

# Observatoriumspraktikum

## Spektroskopie

HEURITSCH Julia, 0904211

KENN Michael, 8725258

24. Januar 2011

### **Zusammenfassung**

Im Rahmen des Observatoriumspraktikums WS2010 wird mit einer CCD Kamera ein Sonnenspektrum aufgenommen. Anhand eines ThAr-Vergleichspektrums werden Banden, spektrale Auflösung und Signal-Noise-Ratio (S/N) dieses Spektrums identifiziert. Ferner wird eine Spektroskopie des offenen Sternhaufen OP4231 durchgeführt. Dabei wird mit Hilfe eines Farb-Helligkeitsdiagramms und der Radialgeschwindigkeiten die Zugehörigkeit von 10 Sample-Sternen zum Haufen überprüft. Für zwei ausgewählte Sterne wird die erforderliche Belichtungszeit zur Bestimmung der Elementhäufigkeiten errechnet.

## **1 Das Sonnenspektrum**

### **1.1 Aufnahmen**

Für die Aufnahmen verwendeten wir einen Rothschild-Prismenspektrographen mit 2 Apparaturen bestehend aus Glasfaserkabeln. Die eine Apparatur benötigten wir um das Sonnenspektrum aufzunehmen, die andere für die Aufnahme eines Vergleichspektrums, deren Lichtquelle von einer Thorium-Argon Lampe stammte. Um diese Spektren auch graphisch darstellen zu können verwendeten wir die CCD Camera SBIG ST-8 3 (Gain 2.390), die wir über die Software MaxIm DL steuerten. Nachdem wir die Kamera fokussiert hatten und den Spalt einstellten (wir machten ihn ganz zu) führten wir, wie

üblich, die BIAS-, FLAT- und DARK-Aufnahmen aus. Aus diesen konnten wir dann die benötigten Daten mit Hilfe des "Line Profile Window" der Software extrahieren. Wir exportierten also sowohl die einzelnen Intensitätswerte/Pixelposition des Sonnenspektrums als auch die des Th-Ag-Spektrums in ein CSV-Format.

## 1.2 Das Thorium-Argon-Vergleichsspektrum

Zur Kalibrierung des Sonnenspektrums haben wir ein Thorium-Argon Vergleichsspektrum aufgenommen. Die Banden eines solchen Vergleichsspektrums sind sehr detailliert dokumentiert [1]. In Pixelkoordinaten ist das Spektrum gegen kürzere (blaue) Wellenlängen hin verhältnismässig weiter auseinandergezogen. Eine lineare Zuordnung zwischen Pixelposition und Wellenlänge reicht demnach nicht aus.

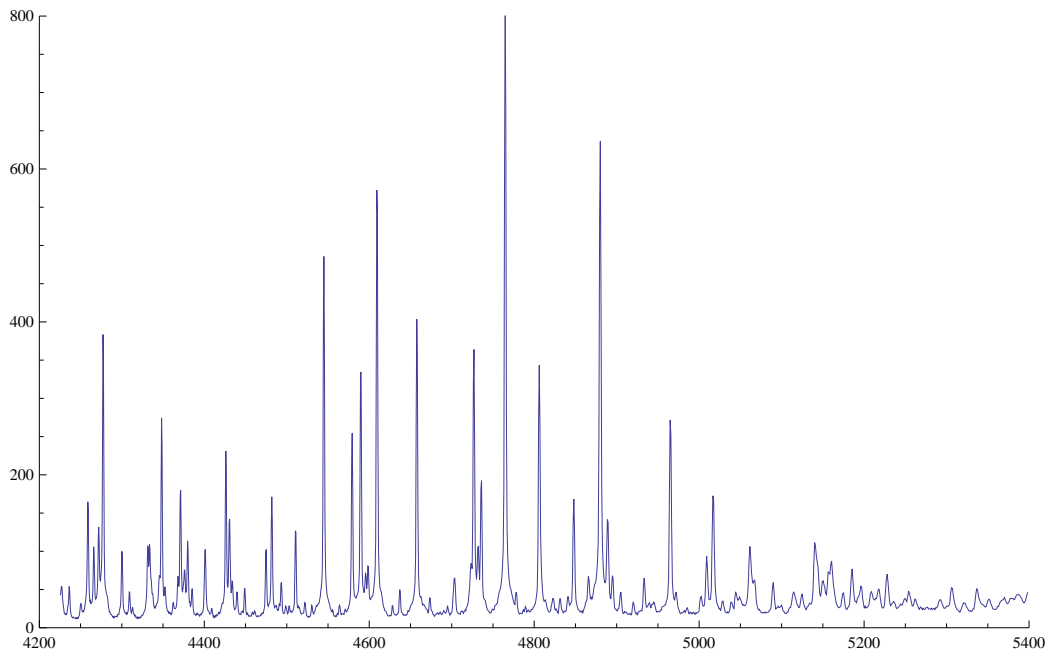


Abbildung 1: Das Thorium-Argon-Referenzspektrum. Die hier beschriftete Skalierung der x-Achse ist Teil der Aufgabe

### Identifikation der ThAr-Linien :

Diese Aufgabe hat sich als sehr mühsam und langwierig herausgestellt. Unsere Zuordnungsversuche mit den im Rahmen des Praktikums zur Verfügung gestellten Werten waren für zu viele Banden unsicher. Wir haben deshalb auf einen alternativen Thorium-Argon Atlas [1] zurückgegriffen. In Tabelle 1 sind jene 22 Banden angeführt, die von uns zweifelsfrei indentifiziert werden konnten.

