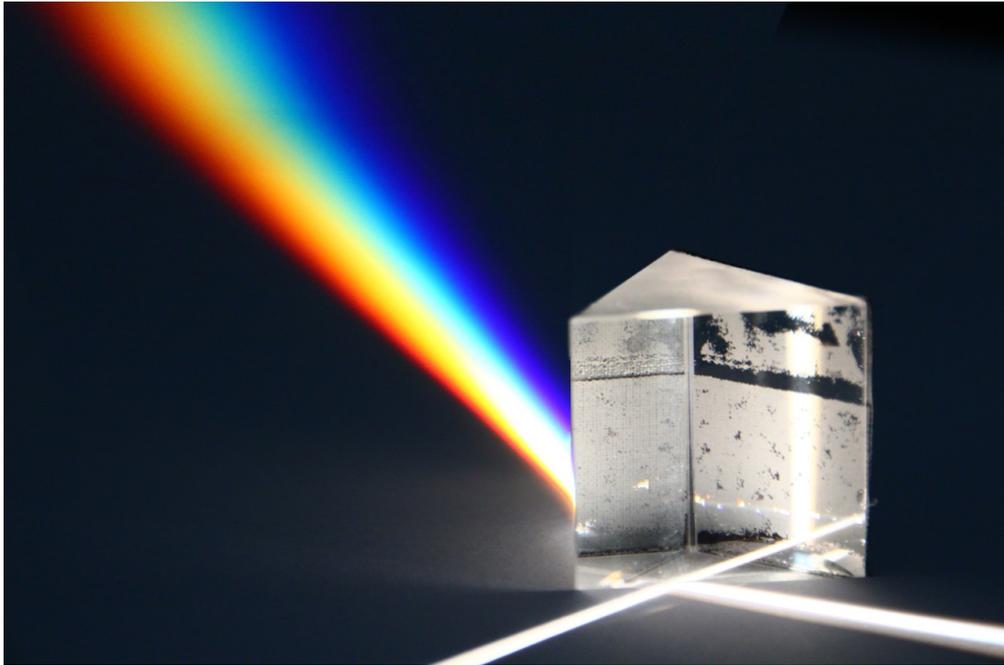


# Sternspektren und ihre Analyse mit Hilfe von Werkzeugen im WWW



## Wissenschaftliche Arbeit

Yannick Pfeifer

Eberhard Karls Universität Tübingen  
Institut für Astronomie und Astrophysik  
Kepler Center for Astro and Particle Physics  
Abteilung Astronomie

Februar 2017

*Titelbild:*

Das Bild zeigt das Phänomen der Brechung. Weißes Licht wird beim Durchgang durch ein Prisma in seine Spektralfarben zerlegt. Vielen Dank an Werner Schich vom Staatlichen Seminar für Didaktik und Lehrerbildung in Tübingen, der diese Fotografie ermöglicht hat.

# Inhaltsverzeichnis

<b>1</b>	<b>Einleitung</b>	<b>1</b>
1.1	German Astrophysical Virtual Observatory . . . . .	3
<b>2</b>	<b>Spektrum</b>	<b>4</b>
2.1	Brechung am Prisma . . . . .	4
2.2	Beugung am Gitter . . . . .	6
2.3	Kontinuierliches Spektrum, Emissions- und Absorptionslinienspektrum . . . . .	11
2.3.1	Kontinuierliches Spektrum . . . . .	12
2.3.2	Absorptionslinienspektrum . . . . .	12
2.3.3	Emissionslinienspektren . . . . .	13
<b>3</b>	<b>Einleitung zu TMAW</b>	<b>16</b>
<b>4</b>	<b>Absorptionslinien</b>	<b>18</b>
<b>5</b>	<b>Linienverbreiterungsmechanismen</b>	<b>21</b>
5.1	Natürliche Linienverbreiterung . . . . .	21
5.2	Druckverbreiterung/Stoßverbreiterung . . . . .	22
5.3	Starkeffekt . . . . .	22
5.4	Dopplerverbreiterung . . . . .	22
5.5	Rotationsverbreiterung . . . . .	24
<b>6</b>	<b>Darstellung der Spektren</b>	<b>25</b>
<b>7</b>	<b>Parameterbestimmung mit TMAW und TVIS Interactive</b>	<b>26</b>
7.1	Effektivtemperatur und Linienstärke . . . . .	27
7.2	Log g und Linienflügel . . . . .	28
7.3	Elementzusammensetzung und Massenverhältnisse . . . . .	29
<b>8</b>	<b>Vorgehensweise bei der Parameterbestimmung</b>	<b>30</b>
<b>9</b>	<b>Beispiele</b>	<b>34</b>

9.1	Beispiel A . . . . .	34
9.2	Beispiel B . . . . .	37
<b>10</b>	<b>Spektralanalyse im Internet</b>	<b>42</b>
10.1	TheoSSA . . . . .	42
10.2	TMAW . . . . .	44
10.3	TVIS . . . . .	45
10.4	TVIS Data Changer . . . . .	45
10.5	TVIS Interactive . . . . .	47
<b>11</b>	<b>Spektrometer im Schulgebrauch</b>	<b>50</b>
<b>A</b>	<b>Absorptionslinien - Vertiefende Betrachtung</b>	<b>53</b>
<b>B</b>	<b>Internetseiten</b>	<b>59</b>
<b>C</b>	<b>Datensätze</b>	<b>73</b>
C.1	TMAW Output . . . . .	73
C.2	TVIS Data Changer Output . . . . .	74
C.3	Spectra 1 Output . . . . .	75
<b>D</b>	<b>Danksagung</b>	<b>76</b>
<b>E</b>	<b>Erklärung zur Wissenschaftlichen Arbeit</b>	<b>77</b>
<b>F</b>	<b>Nachweis digitaler Quellen</b>	<b>78</b>

# Abbildungsverzeichnis

1.1	Elektromagnetisches Spektrum . . . . .	2
2.1	Newtons Prisma . . . . .	4
2.2	Brechung an Grenzflächen . . . . .	5
2.3	Interferenz . . . . .	7
2.4	Doppelspalt qualitativ . . . . .	8
2.5	Doppelspalt quantitativ . . . . .	9
2.6	Doppelspalt und Mehrfachspalt . . . . .	10
2.7	Reflexionsgitter . . . . .	10
2.8	Unterschiede in Spektren . . . . .	11
2.9	Abstrahlung nach Planck . . . . .	12
2.10	Fraunhofers Aufzeichnungen . . . . .	13
2.11	Flammprobe und entsprechende Emissionslinien . . . . .	14
2.12	Hochauflösendes Absorptionslinienspektrum der Sonne . . . . .	15
3.1	Elektromagnetische Strahlung und die Atmosphäre . . . . .	17
4.1	Bohrs Atommodell . . . . .	18
4.2	Absorptionslinienspektrum der Sonne . . . . .	19
4.3	Beobachtung Feige 66 . . . . .	20
5.1	Rotverschiebung . . . . .	23
6.1	Rektifizierung . . . . .	25
7.1	TVIS Interactive Plattform . . . . .	26
7.2	Linienentwicklung bei unterschiedlichen $T_{\text{eff}}$ . . . . .	27
7.3	Linienentwicklung bei unterschiedlichen $T_{\text{eff}}$ . . . . .	27
7.4	Linienentwicklung bei unterschiedlichen $\log g$ . . . . .	28
8.1	Vergleich der Beobachtung mit synthetischen Spektren in TVIS . . . . .	32
9.1	Vergleich Feige 66 mit synthetischen Spektren bezüglich $\log g$ . . . . .	34
9.2	Vergleich Feige 66 mit synthetischen Spektren bezüglich $T_{\text{eff}}$ . . . . .	35
9.3	Vergleich Feige 66 mit synthetischen Spektren bezüglich $T_{\text{eff}}$ . . . . .	36
9.4	Vergleich Feige 66 mit synthetischen Spektren bezüglich $\log g$ . . . . .	36

9.5	Vergleich G191-B2B mit synthetischen Spektren bezüglich $\log g$	37
9.6	Vergleich G191-B2B mit synthetischen Spektren bezüglich $T_{\text{eff}}$	38
9.7	Vergleich G191-B2B mit synthetischen Spektren bezüglich $\log g$	39
9.8	Vergleich G191-B2B mit synthetischen Spektren bezüglich $T_{\text{eff}}$	39
9.9	Vergleich G191-B2B mit synthetischen Spektren bezüglich $\log g$	40
9.10	Vorgehensweise schematisch	41
11.1	Spektrometer der Firma Kvant für den Schulgebrauch.	50
A.1	Energieniveaus des Wasserstoffs	55
A.2	Übergangsserien des Wasserstoffs	57
A.3	Grotriandiagramm des neutralen Heliums	58
B.1	TheoSSA Startseite	59
B.2	Ausgabetable von TheoSSA	60
B.3	TheoSSA Parameter	61
B.4	Vorschau Funktion TheoSSA	61
B.5	TMAW-Startseite	62
B.6	TMAW Parameter Eingabefeld	63
B.7	TMAW Anfragebestätigung	63
B.8	Aufführung der angefragten Parameter	64
B.9	TVIS Interactive Startseite	65
B.10	Speicherbare Darstellung	66
B.11	TVIS Startseite	67
B.12	TVIS Anleitung	68
B.13	TVIS Steuerbefehle	68
B.14	TVIS Data Changer	70
B.15	Das TVIS Data Changer Fenster	71
B.16	SPECTRA 1 Programm	72

## Tabellenverzeichnis

1	Dopplerbreiten	23
---	----------------	----

# 1 Einleitung

Jeder, der schon einmal einen Regenbogen gesehen hat oder den bunten Reflex eines geschliffenen Kristalls, auf den Sonnenlicht fällt, konnte bereits miterleben, das Licht nicht einfach nur Licht ist. Die Erscheinung des Regenbogens zeigt uns die einzelnen Bestandteile vom weißen Licht in schöner Weise auf. Wenn das Sonnenlicht durch Regentröpfchen geht, wird es gebrochen und in seine einzelnen Farbbestandteile aufgefächert. Die Farben werden getrennt und erscheinen nebeneinander, wobei sie fließend ineinander übergehen. So wird das komplette Spektrum des sichtbaren Lichts dargestellt. Dieser Bereich ist aber nur ein kleiner Teil des gesamten Spektrums. Den meisten Teil des Lichts, das von der Sonne auf die Erde gestrahlt wird, kann das menschliche Auge gar nicht erkennen. Licht sind elektromagnetische Wellen. Die Farbe des Lichts wird dabei durch seine Wellenlänge bestimmt. Das menschliche Auge kann nur Licht mit einer Wellenlänge von ca. 3800-7800 Angström<sup>1</sup> (Å) erkennen. Elektromagnetische Wellen können aber auch noch wesentlich kürzer oder länger sein. Man spricht dann z.B. vom infraroten Licht (schließt sich an den sichtbaren Bereich mit längeren Wellenlängen an) oder ultraviolettem (unmittelbar nach dem sichtbaren Bereich mit kürzeren Wellenlängen) Licht. Die Bereiche, in die elektromagnetische Wellen eingeteilt werden, sind in Abb. 1.1 dargestellt.

Der Mensch kann Licht von Wellenlängen außerhalb des visuellen Bereiches zwar nicht mit dem Auge sehen, man kann dieses Licht aber dennoch messen und detektieren. So wie das Licht aus einer Glühbirne oder das Licht, das von einem glühenden Stück Eisen ausgeht, wird das Licht von der Sonne ausgesandt, weil dort sehr hohe Temperaturen herrschen. Die Sonne ist ein Stern, d.h. eine selbstleuchtende Gaskugel, die durch die hohe Gravitation auf Grund ihrer hohen Masse zusammengehalten wird. Im Zentrum der Sonne herrschen hohe Temperaturen und Drücke, so dass dort ständig Kernfusionsprozesse stattfinden. Dabei verschmelzen Atome zu einem neuen Element und setzen dabei sehr viel Energie frei. Wichtigstes Beispiel hierfür ist die Wasserstofffusion. Hier

---

<sup>1</sup>1 Å = 10<sup>-10</sup> m = 0.1 nm

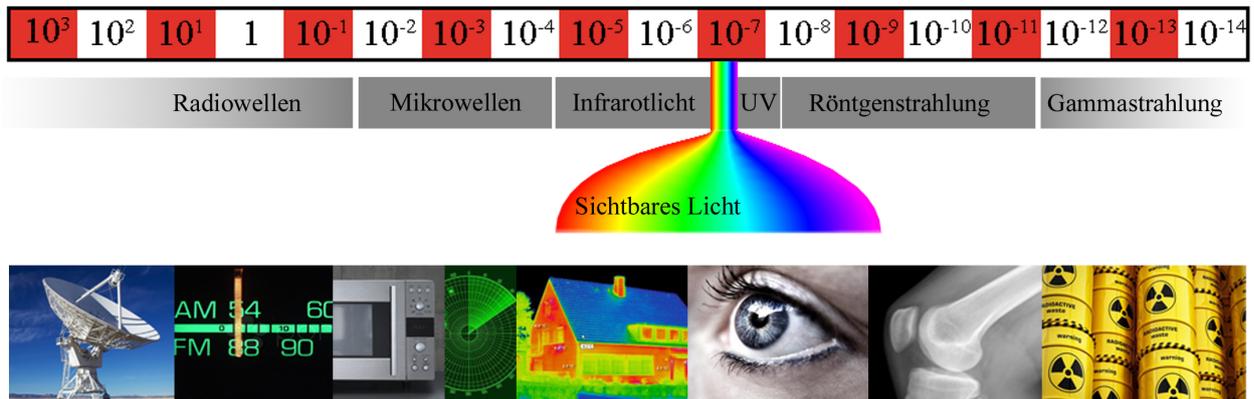
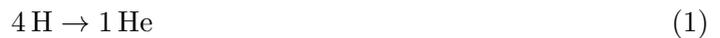


Abbildung 1.1: Spektrum der elektromagnetischen Wellen geordnet nach Wellenlängen in  $[m]$ .

fusionieren vier Wasserstoffatome mit einer Masse von 1.008 zu einem Heliumatom mit einer Masse von 4.003.



