und Astrophysik – ein Grundkurs*.

Falls diese Bücher nicht verfügbar sind oder weite Hintergrundliteratur gewünscht wird, einfach den Tutor ansprechen.

A Referenzwellenlängen zur Kalibrierung

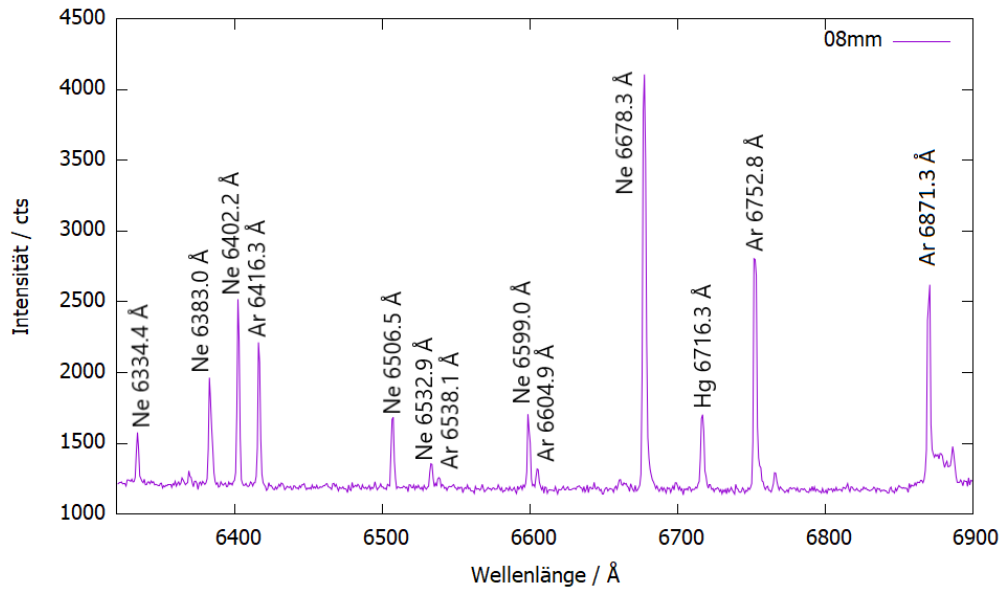


Abbildung 8: Kalibrierlampe im H α -Bereich.

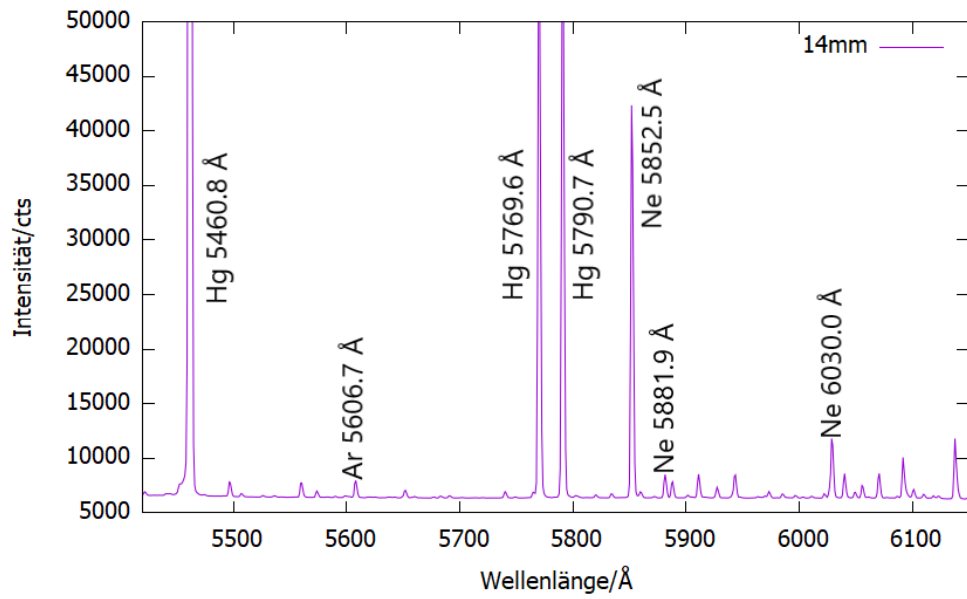


Abbildung 9: Kalibrierlampe bei 1,4 mm.

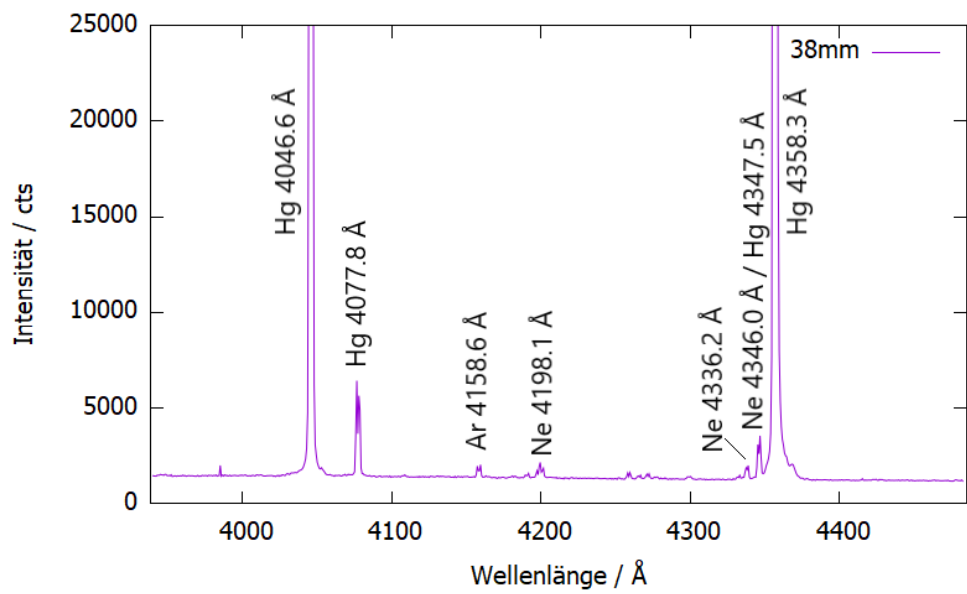


Abbildung 10: Kalibrierlampe bei 3,8 mm. Manche Linien erscheinen doppelt, weil sie nicht scharf gestellt wurden.