Interpolierte Positionen der gemessenen Banden	Referenzbanden laut Literatur	Fehler der Interpolation
102.26	4277.53	-0.20
236.21	4348.06	0.26
374.16	4426.00	0.20
467.07	4481.81	0.06
513.47	4510.73	0.01
566.94	4545.05	-0.08
618.86	4579.35	-0.12
634.51	4589.90	-0.14
663.38	4609.57	-0.12
732.20	4657.90	-0.12
825.78	4726.87	-0.05
832.60	4732.05	-0.03
837.64	4735.91	-0.05
875.14	4764.86	0.02
926.97	4806.02	0.11
977.93	4847.81	0.20
1015.82	4879.86	0.16
1026.41	4889.04	0.07
1076.95	4933.21	0.11
1112.34	4965.08	0.04
1160.08	5009.33	-0.15
1168.41	5017.16	-0.16

Tabelle 1: Stützstellen und Fehler bei Anpassung mit einem Polynom 3. Ordnung

### Interpolation der Pixelpositionen :

Das wesentliche Ergebnis der ThAr-Vergleichsaufnahme ist eine Funktion, die jeder Pixelposition einen Wert zuweist. Bei jenen Pixelpositionen  $x_0$ , an denen ein lokales Maximum vorliegt, besteht die Möglichkeit, dass es sich um eine Bandenposition handelt. Geht man davon aus, dass die einzelnen Banden ansatzweise symmetrisch sind so läßt sich die Bandenposition noch ein wenig verbessern. Dazu legt man durch das Maximum  $y_0$  sowie durch die Werte  $y_{-1}$  und  $y_1$  links und rechts vom Maximum eine Parabel<sup>1</sup>. Die Stützstellen sind demnach  $x_0$  bzw.  $x_0 \pm 1$ . Gewöhnlich geschieht das mit der Lagrangen Interpolationsformel:

$$f(x) = \sum_{i=1}^N \frac{\prod_{1 \leq j \leq n, j \neq i} (x - x_j)}{\prod_{1 \leq j \leq n, j \neq i} (x_i - x_j)} y_i$$

Für  $n = 3$  und  $x_{-1} = -1, x_0 = 0, x_1 = 1$  erhält man als verbesserte Bandenpixelposition  $x$

$$x = x_0 + \frac{1}{2} \frac{y_{-1} - y_1}{y_{-1} - 2y_0 + y_1}$$

Diese Position kann somit um bis zu  $\pm \frac{1}{2}$  Pixel von der ursprünglichen Position abweichen. Diese neuen Positionen sind unter der Annahme symmetrischer Banden garantiert nicht schlechter als die ursprünglichen, ganzzahligen Pixelpositionen.

### Wahl des Interpolationspolynoms :

Ein Vergleich der Literaturwerte der Bandenpositionen mit unseren Bandenpixelpositionen zeigt sofort, dass es sich nicht um eine lineare Zuordnung handeln kann. Je kürzer die Wellenlänge der Bandenposition, desto weiter sind die Pixel auseinandergezogen. Das liegt insbesondere an den Geräteeigenschaften des Spektrographen. Versuche mit polynomialen, subexponentialen und exponentialen Fitfunktionen haben gezeigt, dass die verhältnismässig besten Fits mit Polynomen  $P$  verschiedener Ordnung erzielt werden können:

$$\text{Bandenposition} = P(\text{Pixelposition})$$

Die Ordnung des Polynoms  $P$  muss so gewählt werden, dass die mit der Pixelposition als Argument errechneten Bandenpositionen sich von den Literaturwerten um weniger als einer vorgegeben Schranke unterscheiden. Die

---

<sup>1</sup>Durch diese drei Punkte ist die Parabel i.A. eindeutig festgelegt

Summe der Fehlerquadrate jener berechneten Bandenpositionen verglichen mit den Literaturwerten bei Interpolation mit einem Polynom  $n$ -ten Grades lauten:

$n$	$\sum \Delta y_i^2$
1	7816.31
2	56.26
3	0.36
4	0.01

Für  $n = 3$  sind die Fehler der errechneten Bandenpositionen durchwegs geringer als  $1 \text{ \AA}$ . Das entsprechende Polynom lautet

$$P(x) = 4225.66 + 4960.42x + 8395.91x^2 + 60899.6x^3$$

und ist in Abbildung 2 abgebildet. Das Argument  $x$  ist hier in  $\mu\text{m} = 10.000 \text{ \AA}$  einzugeben<sup>2</sup>. Tabelle 1 zeigt für die einzelnen Banden aufgeschlüsselt die interpolierten Stützstellen und den Fehler der Fit-Funktion.