Die Masse des neu gebildeten Heliumkerns ist um 0.029 geringer als die Gesamtmasse der vier Wasserstoffkerne, aus dem dieser gebildet wird. Der sogenannte Massendefekt beträgt ca. 0.7% (5) und wird nach der Einsteinschen Formel

$$E = mc^2 \quad (2)$$

in Energie umgewandelt, wobei  $c$  die Lichtgeschwindigkeit ist. Die Energie wird hauptsächlich durch elektromagnetische Strahlung abgegeben und strömt vom Inneren der Sonne nach außen, von wo aus sie in alle Richtungen und somit auch zu uns auf der Erde abgestrahlt wird. Die Sonne strahlt elektromagnetische Wellen aus dem gesamten Spektrum ab, vom enorm kurzwelligen bis hin zum sehr langwelligen Bereich. Wie genau das abgestrahlte Spektrum aussieht, d.h. von welchen Wellenlängen mehr oder weniger abgestrahlt wird, hängt von der Temperatur und der Schwerebeschleunigung des Sterns ab. Auch die chemischen Zusammensetzung hat darauf Einfluss, also Elemente in der Atmosphäre, welche Licht bestimmter Wellenlängen absorbieren und damit blockieren. Betrachtet man sehr hochaufgelöste Spektren von Sternen (das Licht wird also zur Untersuchung sehr weit auseinandergefächert), so kann man Unterschiede erkennen und durch

das charakteristische Abstrahlungsverhalten Aussagen über die oben genannten Kenngrößen der beobachteten Objekte treffen. Diese Informationen können dann weiter verwendet werden um zum Beispiel zu bestimmen, in welcher Entwicklungsstufe sich der Stern befindet, und Vorhersagen zu treffen, wie er sich weiter entwickeln wird. Durch solche Informationen versucht man Erkenntnisse über das Entstehen und die Entwicklung von Sternen zu erlangen, um letztlich die Entstehungsgeschichte des Universums besser verstehen zu können.

Die folgende Anleitung soll einen Einblick in die Arbeit mit Sternspektren geben und zeigen, wie man daraus Informationen gewinnen kann. Zunächst werden einige zentrale Erscheinungen in solchen Spektren dargelegt. Im weiteren Verlauf soll die Vorgehensweise bei der Bestimmung von Kenngrößen stellarer Objekte erklärt werden und zuletzt beispielhaft durchgeführt werden. Anschließend bietet ein Übungsbereich auf der TVIS Interactive Seite die Möglichkeit, die hier präsentierte Methode selbst zu erproben.

## 1.1 German Astrophysical Virtual Observatory

Das Tübingen Model-Atmosphere Package World Wide Web Interface (TMAW) steht im Rahmen des German Astrophysical Virtual Observatory<sup>2</sup> (GAVO) der Öffentlichkeit zur freien Nutzung zur Verfügung. GAVO ist der deutsche Beitrag zum internationalen Projekt des Virtual Observatorys<sup>3</sup> (VO), welches initiiert wurde, um im großen Rahmen den Zugang zu und die Auswertung von astronomischen Daten zu vereinfachen. Mit dem ständigen Zuwachs an Daten im Bereich der Astrophysik soll mit diesem Projekt die Nutzung von Daten vereinfacht werden. Gleichzeitig werden durch das VO die Ressourcen für die Beobachtung und Aufzeichnung besser ausgenutzt. So können zum Beispiel durch Datenbankabgleiche Doppelbeobachtungen vermieden und wertvolle Beobachtungszeit gewonnen werden. Das Institut für Astronomie und Astrophysik der Universität Tübingen widmet einen Teil seiner Arbeit diesem Projekt.

---

<sup>2</sup><http://www.g-vo.org>

<sup>3</sup><http://www.ivoa.net>

## 2 Spektrum

### 2.1 Brechung am Prisma

Zunächst stellt sich die Frage, wie man einfallendes Licht so auffächern kann, dass die Spektralverteilung sichtbar wird. Der englische Naturwissenschaftler Isaac Newton war in den 70er Jahren des 17. Jahrhunderts der Erste, der erkannte, dass sich weißes Licht aus Licht aller Farben zusammensetzt. Auf der Suche nach einer Erklärung für die Eigenschaften des Lichtes ließ er Sonnenlicht durch ein kleines Loch auf ein Prisma fallen und konnte auf einer gegenüberliegenden Leinwand das erkennen, was er fortan Farbspektrum (2) nannte. Abb. 2.1 zeigt den Aufbau von Newtons Experiment.



Abbildung 2.1: Isaac Newton und sein Aufbau zur Zerlegung weißen Lichts in ein Farbspektrum.  
Quelle: <http://www.escuelapedia.com/el-arco-iris/>, 26.1.2017

Eine vollständige Erklärung konnte er jedoch noch nicht liefern. Bis heute ist die Benutzung von Prismen, wenn auch in vielen Qualitätsaspekten verbessert, eine grundlegende Methode zur Zerlegung eines Lichtstrahls in seine einzelnen Farbbestandteile. Dieser Methode liegt das Prinzip der Brechung von Licht beim Übergang in ein optisch dünneres oder dichteres Medium zu Grunde. Geht ein Lichtstrahl von einem optisch dünnen Medium (niedriger Brechungsindex  $n$ , z.B. Luft) in ein optisch dichteres Medium (hoher Brechungsindex  $n$ , z.B. Glas, Wasser) über, so wird dessen

Ausbreitungsrichtung zum Lot der Oberfläche hin gebrochen, sofern der Einfallswinkel nicht  $90^\circ$  ist. Genau umgekehrt verhält es sich bei einem Übergang von einem optisch dichten in ein optisch dünnes Medium. Man kann dieses Phänomen erklären durch das Huygenssche Prinzip, welches besagt, dass jeder Punkt einer Wellenfront als Ausgangspunkt von Elementarwellen betrachtet werden kann. Abb. 2.2 stellt dies schematisch dar.

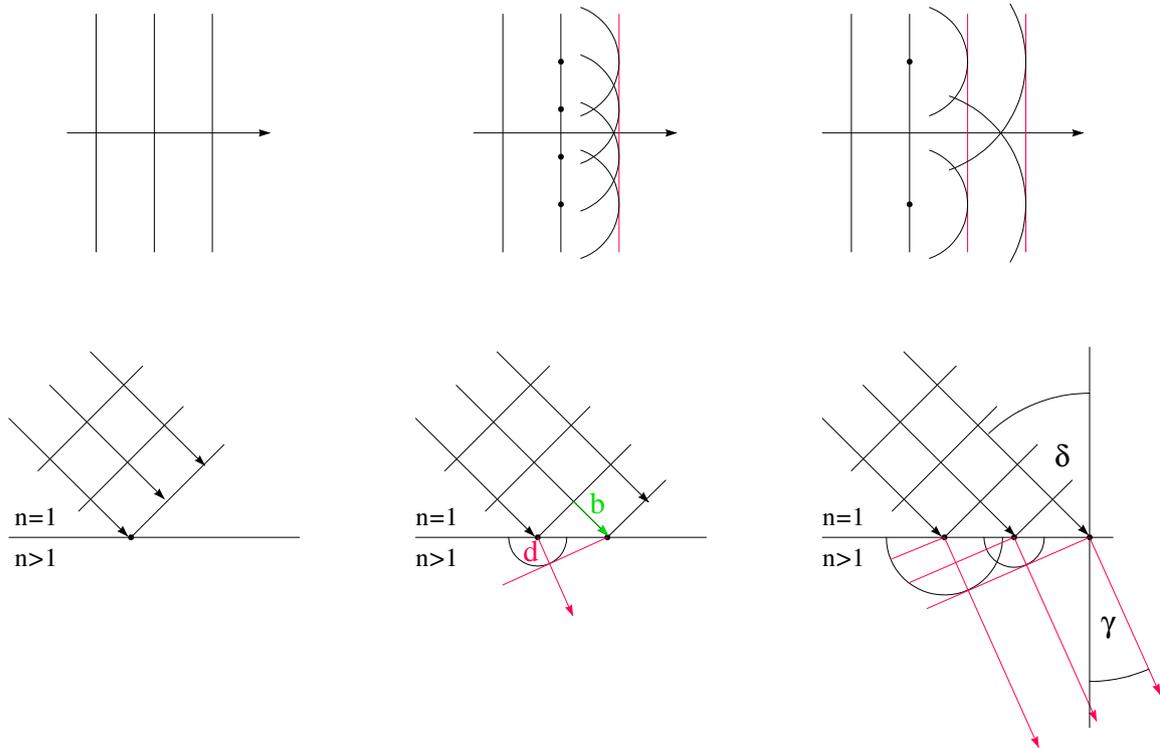


Abbildung 2.2: Oben: Konstruktion von Wellenfronten aus Elementarwellen nach dem Huygensschen Prinzip. Unten: Ausbreitung von Elementarwellen an einer Grenzfläche mit verschiedenen Brechungsindizes.

Wie bereits erwähnt, kann Licht in Form von Wellen beschrieben werden. Dieses Prinzip gilt in Luft, wie auch in anderen Medien, zum Beispiel Glas. Jedoch ist zu beachten, dass sich die Ausbreitungsgeschwindigkeit  $c_n$  der Wellenfronten im Medium in Abhängigkeit des Brechungsindex  $n$  relativ zur Ausbreitungsgeschwindigkeit im Vakuum  $c$  verlangsamt, es gilt

$$c_n = \frac{c}{n} \quad . \quad (3)$$

Dies verursacht eine Änderung der Ausbreitungsrichtung, wie in Abb. 2.2 dargestellt. Die unter dem Winkel  $\delta$  einfallende Wellenfront trifft nach und nach auf die Grenzfläche zwischen den beiden

Medien. Während ein Teil sich bereits im nun dichteren Medium als Elementarwelle ausbreitet, muss ein anderer Teil der Wellenfront erst noch auf die Grenzfläche auftreffen. Im dichteren Medium ist die Ausbreitungsgeschwindigkeit jedoch langsamer, sodass sich der Teil der Wellenfront, der zuerst aufgetroffen ist, um  $d$  ausgebreitet hat. In der gleichen Zeit hat der Teil der Wellenfront, der zuletzt auftrifft, jedoch die Strecke  $b$  zurückgelegt. Konstruiert man nun aus den Elementarwellen wieder eine Wellenfront, so erkennt man, dass diese gegenüber der anfängliche Ausbreitungsrichtung leicht gekippt ist, verursacht durch die verminderte Ausbreitungsgeschwindigkeit. Nach dem Übergang in das dichtere Medium breitet sich die Wellenfront nun unter dem Winkel  $\gamma$  relativ zum Lot aus. Dies erklärt zwar die Brechung, jedoch nicht die Auffächerung des Lichtbündels in die jeweiligen Spektralfarben. Diese wird verursacht durch die Tatsache, dass der Brechungsindex wellenlängenabhängig ist, d.h. es gilt

$$n = n(\lambda) \quad . \quad (4)$$

Mit ansteigender Wellenlänge des im einfallenden Bündel enthaltenen Lichtes, sinkt der Brechungsindex. Rotes Licht wird also schwächer gebrochen als blaues Licht. Aus diesem Grund ergibt sich eine räumliche Trennung der Farben.

## 2.2 Beugung am Gitter

Eine wesentlich vielseitigere und daher gängigere Möglichkeit ein Lichtbündel in seine Spektralfarben zu zerlegen bietet die Beugung an einem optischen Gitter, auch Beugungsgitter genannt. Auch hier spielen die Elementarwellen nach dem Huygensschen Prinzip eine wichtige Rolle. Hinzu kommt das Prinzip der Interferenz, eine weitere Folge der Wellennatur des Lichtes. Abb. 2.3 zeigt zwei Wellen gleicher Wellenlänge. Diese können so überlagert werden, dass sie entweder konstruktiv interferieren oder destruktiv. Um eine konstruktive Interferenz zu erhalten, müssen beide Wellen in Phase sein. Das heißt, die Wellenberge und -täler liegen überander. Die Amplitude wird so verdoppelt. Um destruktive Interferenz zu erhalten, müssen die Schwingungen um eine halbe Schwingungsperiode gegeneinander verschoben sein, sodass sich Wellenberg und Wellental gegenseitig aufheben. Die Wellen löschen sich gegenseitig aus.

Bestrahlt man einen Doppelspalt mit Licht, wie schematisch in Abb. 2.4 dargestellt, wirken beide

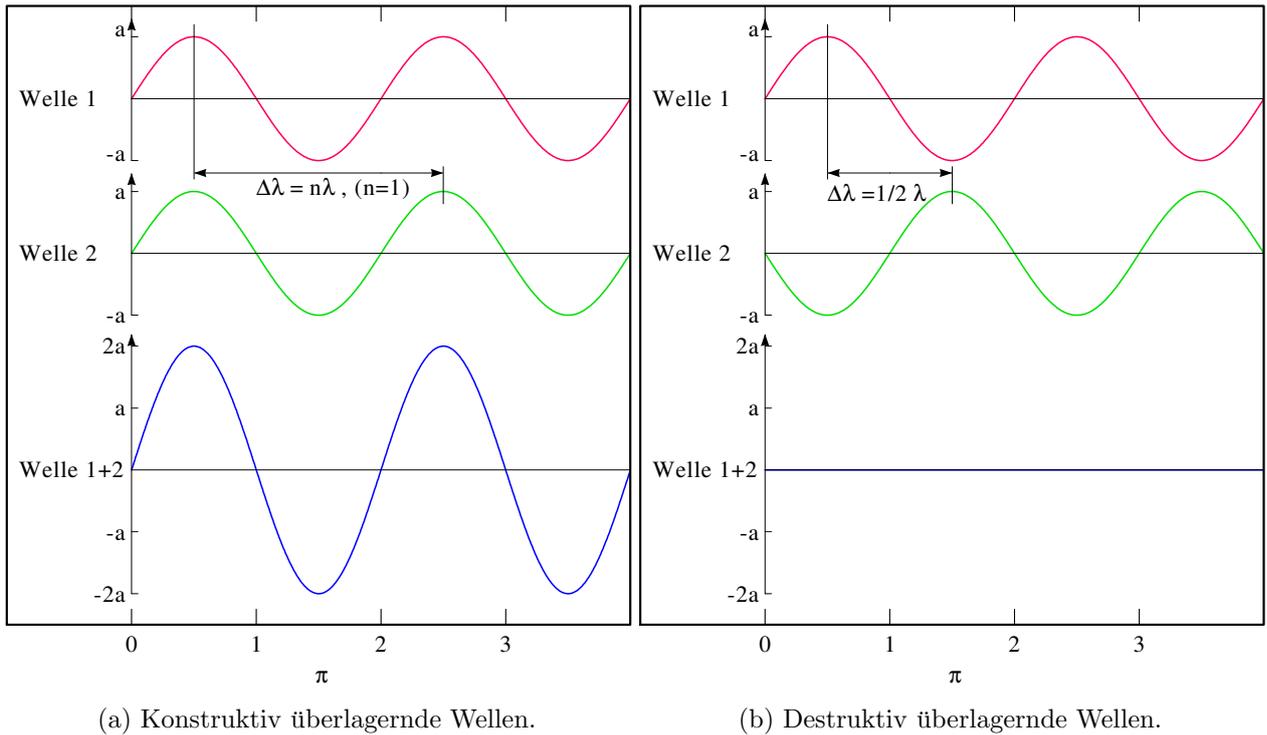


Abbildung 2.3: Überlagernde Wellen.

Spalte als Ausgangspunkte von Elementarwellen (Huygenssches Prinzip). Diese Elementarwellen überlagern sich folglich und interferieren. Die roten Pfeile liegen entlang der Richtungen, in denen die Wellen konstruktiv interferieren (bzw. die Kreise sich schneiden).

Wo sie konstruktiv und destruktiv interferieren, lässt sich quantitativ anhand Abb. 2.5 anschaulich ermitteln. Für konstruktive Interferenz müssen Wellenberge und -täler übereinander liegen. Da sich bei einer Welle diese nach einer Periode, also nach einem vollständigen Wellendurchlauf, wiederholen, müssen die Wellen um eine Wellenlänge gegeneinander verschoben sein. Dies ist der Fall, wenn man eine Ausbreitungsrichtung abweichend vom Lot betrachtet. Ist der Winkel relativ zum Lot so gegeben, dass sich durch den unterschiedlichen Laufweg der Elementarwellen ein Gangunterschied von einer Wellenlänge ergibt, so findet man unter diesem Winkel konstruktive Interferenz. Ist der Gangunterschied eine halbe Wellenlänge, löschen sich die Wellen aus. Dies ergibt sich auch bei Gangunterschieden, die ein ganzzahliges Vielfaches der Wellenlänge des Lichtes sind. Mathematisch drückt man die Interferenzbedingung, auch Bragg-Bedingung genannt, gemäß Abb. 2.5 wie folgt aus

$$\sin \alpha = \frac{\Delta\lambda}{d} = \frac{n\lambda}{d} \quad . \quad (5)$$

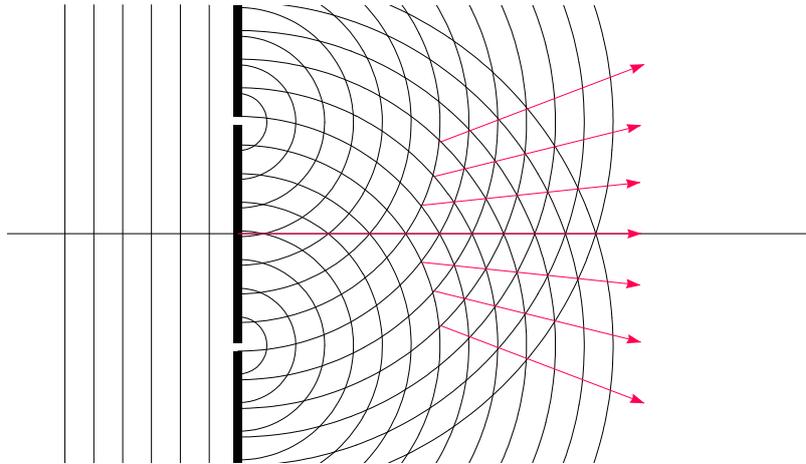


Abbildung 2.4: Doppelspalt mit einlaufenden und ausgehenden Elementarwellen.

Für kleine Winkel  $\alpha < 5^\circ$  gilt

$$\sin \alpha \approx \alpha \quad , \quad (6)$$

womit sich Gleichung 5 vereinfacht zu

$$\alpha = \frac{n\lambda}{d} \quad . \quad (7)$$

Analog kann man eine Bedingung für destruktive Interferenz formulieren, nämlich:

$$\sin \alpha = \left(n - \frac{1}{2}\right)\lambda = \left(2n - 1\right)\frac{\lambda}{2} \quad , \quad (8)$$

welche sich ebenfalls für kleine Winkel vereinfacht zu:

$$\alpha \approx \left(2n - 1\right)\frac{\lambda}{2} \quad (9)$$

$n$  bezeichnet hier eine natürliche Zahl und beschreibt, wie groß der Gangunterschied zwischen beiden Wellen in Einheiten von  $\lambda$  ist. Insgesamt ergibt sich in Abhängigkeit des Ausbreitungswinkels eine Intensitätsverteilung, wie sie in Abb. 2.6 ( $N=2$ , Achtung:  $N$  bezeichnet in dieser Grafik

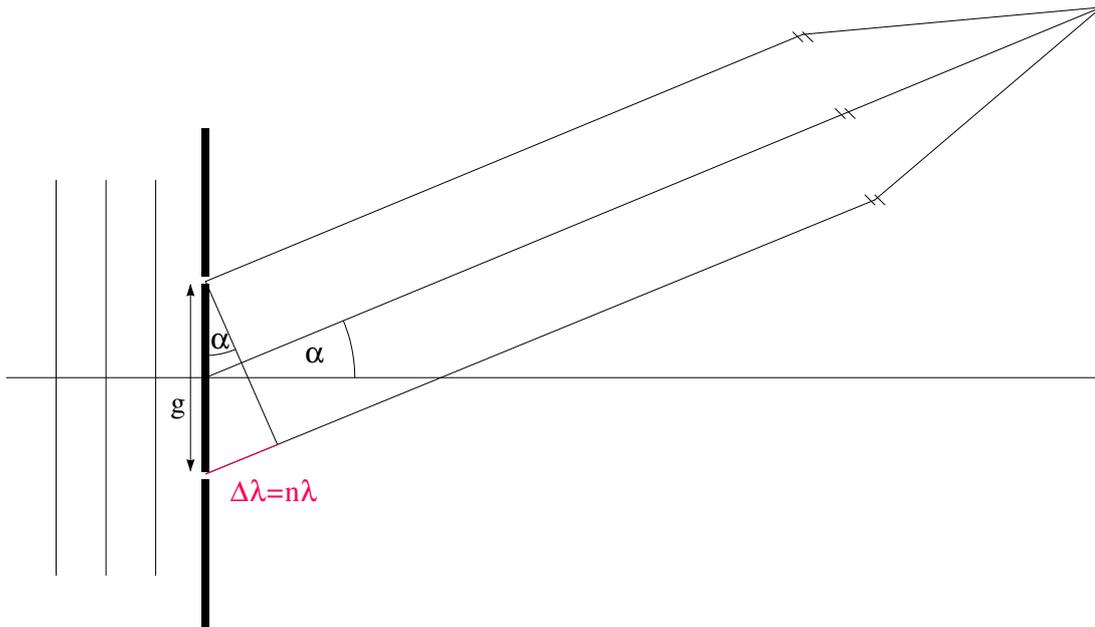


Abbildung 2.5: Schematische Darstellung eines Doppelspalt mit Breite  $d$ .

die Anzahl an Spalten) dargestellt ist. Man bezeichnet diese Ablenkung als Beugung. Die Lage der Intensitätsmaxima wird beschrieben durch Gl. 6, die der Minima durch Gl. 9. Die bisherige Betrachtung hat nur monochromatisches (einfarbiges) Licht berücksichtigt. Aus Gl. 6 kann man erkennen, was passiert, wenn polychromatisches (mehrfarbiges) Licht auf den Doppelspalt fällt. Entsprechend der Wellenlängen der im Licht enthaltenen Farben bilden diese jeweils Maxima unter unterschiedlichen Beugungswinkeln aus und die Farben werden getrennt. Abb. 2.6 ( $N = 2$ ) macht deutlich, dass ein Maximum einer bestimmten Farbe beim Doppelspalt über einen bestimmten Bereich hinweg ausgebreitet ist. Werden durch den Doppelspalt zwei Farben getrennt, welche sich nur wenig in der Wellenlänge unterscheiden, überlappen sich deren Maxima und die Farben vermischen sich. Ziel muss es also sein, die Maxima so scharf wie möglich darstellen zu können. Dies wird erreicht, indem man den Doppelspalt um viele weitere Spalte erweitert, sodass das Resultat ein Gitter darstellt. Zwischen den Hauptmaxima treten nun auch kleine Nebenmaxima auf. Für  $N$  Spalte treten zwischen den Hauptmaxima  $N-1$  Minima auf. Die Hauptmaxima sind deutlich schärfer gezeichnet. Je mehr Spalte, desto schärfer die Maxima der Spektren. Abb. 2.6 veranschaulicht die Tendenz der schärferen Abzeichnung der Maxima.