### 1.3 Zuordnung der Sonnenbanden

Im Wellenlängenbereich  $[4200\text{ \AA}, 5000\text{ \AA}]$  gibt es 6 Fraundorferlinien, wobei jedoch jene beiden bei ca.  $4308\text{ \AA}$  mit einer theoretischen Pixelentfernung von  $0.32$  so knapp nebeneinanderliegen, dass sie für uns nicht auflösbar sind. Tabelle 2 zeigt, dass unser gewähltes Polynom die entsprechenden Bandenpositionen sehr genau trifft. Die ArTh-Kalibrierung erfolgt auf diesem Wellenlängenbereich, weswegen für Wellenlängen außerhalb dieses Bereichs mit etwas größeren Fehlern zu rechnen ist. Wie Abbildung 3 zeigt sind die Fraunhoferlinien in unserem gemessenen Sonnenspektrum sehr schön ersichtlich.

### 1.4 Spektrale Auflösung

Zur Berechnung des spektralen Auflösungsvermögens  $R$  benötigt man die Wellenlänge  $\lambda$  und die Halbwertsbreite  $\Delta\lambda = 2\sigma$  der Bande:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}$$

---

<sup>2</sup>Diese Einheit bietet sich an um die Koeffizienten in der gleichen Größenordnung zu halten

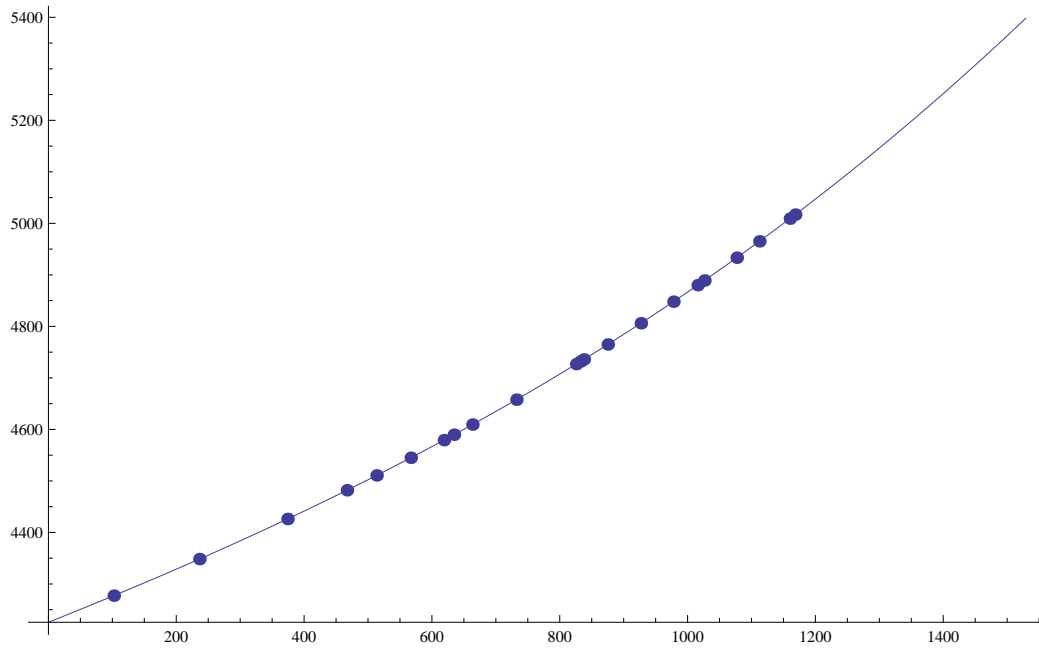


Abbildung 2: Zuordnung der Pixelpositionen zu den Bandenpositionen mittels eines Polynoms 3.Grades

Zur Bestimmung der Halbwertsbreiten  $\Delta\lambda$  steht uns leider keine geeignete Software zur Verfügung. Wir haben deshalb, repräsentativ für die 22 Banden, vier Banden ausgewählt und mit einem Lorentzprofil gefittet. Durch Parametertransformation läßt sich leicht zeigen, dass ein Lorentzprofil im Frequenzbereich wieder in ein Lorentzprofil im Wellenlängenbereich übergeht:

$$\begin{aligned}
 S(\nu) &= \frac{\frac{\sigma_\nu}{\pi}}{\sigma_\nu^2 + (\nu - \nu_0)^2} \\
 S(\lambda) &= \frac{\frac{\sigma_\lambda}{\pi}}{\sigma_\lambda^2 + (\lambda - \lambda_0)^2} \\
 \sigma_\lambda &= \frac{\sigma_\nu c}{\sigma_\nu^2 + \nu_0^2} \\
 \lambda_0 &= \frac{c}{\nu_0}
 \end{aligned}$$

exakte Bandenpos. [Å]	Fraunhofer Bezeichnung		interpolierte Bandenpos. [pixel]	interpolierte Bandenpos. [Å]	Fehler [Å]
	Bande	Element			
4307.74	G	Ca	161.43	4308.18	0.44
4307.90	G	Fe	161.43	4308.18	0.28
4340.47	G'	H <sub>γ</sub>	222.07	4340.62	0.15
4383.55	e	Fe	300.57	4384.00	0.45
4668.14	d	Fe	745.48	4667.34	-0.80
4861.34	F	H <sub>β</sub>	993.85	4861.37	0.03
4957.61	c	Fe	1103.97	5181.33	-0.07