Um Spektren detailliert untersuchen zu können, ist es von Bedeutung, diese möglichst stark aufzufächern. Anders ausgedrückt, muss der Beugungswinkel sehr groß werden und damit auch

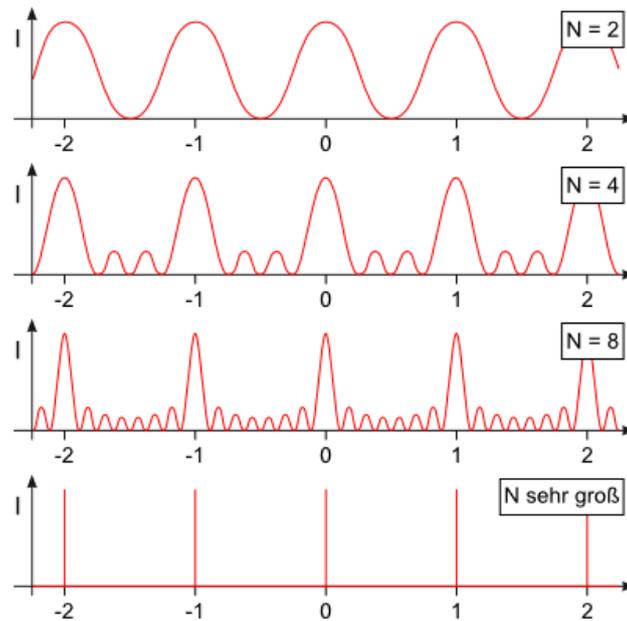


Abbildung 2.6: Intensitätsverteilung für  $N = 2, 4, 8$  und sehr viele Spalte.  
 Quelle: <https://lp.uni-goettingen.de/get/text/1055> 11.1.2017

die Auflösung. Aus Gl. 6 ist ersichtlich, dass dies erreicht werden kann, indem man den Abstand  $g$  zwischen den Spalten sehr klein macht. Man spricht auch von der Gitterkonstante. Je kleiner die Gitterkonstante ist, desto klarer ist die spektrale Aufteilung. Weiterhin kann man ein Beugungsgitter nicht nur als Transmissionsgitter (wie bisher diskutiert) realisieren, sondern auch als Reflexionsgitter (Abb. 2.7). Auf die Lage der Maxima soll hier nicht eingegangen werden.

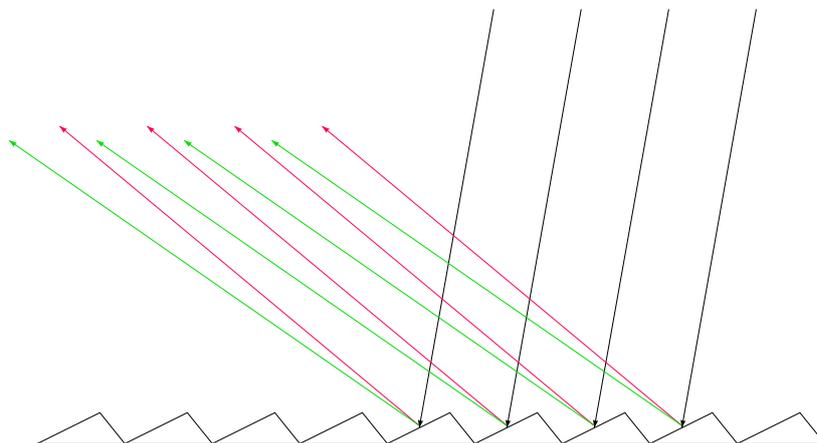


Abbildung 2.7: Schema eines Reflexionsgitters.

Hier wird der Gangunterschied nicht mehr durch äquidistante Spalte erzeugt, sondern durch regelmäßige Stufen in der Oberfläche. Der Vorteil dieser Realisierung ist die kompakte Bauweise,

aber insbesondere eine höhere Lichtausbeute, da nicht die Hälfte des Lichtes auf „Gitterstäbe“ fällt. Dies ermöglicht es, Objekte mit geringerer Leuchtkraft zu untersuchen. Einen Apparat zur Aufteilung von Licht in seine spektralen Bestandteile nennt man Spektrograph oder Spektroskop. Kann dieser zusätzlich die Spektren bezüglich Intensität und Wellenlänge ausmessen, spricht man von einem Spektrometer.

### 2.3 Kontinuierliches Spektrum, Emissions- und Absorptionslinienspektrum

Je nach dem worauf man einen Spektrographen richtet, können Spektren in verschiedenen Variationen auftreten. Dabei unterscheidet man kontinuierliche Spektren, Emissions- und Absorptionslinienspektren. Abb. 2.8 illustriert die Unterschiede.

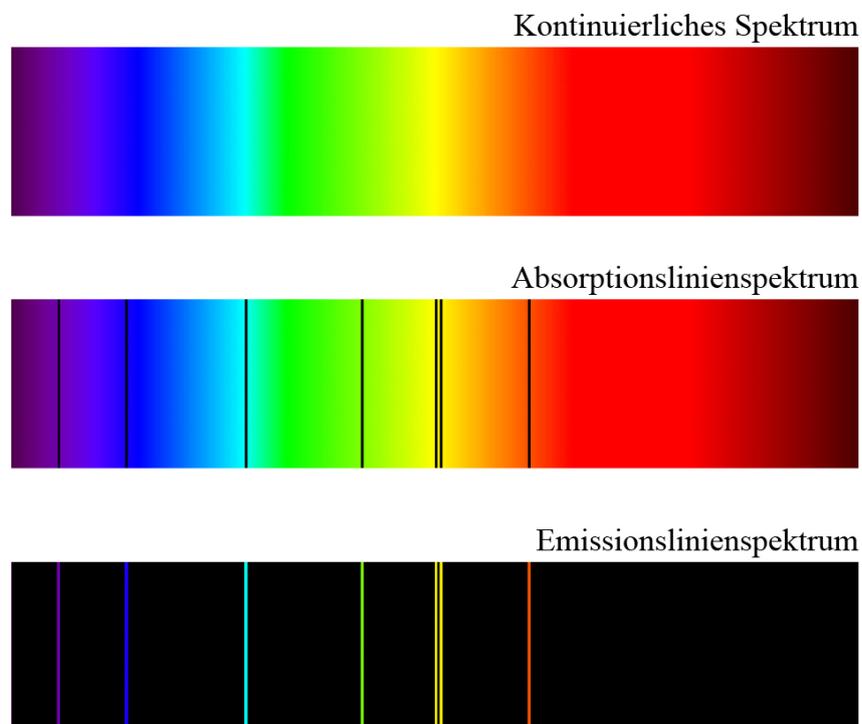


Abbildung 2.8: Kontinuierliches Spektrum und die Absorptions- und Emissionslinienspektren von Quecksilber.

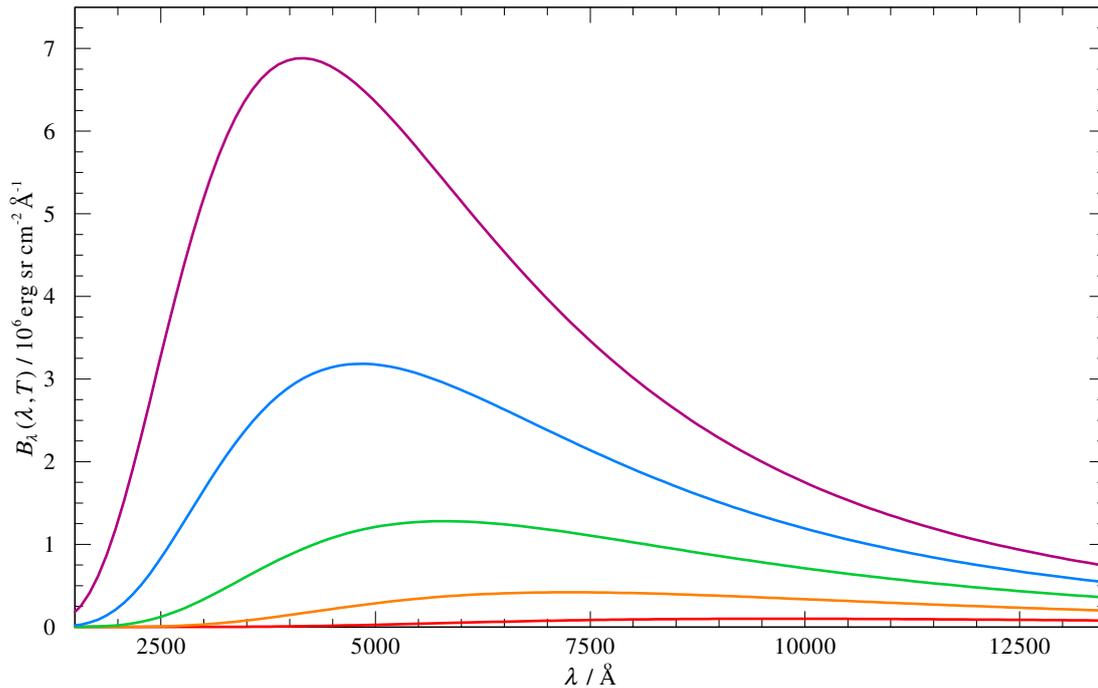


Abbildung 2.9: Abstrahlungsverhalten eines heißen Körpers nach Planck.  $T = 7000 \text{ K}$  (magenta),  $T = 6000 \text{ K}$  (blau),  $T = 5000 \text{ K}$  (grün),  $T = 4000 \text{ K}$  (orange),  $T = 3000 \text{ K}$  (rot).

### 2.3.1 Kontinuierliches Spektrum

Richtet man einen Spektrographen zum Beispiel auf eine gewöhnliche Glühbirne, so bildet dieser ein kontinuierliches Spektrum ab. Max Planck war der erste, dem 1900 eine vollständige Beschreibung für das Abstrahlungsverhalten heißer Körper gelang. Diese strahlen ein kontinuierliches Spektrum ab, dessen Intensitätsmaximum sich in Abhängigkeit der Temperatur verschiebt, wie in Abb. 2.9 dargestellt. Alle Wellenlängen sind enthalten. Deshalb glüht Metall, je nach Temperatur, in unterschiedlichen Farben.

### 2.3.2 Absorptionslinienspektrum

Platziert man ein Gas zwischen Lichtquelle und Spektrograph, so erhält man ein Absorptionslinienspektrum. Dieses zeichnet sich dadurch aus, dass es wie ein kontinuierliches Spektrum aussieht (welches von der Lichtquelle ausgeht), jedoch fehlen an einigen Stellen charakteristische Wellenlängen und damit Farben (Abb. 2.8). Diese wurden zwischen Lichtquelle und Spektrograph vom Gas absorbiert und tauchen daher nicht im Spektrum auf. Aufgezeichnet wird dann das Absorptionslinienspektrum dieses Gases, welches wie ein Fingerabdruck einzigartig für jedes Gas ist.

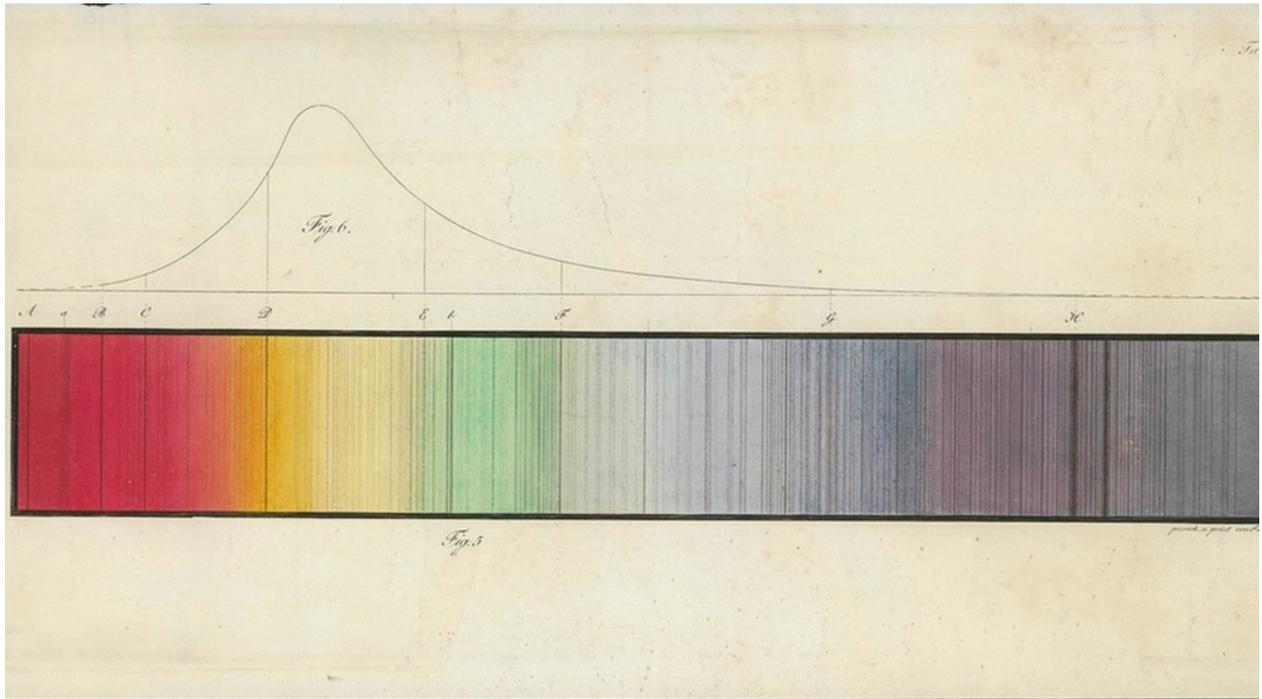


Abbildung 2.10: Fraunhofers Aufzeichnung im Deutschen Museum.