Tabelle 2: Die gängigsten Fraunhoferlinien im Wellenlängenbereich [4200Å, 5000Å] und die von uns rechnerisch ermittelten Positionen

Wir fitten deshalb der Einfachheit halber gleich direkt im Wellenlängenbereich mit den freien Parametern  $\sigma_\lambda$ ,  $\lambda_0$  und  $I_0$ :

$$F(\lambda) = I_0 \frac{\frac{\sigma_\lambda}{\pi}}{\sigma_\lambda^2 + (\lambda - \lambda_0)^2}$$

In Abbildung 4 sind folgende Resultate graphisch dargestellt:

Bandenposition laut Literatur	Position $\lambda_0$	Halbwertsbreite $2\sigma_\lambda$	Intensität $I_0$	verwendete Pixelpunkte
4277.53	4277.35	1.960	1195.13	96-117
4609.57	4609.45	1.886	1872.74	652-685
4764.86	4764.91	2.183	2941.21	860-890
4965.08	4965.16	2.993	1333.69	1100-1126

Die daraus resultierenden Auflösungsvermögen  $R$  sind damit

Wellenlänge $\lambda$	Auflösungsvermögen $R$
4277.53	2182
4609.57	2443
4764.86	2183
4965.08	1659
Schnitt	2117

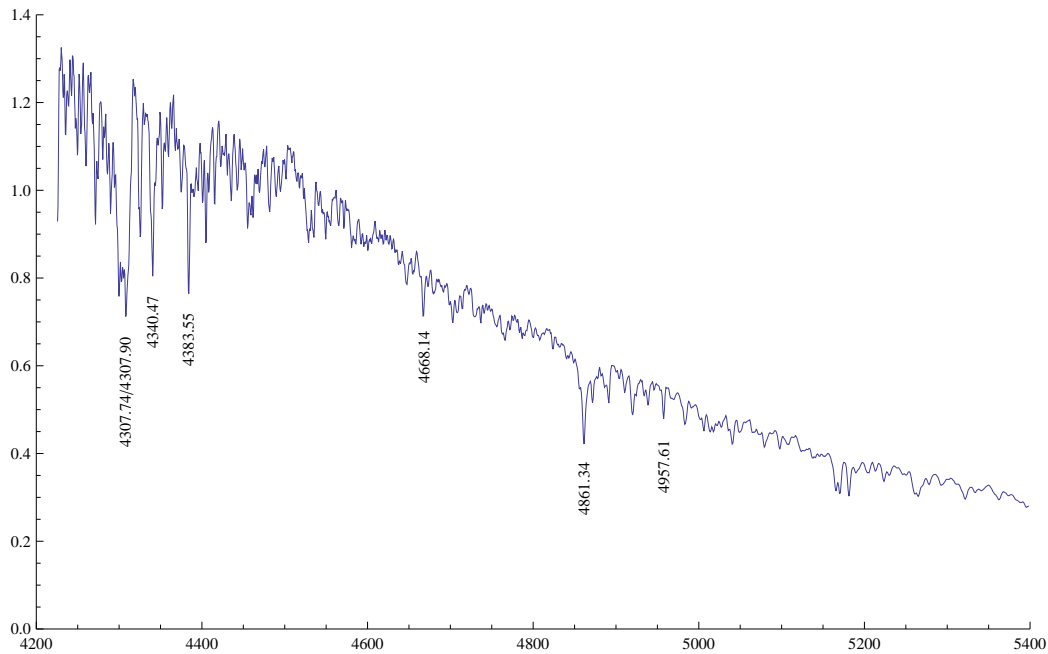


Abbildung 3: Unser gemessenes Sonnenspektrum mit seinen markantesten Absorptionslinien

## 1.5 Abschätzung des S/N Verhältnisses

Zur Abschätzung des Signal/Noise Verhältnisses haben wir das Sonnenspektrum ohne Flatfieldkorrektur herangezogen. Um die Gesamtanzahl der einfallenden Photonen  $N$  zu erhalten muss der gemessene Wert des Sonnenspektrums noch mit dem EGAIN der CCD Camera multipliziert werden<sup>3</sup>. Für die verwendete Camera ist EGAIN=2.390 der angegebene Wert des Herstellers. Geht man von einer Poisson-Verteilung der  $N$  einfallenden Photonen aus, so ist die Datenungenauigkeit  $\sigma = \sqrt{N}$ . Um eine Abschätzung nach oben zu erhalten haben wir den maximalen gemessenen Wert des Sonnenspektrums verwendet. Unsere Daten liefern so

$$S/N = \sigma_{\max} = \sqrt{2506.47 \cdot 2.390} = 77$$

<sup>3</sup>Details dazu finden sich im ersten Praktikumsprotokoll [3]