Quelle: <http://www.br.de/themen/wissen/fraunhofer-spektrallinien102.html>, 14.12.2016

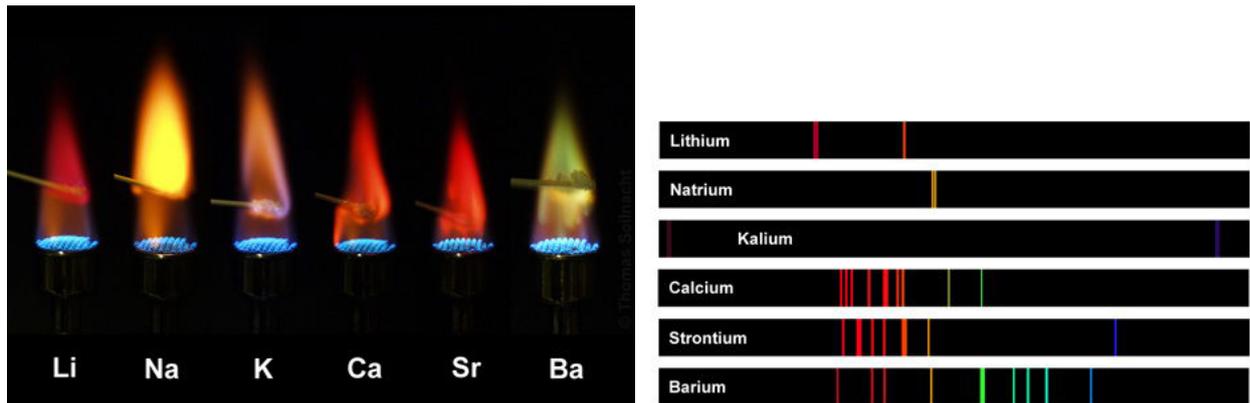
Ein analoges Ergebnis erhält man, wenn man einen Spektrographen auf die Sonne richtet. In diesem Fall sind jedoch deutlich mehr Absorptionslinien zu finden. Abb. 2.10 zeigt die Aufzeichnungen Joseph von Fraunhofers (1787-1826), der erstmals die nach ihm benannten Linien im Spektrum der Sonne dokumentierte. Die von Planck später beschriebene Kurve ist hier bereits qualitativ skizziert. Die Anzahl der Linien lässt auf den Einfluss vieler verschiedener Elemente schließen.

Heutzutage kann man das Sonnenspektrum deutlich besser auflösen, wie in Abb. 2.12 deutlich erkennbar ist. Eine Vielzahl an Linien ist zu erkennen.

### 2.3.3 Emissionslinienspektren

Schaltet man die Lichtquelle ab und erhitzt dasselbe Gas wie zuvor so lange, bis es zu leuchten beginnt, erhält man nur sehr wenige Farben aus dem kontinuierlichen Spektrum. Diese werden als Linien an den selben Stellen sichtbar, an denen sich die dunklen Linien im Absorptionslinienspektrum befinden (Abb. 2.8). Da sie durch Abstrahlung von Licht entstehen, bezeichnet man diese als Emissionslinien. Alle Emissionslinien zusammen ergeben ein Emissionslinienspektrum.

Das einfache Experiment der Flammprobe aus dem Chemieunterricht basiert auf diesem Phänomen.



(a) Flammen beim Verbrennen verschiedener Elemente. (b) Entsprechende Emissionslinienspektren.

Abbildung 2.11: Farbige Flammen, sowie die dazugehörigen Emissionslinienspektren der Elemente Li, Na, K, Ca, Sr und Ba.

Quelle: <http://www.seilnacht.com/versuche/spektro.html>, 6.2.2017

Es können auch Kristalle (also Festkörper) so erhitzt werden, dass Emissionslinien entstehen. Bringt z.B. man einen Löffel Natrium in eine Flamme, so wird dieses erhitzt, bis es schließlich in der für Natrium charakteristischen Farbe verbrennt. Über diese Farbe und das resultierende Emissionslinienspektrum kann man also bestimmen, welches Element verbrannt wurde. Abb. 2.11 a) und b) zeigen beispielhaft die Farben von sechs Elementen beim Verbrennen, sowie die dazugehörigen Emissionslinienspektren. Auf die Ursache der Absorptions- und Emissionsspektren wird in Kapitel 4 näher eingegangen.

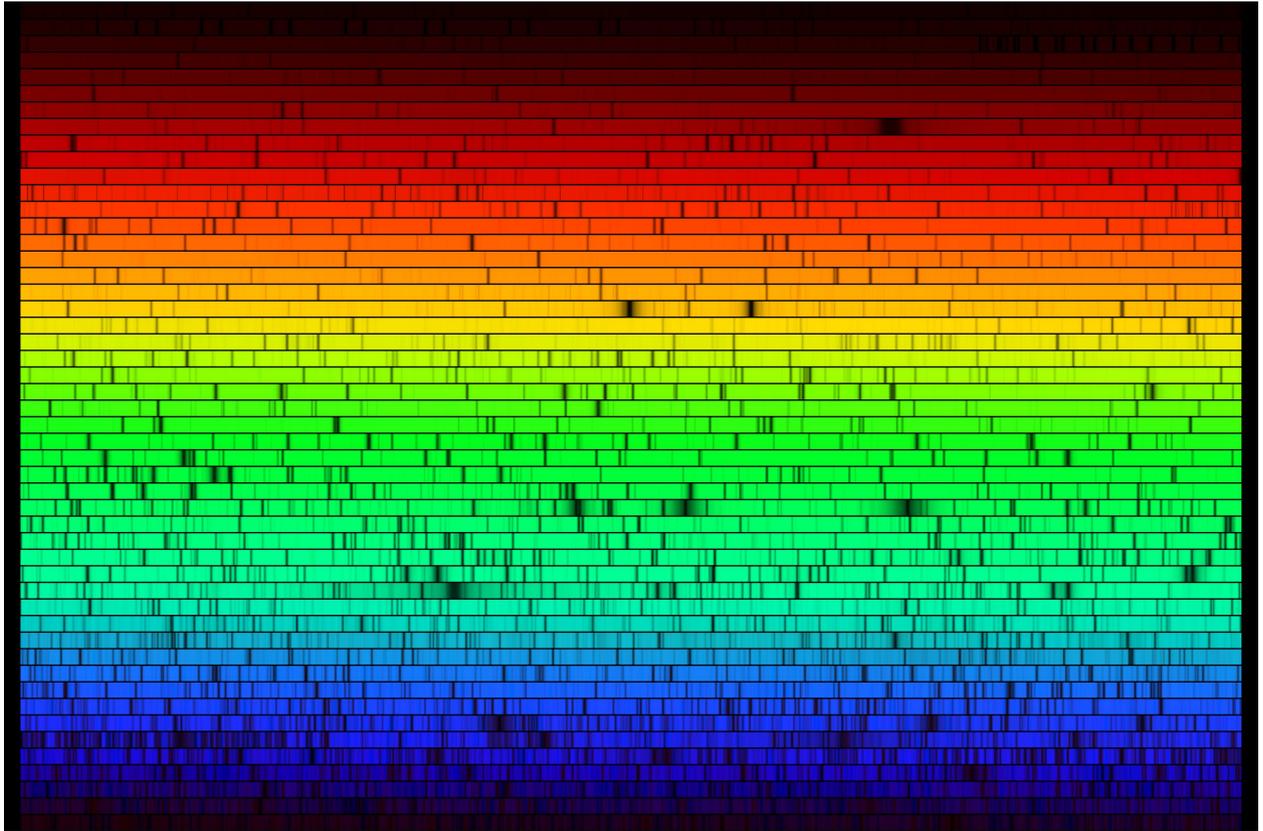


Abbildung 2.12: Sonnenspektrum aufgenommen vom National Solar Observatory auf dem Kitt Peak in Arizona, USA.

Quelle: [https://www.noao.edu/image\\_gallery/html/im0600.html](https://www.noao.edu/image_gallery/html/im0600.html), 21.12.16

### 3 Einleitung zu TMAW

TMAW ist ein Werkzeug zur Berechnung von Sternatmosphärenmodellen. Es dient internationalen Forschungsgruppen und Amateurastronomen gleichermaßen als Hilfsmittel, um die wichtigen Parameter beobachteter Objekte zu ermitteln. Oberflächenschwerebeschleunigung, Effektivtemperatur und chemische Zusammensetzung sind dabei die Parameter, die eine Modellatmosphäre in TMAW genau charakterisieren. Grundlage dafür sind stellare Absorptionslinienspektren als einzige Informationsquelle zu diesen Objekten. Die Bestimmung dieser Größen durch den Benutzer erfolgt durch einen präzisen Abgleich des gemessenen Spektrums mit den synthetischen Spektren der errechneten Sternatmosphärenmodelle. Durch eine schrittweise Änderung der Parameter in TMAW kann so eine größtmögliche Übereinstimmung in markanten Wellenlängenbereichen erzielt werden. Generell, aber insbesondere für wissenschaftliche Zwecke, ist es daher wünschenswert, mit einem Spektrum zu arbeiten, welches möglichst den kompletten Wellenlängenbereich vom fernen Ultraviolett bis hin zum Infrarotbereich abdeckt, um umfangreichere Anpassungen und eine differenziertere Analyse vornehmen zu können. Da im schulischen Gebrauch und im Amateurbereich grundsätzlich nur bodengebundene Teleskope zum Einsatz kommen, werden sich die Auswertungen für diese Anwendung ausschließlich auf den optischen Bereich beschränken. Ein großer Teil des Spektrums außerhalb des optischen Bereiches wird von der Erdatmosphäre blockiert. Die Auswertung der Spektren wird dadurch eingeschränkt. Der ultraviolette Bereich wird absorbiert und ein kleiner Teil des Radiobereichs wird reflektiert, jedoch wird ein Großteil dessen durchgelassen, weshalb man mit Radioteleskopen Signale auf der Erde empfangen kann. Dies ist der maßgebliche Grund für die Entwicklung von Weltraumteleskopen. Abb. 3.1 zeigt, welche Spektralbereiche in der Erdatmosphäre absorbiert werden und welche bis zur Erdoberfläche durchdringen.

TMAW berechnet auf Grundlage der bekannten physikalischen Prozesse synthetische Spektren. Die Berechnung der Modellatmosphären basiert auf umfangreichen und stetig verbesserten Datensätzen zu Modellatomen, welche detaillierte Informationen über Ionisationsstufen, atomare Niveaus und deren Übergänge, sowie die zugehörigen Übergangswahrscheinlichkeiten beinhalten. Kernbestandteil der Berechnungen sind die hochgradig nichtlinearen Gleichungssysteme für die Parameter (Besetzungszahlen, Levelübergänge, Ladungserhaltung etc.) der Strahlungstransportgleichung, welche sehr zeitaufwändig und meist in mehreren tausend Iterationszyklen numerisch gelöst werden. Hinzu

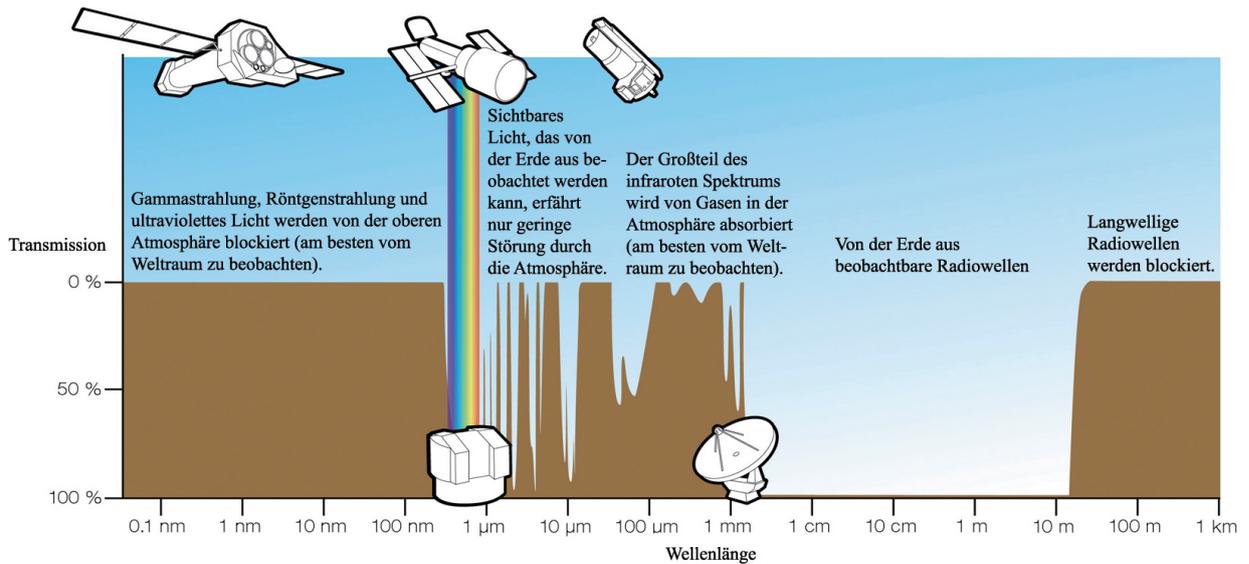


Abbildung 3.1: Durchlässigkeit der Atmosphäre für elektromagnetische Wellen verschiedener Spektralbereiche.

In Anlehnung an: [https://www.eso.org/public/germany/images/atm\\_opacity](https://www.eso.org/public/germany/images/atm_opacity), 12.12.2016

kommen statistische Gleichungen und Nebenbedingungen. Spricht man von der Atmosphäre eines Sternes, so lässt sich diese nicht so einfach wie bei der Erde eingrenzen. Vielmehr meint man damit eigentlich die Photosphäre, also den äußeren Bereich in dem Photonen aus dem Inneren ungehindert nach außen dringen können (sonst könnten wir diese ja nicht sehen). Dabei geht man davon aus, dass auf Grund der Fusionsprozesse im Zentrum des Sterns ein Kontinuum, also jegliche Wellenlängen vom sehr kurzwelligen bis zum sehr langwelligen Bereich des elektromagnetischen Spektrums, von unten in die Photosphäre des Sternes einstrahlt. Dort finden sich nun Elemente, die jeweils verschiedene Teile des Kontinuums absorbieren. Das Licht, das der Stern ausstrahlt, ist also kein Kontinuum mehr, sondern entsprechend der charakteristischen Sternparameter ein Absorptionslinienspektrum.

## 4 Absorptionslinien

Um die Ursache der Absorptionslinien in Sternspektren zu verstehen, kann man zur klassischen Betrachtung das Bohrsche Atommodell heranziehen. Das Kernelement Bohrs Überlegungen zum Aufbau von Atomen war die Annahme, dass sich Elektronen nicht in jedem beliebigen Abstand zum Atomkern bewegen können. Bohr postulierte, dass es diskrete Kreisbahnen mit unterschiedlichen Radien geben müsse.

Durch die äußere Zufuhr von Energie in Form von Licht, kann ein Elektron auf eine energetisch höhere Kreisbahn mit größerem Radius gehoben werden, wie in Abb 4.1 dargestellt. Die Pfeile stellen jeweils mögliche Übergänge auf Bahnradien höherer Energie dar.

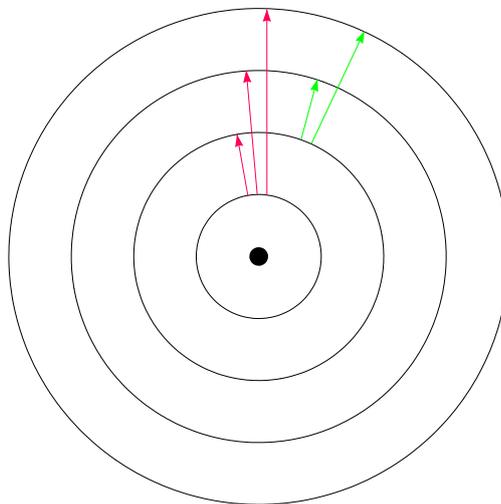


Abbildung 4.1: Das Atommodell nach Bohr.

Dafür ist jeweils eine genau definierte Energiemenge notwendig. Aus dem einstrahlenden Licht werden also genau jene Wellenlängen absorbiert, welche der Energie entsprechen, die für einen Übergang notwendig sind. Diese lassen sich nach Planck sehr einfach bestimmen über

$$E = h\nu = \frac{hc}{\lambda}; \quad \lambda = \frac{hc}{E} \quad . \quad (10)$$

$h$  ist das Plancksches Wirkungsquantum ( $h=6.62610^{-34}\text{Js}$ ),  $\nu$  die Frequenz der elektromagnetischen Strahlung,  $E$  die Energie,  $c$  die Lichtgeschwindigkeit und  $\lambda$  die Wellenlänge. Jeder Übergang in einem Element absorbiert (oder emittiert gegebenenfalls) so Licht einer charakteristischen Wellenlänge.

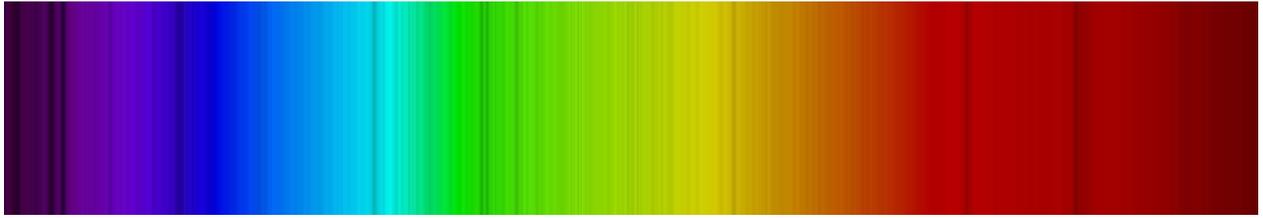


Abbildung 4.2: Absorptionslinienspektrum der Sonne im sichtbaren Bereich.

Quelle: <http://ganymede.nmsu.edu/tharriso/ast110/class13.html>, 11.12.2016

Nimmt man mit einem Spektrographen ein Spektrum eines stellaren Objektes auf, so macht man nichts anderes, als die Lichtintensität (oder den Strahlungsfluss) in Abhängigkeit von der Wellenlänge  $\lambda$  aufzutragen. An der Stelle, die der Wellenlänge der absorbierten Photonen entspricht, wird in dem Spektrum eine dunkle Linie abgebildet. Es wurde kein oder wesentlich weniger Licht dieser Wellenlänge aufgenommen. Der Ursprung von Absorptionslinien wird in Abschnitt A im Anhang vertiefend diskutiert.

Die dunklen Linien sind in Abb. 4.2 deutlich sichtbar. Die Entwicklung von CCD (Charge Coupled Device) Detektoren hat die Auswertung von Spektren erheblich vereinfacht und verbessert. Das Spektrum wird auf einen Sensor projiziert, dessen Pixel das Auftreffen von einzelnen Photonen der abgebildeten Farbe detektieren. So kann man neben der Lage der Linien auch deren Intensität messen. In einer Spektralenergieverteilung werden die Zählraten der CCDs gegen die Wellenlänge aufgetragen, wie in Abb. 4.3 beispielhaft dargestellt. Dies ermöglicht eine präzisere Analyse der Spektren. Dass in der Astronomie grundsätzlich mit hochaufgelösten Spektren gearbeitet werden muss, um aussagekräftige Untersuchungen zu gewährleisten, sieht man bereits daran, dass es geläufig ist Wellenlängen in  $\text{\AA}$  ( $=0.1 \text{ nm}$ ) anzugeben und nicht in Nanometern. Die Auflösung, also die Fähigkeit zwei nahe beieinander liegende Farbpunkt unterscheiden zu können, hängt jedoch vom Spektrographen ab.

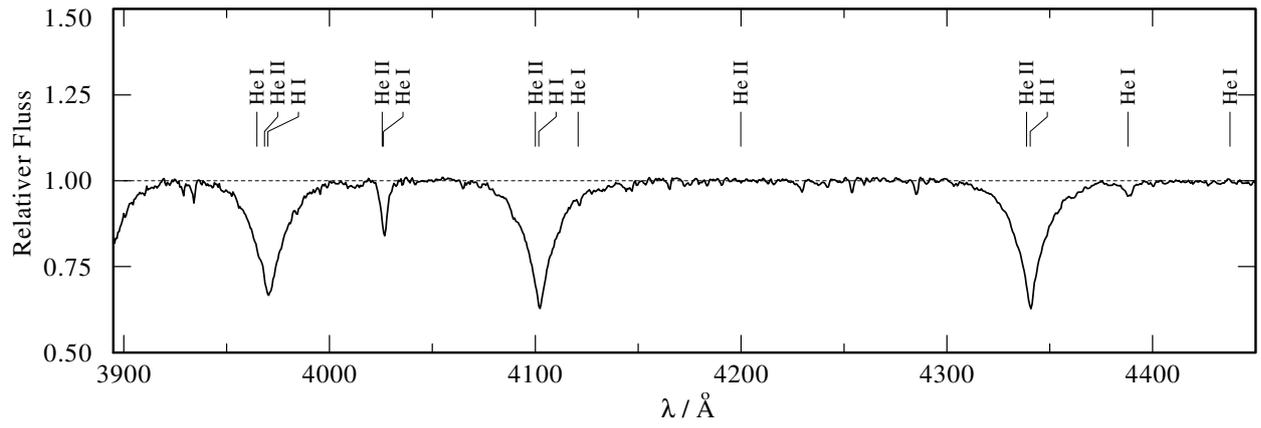


Abbildung 4.3: Beobachtetes Spektrum des Sterns Feige 66. Die gestrichelte Linie stellt den Verlauf des Kontinuumflusses dar.

## 5 Linienverbreiterungsmechanismen

Wie bereits ausgeführt, gibt es nach dem Bohrschen Modell klar definierte, diskrete Energielevels, zwischen denen radiative Übergänge stattfinden können. Dazu sind diskrete Energiepakete notwendig, die in diesem Zusammenhang von Photonen zur Verfügung gestellt werden, denen man folglich eine diskrete Wellenlänge zuordnen kann. Betrachtet man die spektralen Energieverteilungen, so fällt jedoch auf, dass die Absorptions- und Emissionslinien entgegen der Erwartung nicht scharf aufgetragen sind, sondern sich zu beiden Seiten des Linienschwerpunktes über ein gewisses Wellenlängenintervall hinweg erstrecken. Tatsächlich gibt es mehrere Effekte, die dieses Phänomen verursachen. Man spricht von Linienverbreiterungsmechanismen, welche dafür sorgen, dass die Absorptionslinien eine nicht unwesentliche Ausdehnung erfahren. Welche unterschiedlichen Effekte bei der Absorptionslinienverbreiterung berücksichtigt werden müssen, und wie groß deren jeweiliger Einfluss ist, soll im folgenden aufgeführt werden.

### 5.1 Natürliche Linienverbreiterung

Die spontane Abregung aus höheren Energieleveln auf niedrigere Energielevel beschränkt die mögliche Lebensdauer der angeregten Zustände, welche somit einer statistischen Verteilung unterliegt. Entsprechend der Heisenbergschen Unschärferelation (Werner Heisenberg, 1901 - 1976) zwischen Energie und Zeit,

$$\Delta E \cdot \Delta t \geq \frac{\hbar}{2} \quad , \quad (11)$$

verursacht dies eine Unschärfe bezüglich der Lage der Energieniveaus. Man spricht von natürlicher Linienverbreiterung, da dieser Effekt auch auftritt, wenn das Teilchen nicht von anderen beeinflusst wird.

#### **Einfluss:**

Die natürliche Linienverbreiterung ist wellenlängenabhängig und bewegt sich in der Größenordnung von wenigen Femtometern ( $10^{-5}$  Å).

## 5.2 Druckverbreiterung/Stoßverbreiterung

Durch ständige Stöße mit verschiedenen Teilchen werden die Atome in eine Art Vibration versetzt, wodurch die Levels verwaschen werden. Je höher der Druck, desto mehr Kollisionen finden in einem bestimmten Zeitintervall statt. Folglich steigt auch die Stärke der Vibration und die dadurch bedingte Verschiebung der Niveaus.

### **Einfluss:**

Die Druckverbreiterung ist ebenfalls wellenlängenabhängig und bewegt sich in der Größenordnung von mehreren 10 Femtometern ( $10^{-4}$  Å).

## 5.3 Starkeffekt

Die Anwesenheit anderer Teilchen mit elektrischer Ladung in der unmittelbaren Nähe des betrachteten Atoms führt zu einer Verzerrung seines elektrostatischen Feldes. Das wiederum führt zu einer Verschiebung der Energieniveaus und letzten Endes zu einer Veränderung der Levelübergänge. Den größten Einfluss haben Elektronen und Protonen als Störteilchen. Dieser Effekt wird als Starkeffekt (Johannes Stark, 1874 - 1957) bezeichnet.

### **Einfluss:**

Der Starkeffekt kann bei sehr starken Feldern ein Linienprofil über mehrere 100 Å hinweg beeinflussen.