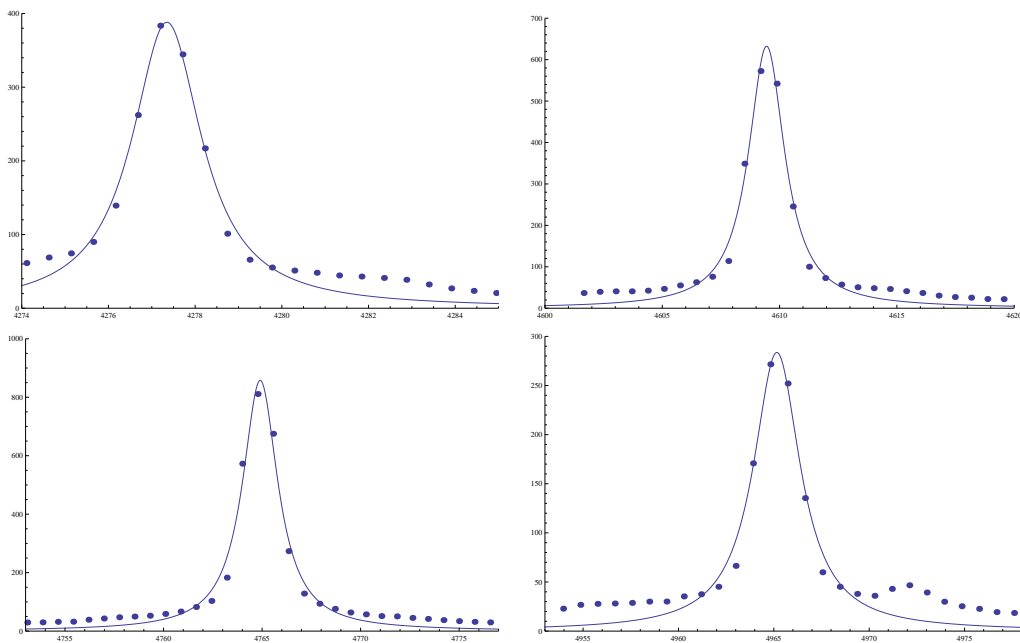


Abbildung 4: Fitting von 4 ausgewählten Banden des ArTh-Spektrums mit einem Lorentzprofil

## 1.6 Filteridentifikation

Eine Zusatzaufgabe ist, den Filter Nummer 6 zu untersuchen und seine mögliche Verwendung zu bestimmen. Mit den nun bereits gegebenen Daten ist das sehr einfach. Der Filter kann durch folgende Werte gut charakterisiert werden:

	Wert in $\text{\AA}$	Wert in Pixel
Filtermitte	4844.90	972.58
Filterhalbwertsbreite	119.59	143.65
Linker Halbwertswert	4785.10	900.75
Rechter Halbwertswert	4904.69	1044.40

Die ermittelte Filtermitte liegt nur ca.  $16\text{\AA}$  von der Position der Fraunhofer F-Linie ( $H_\beta$ ) entfernt. Es handelt sich demnach aller Voraussicht nach um einen Filter zum Messen von  $H_\beta$ -Linien. Abbildung 5 zeigt das Filterprofil.

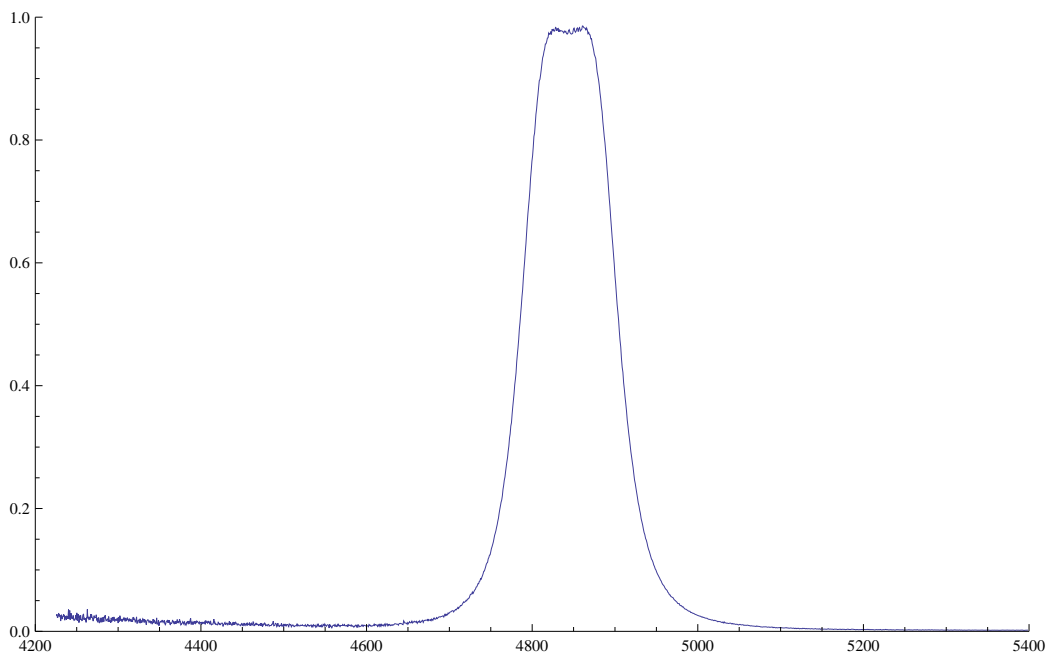


Abbildung 5: Beim Filter Nr. 6 handelt es sich um einen  $H_\beta$ -Filter

## 2 Spektroskopie OP 4231

Es soll mittels Farb-Helligkeitsdiagramm (FHD) und Bestimmung der Radialgeschwindigkeiten die Zugehörigkeit von 10 Sample-Sternen zum offenen Kugelsternhaufen OP 4231 überprüft werden. Ausserdem soll mittels ESO Exposure Time Calculator die Beobachtungszeit zur Bestimmung der Elementhäufigkeiten ermittelt werden.