## 5.4 Dopplerverbreiterung

Grundsätzlich stehen die Teilchen, welche die Photonen absorbieren, nicht still. Alle Teilchen haben eine Bewegungskomponente bezüglich der Sichtlinie zwischen Stern und dem Beobachter. Die Photonen, die bei einem Beobachter auf der Erde ankommen, bewegen sich vollständig entlang dieser Linie. Je nach Bewegungsrichtung und Geschwindigkeit der absorbierenden Atome, nehmen diese die Wellenlänge der Photonen unterschiedlich wahr, gemäß

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \quad . \quad (12)$$

Abb. 5.1 veranschaulicht das Prinzip: Schritt 1.) Stellt die Linien dar, die unter normalen Bedingungen absorbiert werden. Bewegt sich ein Atom in Richtung des Ursprungs der Strahlung, so

wird die Wellenlänge der Photonen gestaucht und damit vom Atom kürzer wahrgenommen (Schritt 2.), blauverschoben). Aus dieser scheinbaren Verschiebung aus Sicht des Atoms folgt nun, dass dieses die scheinbar gewohnten Wellenlängen absorbiert (Schritt 3.), welche aber für den außenstehenden ruhenden Betrachter, für den sich das Spektrum nicht verschoben hat, deutlich rotverschoben sind (Schritt 4.). Während sich das Spektrum für die absorbierenden Atome blauverschiebt, werden die Absorptionslinien also rotverschoben. Analog erfolgt die Blauverschiebung von Absorptionslinien bei entgegengesetzter Bewegungsrichtung.

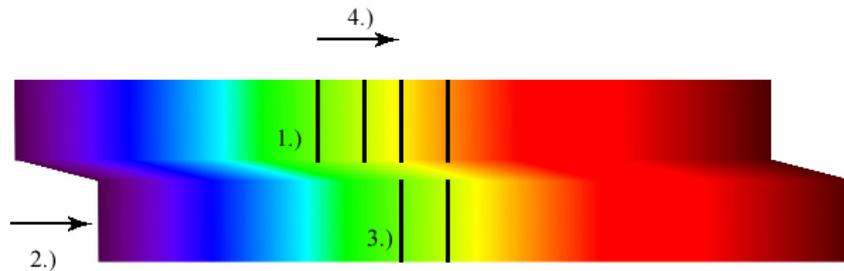


Abbildung 5.1: Prinzip der Rotverschiebung.

Es können also auch Photonen absorbiert werden, denen eine Wellenlänge zugeordnet werden kann, welche leicht verschoben ist gegenüber der ursprünglichen Wellenlänge, welche für einen Übergang benötigt wird. Die Ausdehnung der Absorptionslinie wird dabei elementar von der Maxwellverteilung für die Geschwindigkeiten der Teilchen bestimmt.

#### **Einfluss:**

Der Dopplereffekt beeinflusst ein Linienprofil in der Größenordnung von ca.  $0\text{-}3 \text{ \AA}$  (Tab.1).

Tabelle 1: Dopplerbreite für Linien mit Wellenlängen  $250 \text{ \AA}$ ,  $2500 \text{ \AA}$  und  $25000 \text{ \AA}$  für die Elemente H, He, C, N, O bei  $T = 100\,000 \text{ K}$ .

Element	$250 \text{ \AA}$	$2500 \text{ \AA}$	$25000 \text{ \AA}$
H	0.033	0.338	3.387
He	0.016	0.169	1.693
C	0.009	0.097	0.977
N	0.009	0.090	0.905
O	0.008	0.084	0.844

## 5.5 Rotationsverbreiterung

Zusätzlich zur thermischen Dopplerverbreiterung können Linien auch durch die Rotation eines Sternes dopplerverschoben werden. Hierbei entstehen die unterschiedlichen relativen Wellenlängen für den Beobachter durch die Tatsache, dass sich eine Hälfte des Objektes stetig schnell zum Beobachter hin bewegt und die andere Hälfte von ihm weg.

### **Einfluss:**

Rotationsverbreiterung kann in extremen Fällen Linien derart verbreitern, dass sie als ausgedehnte Tröge wahrgenommen werden.

## 6 Darstellung der Spektren

In diesem Abschnitt soll kurz die Darstellung der Spektren angesprochen werden. In dieser Arbeit werden größtenteils nur normierte Spektren aufgeführt (z.B. Abb. 4.3). Von solchen spricht man, wenn man den Fluss als relative Intensität angibt und nicht als absolute. Normiert wird dabei auf den Kontinuumsfluss ohne Spektrallinien (Abb. 2.9). Würde man also ein Kontinuum normiert darstellen, so erhielte man eine Grafik, auf der nur eine waagerechte Linie bei 1 aufgetragen wäre. Eine normierte Darstellung ist deutlich übersichtlicher und die Bewertung der Linien fällt leichter. Man spricht in diesem Zusammenhang auch von rektifizierten Spektren. In Abb. 6.1 sind beide Darstellungen zum Vergleich realisiert.

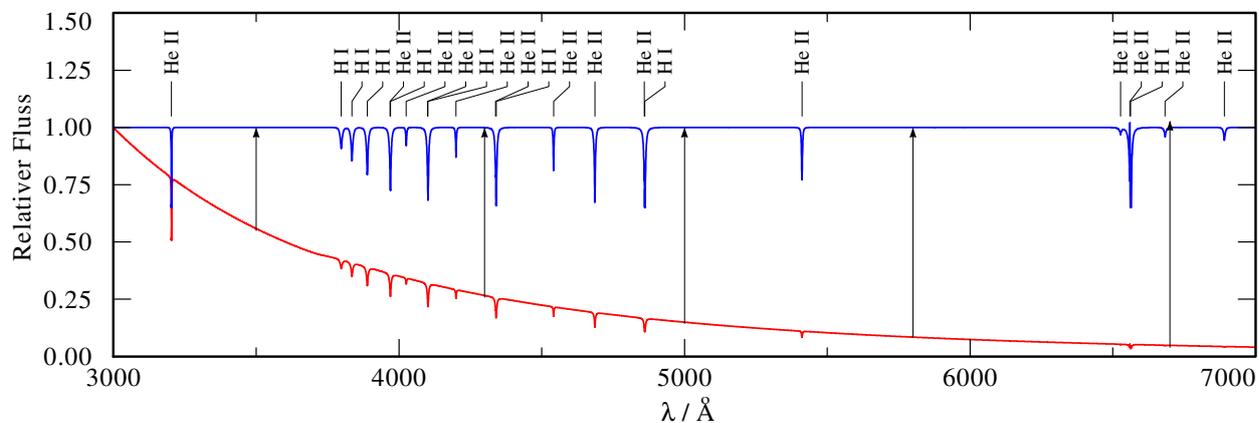


Abbildung 6.1: Modellspektren. Absoluter (rot) und rektifizierter (blau) Fluss. H- und He-Linien sind markiert.

Die Modellspektren auf der TMAP-Datenbank (<http://dc.g-vo.org/theossa>) können normiert oder nicht normiert vorliegen. Beobachtungsdaten werden oft rektifiziert dargestellt, können aber auch nicht rektifiziert vorliegen. Man sollte also darauf achten, dass beim Vergleich die jeweiligen Darstellung übereinstimmen.

## 7 Parameterbestimmung mit TMAW und TVIS Interactive

Wie die Entstehung von Absorptionslinien und deren Verbreiterung mit den charakteristischen Sternparametern Temperatur, Oberflächenschwerebeschleunigung und chemische Zusammensetzung physikalisch verknüpft sind, ist in TMAW hinterlegt. Damit muss der Nutzer ausschließlich diese Parameter festsetzen und die dazugehörigen Modellspektren mit der Beobachtung abgleichen.

Um den Abgleich und die Analyse von Spektren zu vereinfachen, hat das Institut für Astronomie und Astrophysik der Universität Tübingen das Tübingen Visualisation Interactive Tool veröffentlicht. Die Plattformen TVIS und TVIS Interactive wurden von Denny Hoyer entwickelt. Der Entwicklungsprozess wurde dabei im Rahmen dieser Arbeit unterstützt. Diese Tools ermöglichen dem Benutzer, Daten einfach und intuitiv darstellen zu lassen, ohne sich vorher in ein Visualisierungsprogramm einarbeiten zu müssen. Vorläufige Analysen können so schnell und problemlos durchgeführt werden. Abb. 7.1 zeigt die TVIS Interactive Plattform während der Untersuchung eines Spektrums. Wie die so dargestellten Spektren auf die Änderung einzelner Parameter reagieren, soll in diesem Kapitel erklärt werden. Die einzelnen Funktionen von TVIS Interactive werden in Kapitel 10.5 näher erläutert.

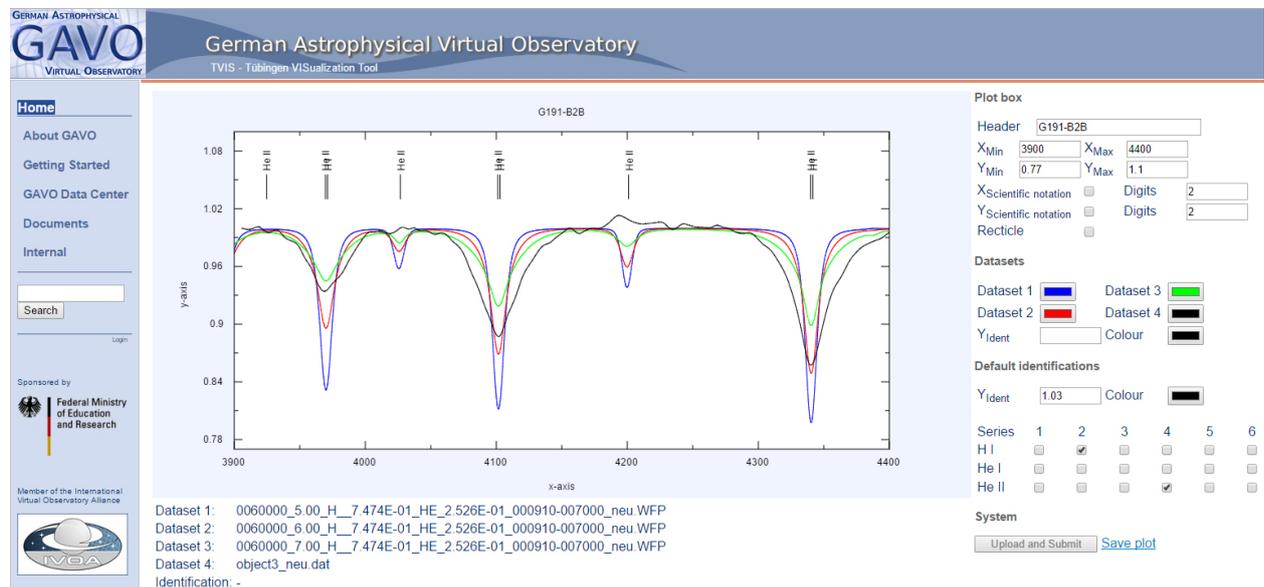


Abbildung 7.1: Die TVIS-Interactive Benutzeroberfläche beim Abgleich einer Beobachtung mit drei synthetischen Spektren.

Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/interactive> 3.2.2017

## 7.1 Effektivtemperatur und Linienstärke

Eine Änderung in der Effektivtemperatur ( $T_{\text{eff}}$  in K) des Modells bei fester Oberflächenschwerebeschleunigung ( $\log g$  in  $\frac{\text{cm}}{\text{s}^2}$ ) resultiert primär in einer Änderung der Linienstärke. Die Linienbreite ändert sich dadurch nur unwesentlich wenn gilt

$$\frac{\Delta T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff}}} \ll 1 \quad . \quad (13)$$

Grundsätzlich bleibt die Linie fast gleich breit, auch wenn die Tiefe in den Randbereichen kaum ausgeprägt ist. Abb. 7.2 und Abb. 7.3 zeigen beispielhaft solche Entwicklungen.

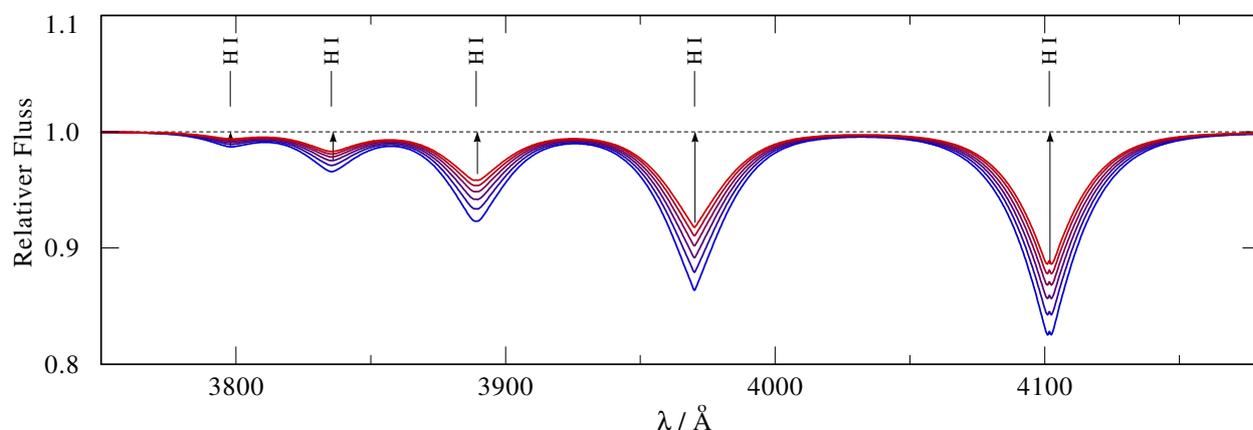


Abbildung 7.2: Linienprofile bei  $T_{\text{eff}} = 55000$  K (blau) bis  $80000$  K (rot), in Schritten von  $5000$  K.