### 2.1 Magnituden der 10 Sample-Sterne

Bei OP4231 handelt es sich um einen offenen Sternhaufen Er liegt in einer Entfernung von etwa  $662 \text{ pc}^4$ . Sein Farb-Exzess beträgt  $E(B - V) = 0.051$ . Gegeben sind 10 Sample-Sterne, für die jeweils relative Helligkeiten für B und V bekannt sind. Aus diesen Werten lassen sich sehr einfach die absolute Helligkeiten der 10 Sample-Stern ermitteln. Wir bezeichnen im folgenden den gemessenen resp. tatsächlichen Farbindex mit  $(B - V)$  und  $(B - V)_0$ , die absolute Helligkeiten mit  $Mag$ , relative Helligkeiten mit  $mag$ , den Abstand  $D$  in pc sowie die Extinktion mit  $A$ . Es gilt

$$\begin{aligned}(B - V)_0 + E(B - V) &= (B - V) = mag_B - mag_V \\ A_V &= R_e E(B - V) \\ Mag_V &= mag_V + 5 - 5 \log_{10} D - A_V\end{aligned}$$

Dabei ist  $R_e \approx 3.2$ , wie z.B. bei [2] nachgelesen werden kann. Die daraus errechneten absoluten Helligkeiten der 10 Sample-Sterne sind in Tabelle 3 zusammengefasst.

### 2.2 Farb-Helligkeits-Diagramm (FHD)

Die Zero Age Main Sequence (ZAMS) gibt im HRD die Hauptreihe wieder. Sterne, die die Hauptreihe noch nicht erreicht haben, liegen oberhalb dieser Linie. Da es sich bei OP 4231 um einen sehr jungen Sternhaufen handelt ist zu erwarten, dass sich alle Mitglieder oberhalb der ZAMS befinden (siehe Abbildung 6).

---

<sup>4</sup>Dieser Wert unterscheidet sich vom Angabewert  $266 \text{ pc}$ .

#	Typ	$mag_B$	$mag_V$	$(B - V)$	$(B - V)_0$	$Mag_V$
1	F8 III	11.25	10.58	0.67	0.62	3.29
2	F0 III	6.21	5.86	0.35	0.30	-1.43
3	F2 III	8.75	8.27	0.48	0.43	0.98
4	B0	10.98	11.10	-0.12	-0.17	3.81
5	F9 III	11.46	10.72	0.74	0.69	3.43
6	B0 III	5.68	5.74	-0.06	-0.11	-1.55
7	G9 III	12.00	10.98	1.02	0.97	3.69
8	A7 III	8.00	7.68	0.32	0.27	0.39
9	F8 III	10.63	9.89	0.74	0.69	2.60
10	A5 IV	8.72	8.52	0.20	0.15	1.23

Tabelle 3: Absolute Helligkeiten der 10 Sample-Sterne

Die oben ermittelten Werte haben wir in einem Farben-Helligkeitsdiagramm zusammen mit den anderen Sternen des Sternhaufens eingetragen (Abbildung 7). Es ist sofort klar, dass der Stern #4 kein Mitglied des Sternhaufens sein kann sondern ein weiter entfernter Hauptreihenriese ist. Für die anderen Sterne benötigt man weitere Untersuchungen.

### 2.3 Radialgeschwindigkeitsbestimmung der 10 Sample-Sterne

Laut Angabe entfernt sich der offene Sternhaufen OP 4231 mit einer Geschwindigkeit von etwa 25 km/s. Innerhalb des Sternhaufens sind nur kleine Geschwindigkeitsdispersionen zu erwarten. Wir haben deshalb die Radialgeschwindigkeiten der 10 Sample-Sterne betrachtet. Jene Sterne, deren Radialgeschwindigkeit sich deutlich von der Fluchtgeschwindigkeit des Sternhaufens unterscheiden, können als Mitglieder von OP 4231 mit großer Wahrscheinlichkeit ausgeschlossen werden.

#### Rotverschiebung :

Die Radialgeschwindigkeit errechnet sich aufgrund des Dopplereffekts durch

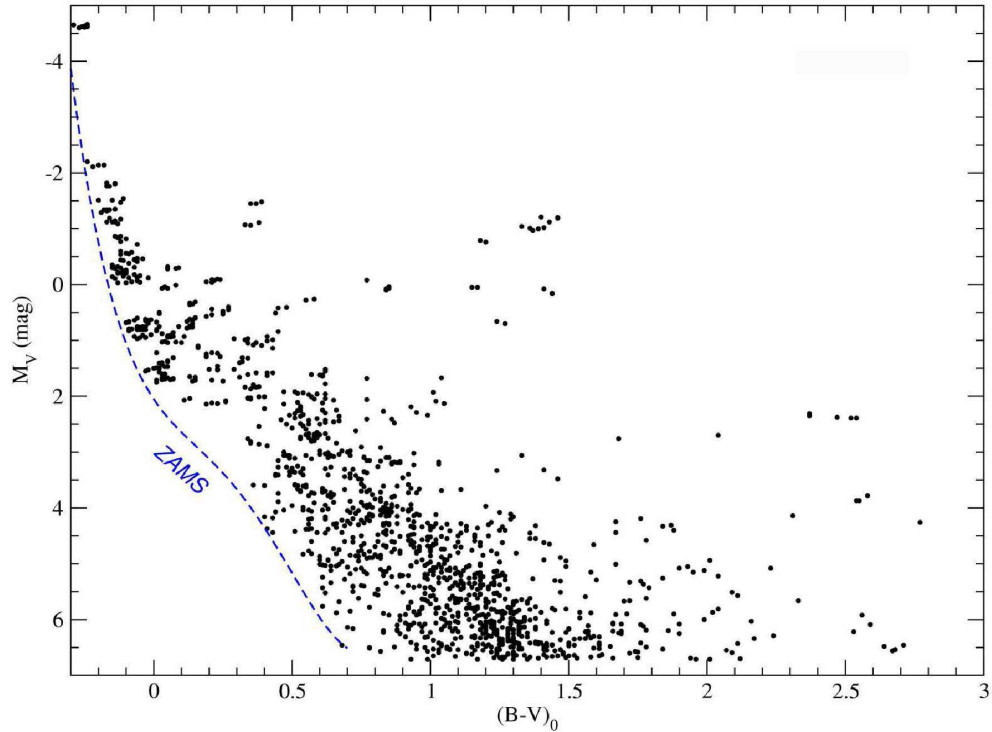


Abbildung 6: Farben-Helligkeitsdiagramm (FHD) und die Zero Age Main Sequence (ZAMS) für den offenen Sternhaufen OP4231

die Rotverschiebung der einzelnen Absorptionsbanden. Es gilt

$$\frac{v}{c} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}$$

Dabei bezeichnet  $\lambda$  die gemessene Position und  $\lambda_0$  die tatsächliche Position der Absorptionsbande.

Zur Bestimmung der  $\lambda$  haben wir ein PERL-Tool geschrieben, das in den gefragten Bandenbereichen jeweils das Minimum bestimmt. Neben dem Minimum werden bei Bedarf auch die Positionen links und rechts davon ausgelesen und durch Interpolation die Bandenposition nochmals ein wenig verbessert. Es muss an dieser Stelle unbedingt erwähnt werden, dass eine Verschiebung der Bandenposition auch nur um ein Pixel bereits eine Änderung der Radialgeschwindigkeit um  $\pm 8$  km/s bewirkt. Die Auswertung hat demnach rein

qualitativen und keinen quantitativen Charakter.

Wir haben uns für die 4 am deutlichsten ausgeprägten Banden entschieden. Diese sind in der Fraunhofer-Notation die K-Bande (Ca II), die H-Bande (Ca II), die h-Bande ( $H_\delta$ ) sowie die G'-Bande ( $H_\gamma$ ). In einigen Fällen ist es notwendig anstelle der H-Bande die knapp danebenliegende  $H_\epsilon$ -Bande zu betrachten. Die ausgewerteten Radialgeschwindigkeiten in km/s lauten

Bde	Elem.	$\lambda$	#1	#2	#3	#4	#5	#6	#7	#8	#9	#10
K	Ca II	3933.68	16	-45	33	31	30	24	22	27	31	13
H	Ca II	3968.47	17	-34			40		43	54	43	24
	$H_\epsilon$	3970.08			43	26		24				
h	$H_\delta$	4101.75	17	-41	50	30	16	23	21	44	19	14
G'	$H_\gamma$	4340.47	15	-25	11	25	21	22	n/a	11	14	41
Durchschnitt			16	-36	34	28	27	23	29	34	26	23

Damit kann neben dem Stern #4 auch der Stern #2 als Mitglied des Sternhaufens ausgeschlossen werden.

## 2.4 Abschätzen der Beobachtungszeit

Zur Bestimmung der Elementhäufigkeiten der Sterne #5 und #6 soll eine Spektroskopie mit dem UVES-Spektrographen am European Southern Observatory (ESO) durchgeführt werden. Aufgabe ist es, mit dem ESO Exposure Time Calculator [4] die Belichtungszeiten der beiden Sterne so festzulegen, dass im gefragten Spektralbereich ein S/N-Verhältnis von zumindest 100 erreicht wird. Der zu beobachtende Spektralbereich erstreckt sich dabei von  $3900 \text{ \AA}$  bis  $4400 \text{ \AA}$ .

Dafür kommt nur das Standard Template mit der Bezeichnung "Blue Arm, CD2, range wave\_c[360-480](437)nm" in Frage. Da wir uns im lokalen Universum befinden kann der Redshift  $z = 0$  gesetzt werden. Die Sky-Conditions haben wir so gewählt, dass auch bei ungünstigen Bedingungen ein brauchbares Ergebnis zu erwarten ist. Der Stand des Mondes hat keinen signifikanten Einfluss auf das Ergebnis. Weiters nehmen wir  $Airmass = 1.6^5$  und  $Seeing = 0.8 \text{ arcsec}$  an.

---

<sup>5</sup>Dieser Wert ist sehr konservativ gewählt, womit wir uns auf alle Fälle im sicheren Bereich bewegen.

Durch systematisches Variieren der Eingabeparameter haben wir folgende erforderlichen Belichtungszeiten ermittelt:

#	Typ	$mag_V$	Template Spectra	Band	Exposure Time
5	F9 III	10.72	G0 (Pickles)	V	27 min
6	B0 III	5.74	B9III (Pickles)	V	10 sec

Wir weisen der Vollständigkeit halber darauf hin, dass außerhalb des zu beobachtenden Spektralbereichs von  $3900 \text{ \AA}$  bis  $4400 \text{ \AA}$  der Wert 100 für das S/N-Verhältnis unterschritten wird.

## Literatur

- [1] Copper-Argon Spectral Atlas  
<http://www.noao.edu/kpno/tharatlas/cuar/cuar.html>
- [2] Farben-Helligkeits-Diagramm  
<http://de.wikipedia.org/wiki/Farben-Helligkeits-Diagramm>
- [3] Observatoriumspraktikum - Dunkelstrombestimmung  
<http://www.kenn.at/Observatoriumspraktikum/ObsPrak1.ps>
- [4] UVES Exposure Time Calculator  
<http://www.eso.org/observing/etc/bin/gen/form?INS.NAME=UVES++INS.MODE=spectro>

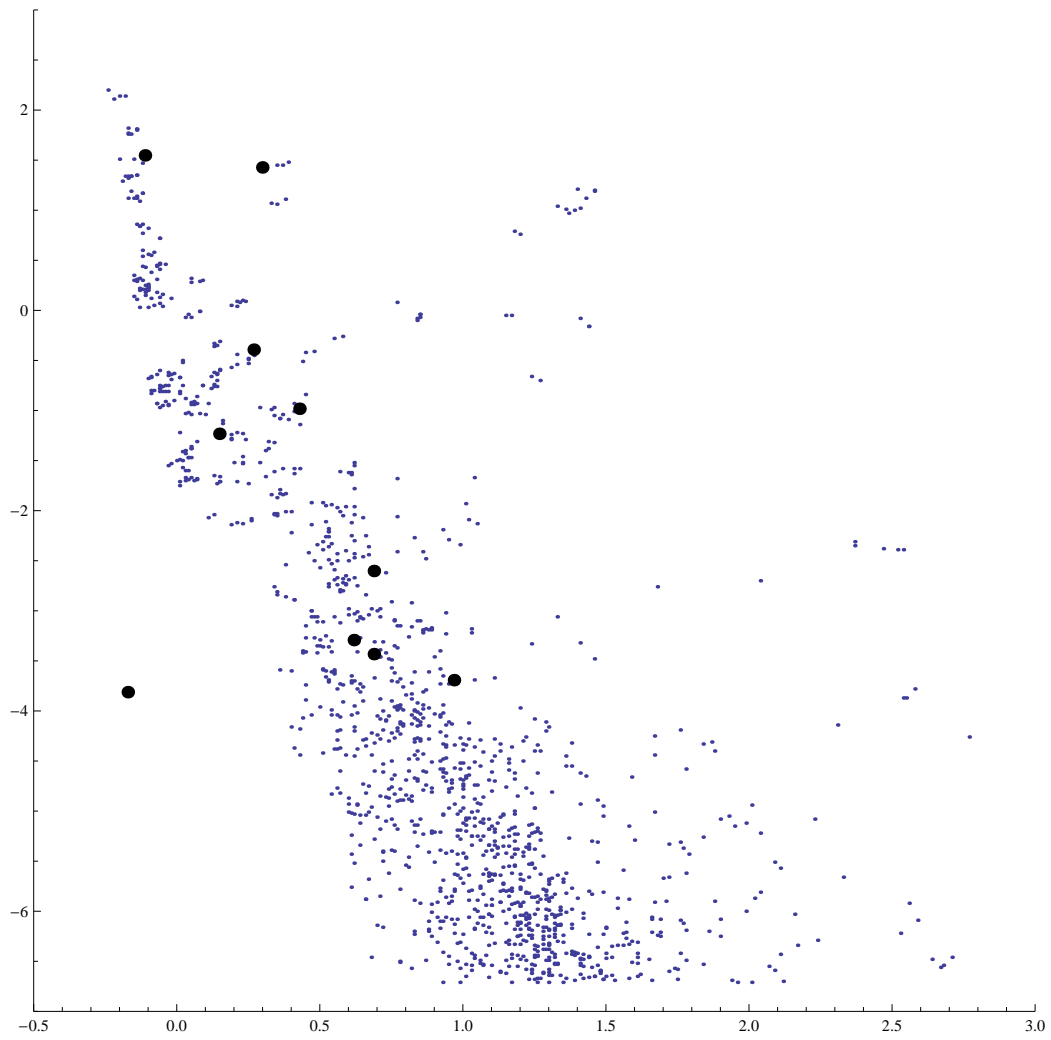


Abbildung 7: Die 10 Sample-Sterne im Farben-Helligkeitsdiagramm (FHD)