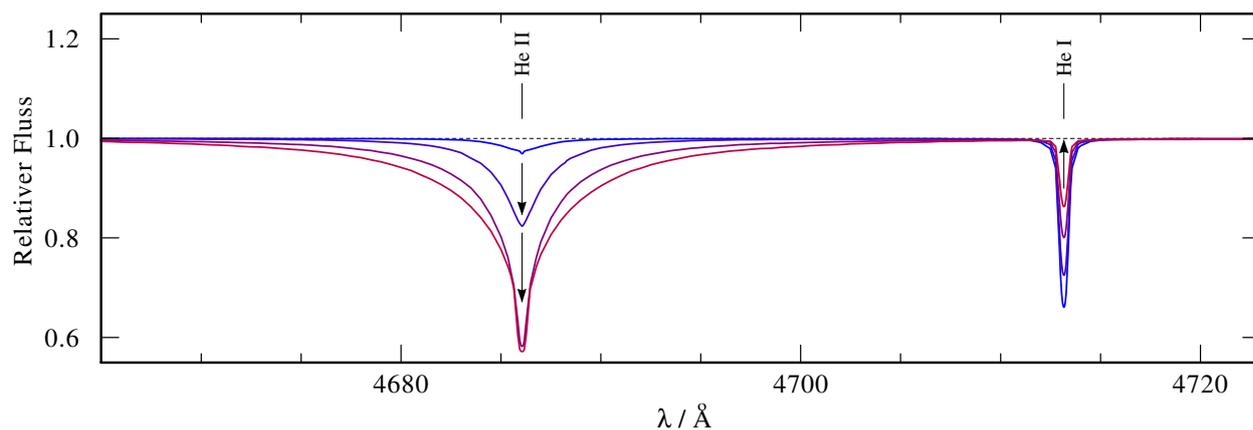


Abbildung 7.3: Linienprofile bei  $T_{\text{eff}} = 30000$  K (blau) bis  $45000$  K (rot) bei Linien unterschiedlicher Ionisationsstufe.

Je nachdem welche Linie gerade betrachtet wird, resultiert eine Temperaturerhöhung entweder in einer stärker oder in einer schwächer ausgeprägten Linie. Erklären kann man diese unterschiedlichen Entwicklungen wie folgt: Bei einer kontinuierlichen Erhöhung von  $T_{\text{eff}}$  werden stetig mehr Elektronen auf ein höheres Level gehoben, da die Gesamtenergie steigt. Folglich werden für diesen Übergang u.a. mehr Photonen absorbiert, die Linie wird tiefer.

Erhöht man  $T_{\text{eff}}$  nun weiter, wird irgendwann der Grenzwert erreicht, bei dem einzelne Atome eine höhere Ionisationsstufe erreichen. Deren Elektronenkonfiguration ändert sich und damit entstehen zusätzliche Absorptionslinien, wie in Kapitel A erläutert. Folglich werden die Absorptionslinien, welche den Atomen mit niedrigerer Ionisationsstufe zugeordnet werden können, schwächer, da nun weniger Atome in dieser Konfiguration vorhanden sind. Entsprechend der Gesamtenergie stellt sich ein sogenanntes Ionisationsgleichgewicht zwischen den einzelnen Ionisationsstufen ein (z.B. He I und He II in Abb. 7.3). Steigt  $T_{\text{eff}}$  weiter, liegen immer mehr Atome in einer höheren Ionisationsstufe vor und die dazugehörigen Absorptionslinien werden stärker. So kann also die Absorptionslinientiefe mit zunehmender Temperatur auch wieder abnehmen.

## 7.2 Log $g$ und Linienflügel

Eine Änderung von  $\log g$  wirkt sich neben der Linientiefe vor allem auf die Linienflügel aus. Je höher  $\log g$ , desto breiter wird die Linie (siehe Abb. 7.4). Die Änderung der Tiefe resultiert dabei aus der zunehmenden Verbreiterung auf Grund oben genannten Effekte.

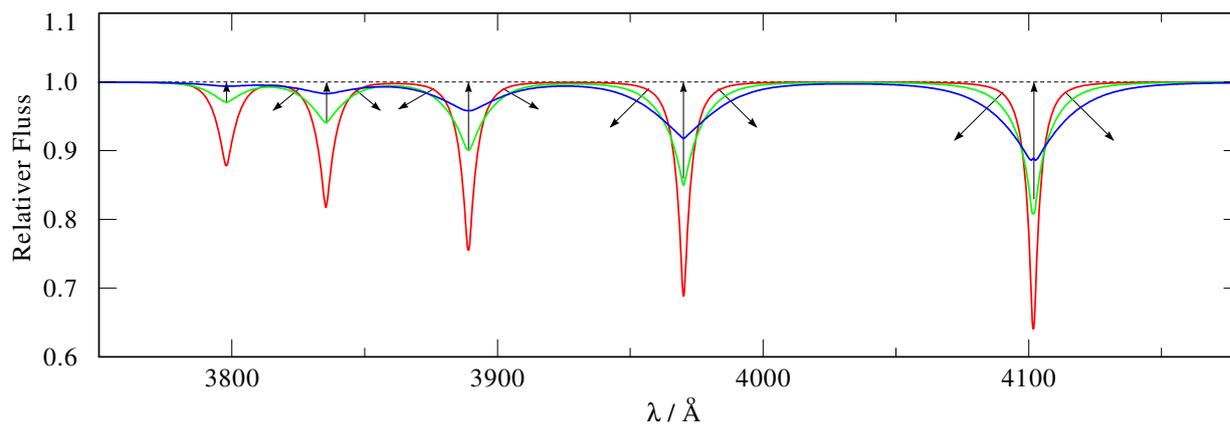


Abbildung 7.4: Linien bei  $\log g = 6$  (rot),  $7$  (grün),  $8$  (blau).

### 7.3 Elementzusammensetzung und Massenverhältnisse

Eine Änderung der Elementkonfiguration führt zu mehreren grundsätzlichen Veränderungen im Spektrum. Dabei kann man die Massenverhältnisse der vorhandenen Elemente verändern oder das bestehende Ensemble um weitere Elemente erweitern.

Fügt man zu einer Modellkonfiguration ein weiteres Element hinzu, so überrascht es nicht, dass weitere Absorptionslinien auftreten und die Linien der Elemente, die bereits vorhanden waren, schwächer werden.

Verändert man nur die Massenverhältnisse der gegebenen Elemente, so kann man die relative Stärke der elementspezifischen Absorptionslinien zueinander variieren.

## 8 Vorgehensweise bei der Parameterbestimmung

TMAW nimmt keine Anpassung des Modellspektrums an die Beobachtung vor, sondern berechnet dieses von Grund auf neu. Daher ist es dringend notwendig, die berechneten Modelle ausführlich mit der zu bestimmenden Beobachtung zu vergleichen, um eine möglichst präzise Bestimmung der Parameter im Rahmen der Möglichkeiten zu gewährleisten. Wenn man von einer Beobachtung ausgeht, deren Parameter vollkommen unbekannt sind, so bietet es sich an, diese zunächst grob einzugrenzen. Für die Parameter  $T_{\text{eff}}$  und  $\log g$  kann man zu Beginn also jeweils grobe Gitter anfragen. Die Schrittweite bei  $T_{\text{eff}}$  kann man auf ca. 20 000 K beschränken, demnach würde man hier vorerst Modelle mit 40 000 K, 60 000 K, 80 000 K und 100 000 K betrachten. Da die  $\log g$  Skala logarithmisch ist, kann man hier zunächst die Schrittweite 1 wählen. So würde man vorerst Modelle mit z.B.  $\log g = 5, 6, 7$  anfragen.

Grundsätzlich ist es nicht entscheidend, mit welchem Parameter man die Anpassung beginnt, es bietet sich jedoch an, sich zunächst einen ersten Eindruck über  $\log g$  zu verschaffen. Beginnt man hingegen mit  $T_{\text{eff}}$ , so sind die verschiedenen Profile wenig aussagekräftig, da die Linienflügel meist nicht besonders gut mit den Beobachtungen übereinstimmen, und somit die Linienstärke schwer korrekt zu bestimmen ist.

### Schritt 1a

Zu Beginn betrachtet man also die Beobachtung zusammen mit einem groben Gitter an Modellen. Dabei bleibt der Parameter  $T_{\text{eff}}$  zunächst unverändert bei einem beliebigen Wert im mittleren Temperaturbereich. Gleichzeitig variiert man den Parameter  $\log g$  in Schrittweiten um 1 und plottet alle Modelle gemeinsam mit der Beobachtung. Es ist von Vorteil, die am stärksten ausgeprägten Linien zu betrachten, um die Entwicklung der einzelnen Modelle besser beurteilen zu können. Aus dem Abgleich sollte nun der beste vorläufige Näherungswert für diesen Parameter ersichtlich werden.

### Schritt 2a

Den eben eingegrenzten vorläufigen Wert für  $\log g$  nutzt man nun bereits in der ersten Betrachtung für  $T_{\text{eff}}$ . Das Vorgehen ist gleich. Man betrachtet vorerst mehrere Modelle in einer groben Abstufungen von ca. 20000 K zusammen mit der Beobachtung, um einen Überblick über  $T_{\text{eff}}$  zu erhalten. Meist lässt sich hierbei sehr deutlich ein guter Näherungswert bestimmen.

### **Schritt 1b**

Nun wird Schritt 1 wiederholt. Erneut wird ein Parameter festgehalten, während man den anderen variiert. Da man jetzt bereits grobe Näherungswerte für beide Größen bestimmt hat, wird nun selbstverständlich der bestimmte Wert für  $T_{\text{eff}}$  festgehalten, wobei man nun versucht, den Wert für  $\log g$  präziser zu bestimmen. Dazu verfeinert man nun das Raster um den bereits bestimmten groben Näherungswert in kleineren Schritten (erste Nachkommastelle) und vergleicht die Modellrechnungen wieder mit der Beobachtung, indem man alle zusammen plottet. Analog zu Schritt 1, wählt man für die nun folgende erneute Anpassung von  $T_{\text{eff}}$  den  $\log g$  Wert, für den das Modell am besten mit der Beobachtung übereinstimmt.

### **Schritt 2b**

Der Wert für  $\log g$  ist nun relativ genau bestimmt. Wie in Schritt 2a wird nun dieser Wert festgehalten, um  $T_{\text{eff}}$  genauer bestimmen zu können. Auch hier wird ein verfeinertes Raster um den ersten Näherungswert herum überprüft. Wie zuvor werden die unterschiedlichen Modelle zusammen mit der Beobachtung geplottet, um das Modell mit der besten Übereinstimmung mit der Beobachtung zu finden.

Mit Abschluss von Schritt 2b hat man durch die Verfeinerung eines zunächst groben Rasters für beide Parameter eine gute Arbeitsgrundlage geschaffen für weitere Betrachtungen im Modell.

**Schritte 1 und 2 können beliebig oft und in verschiedener Reihenfolge wiederholt werden, je nach dem, was die Entwicklung der Modelle im Vergleich zur Beobachtung nahe legt.**

Grundsätzlich verlangt die Untersuchung ein wenig Fingerspitzengefühl im ständigen Abgleich der Modelle mit der Beobachtung.

### **Schritt 3**

Nachdem nun bereits relativ gute Näherungswerte für  $T_{\text{eff}}$  und  $\log g$  eingegrenzt wurden, kann man nun beginnen, die Elementzusammensetzung in der Photosphäre genauer zu betrachten. Die Modelle, die benutzt wurden um die ersten beiden Parameter zu bestimmen, sollten mit solaren Elementhäufigkeiten, also den Häufigkeiten auf der Sonne, durchgeführt werden, das dies meist ein guter Startwert ist. Auf der TMAW-Plattform sind diese bereits voreingestellt.

Wenn diese Modelle bezüglich mehrerer Linien grob von der Beobachtung abweichen, sollte eine

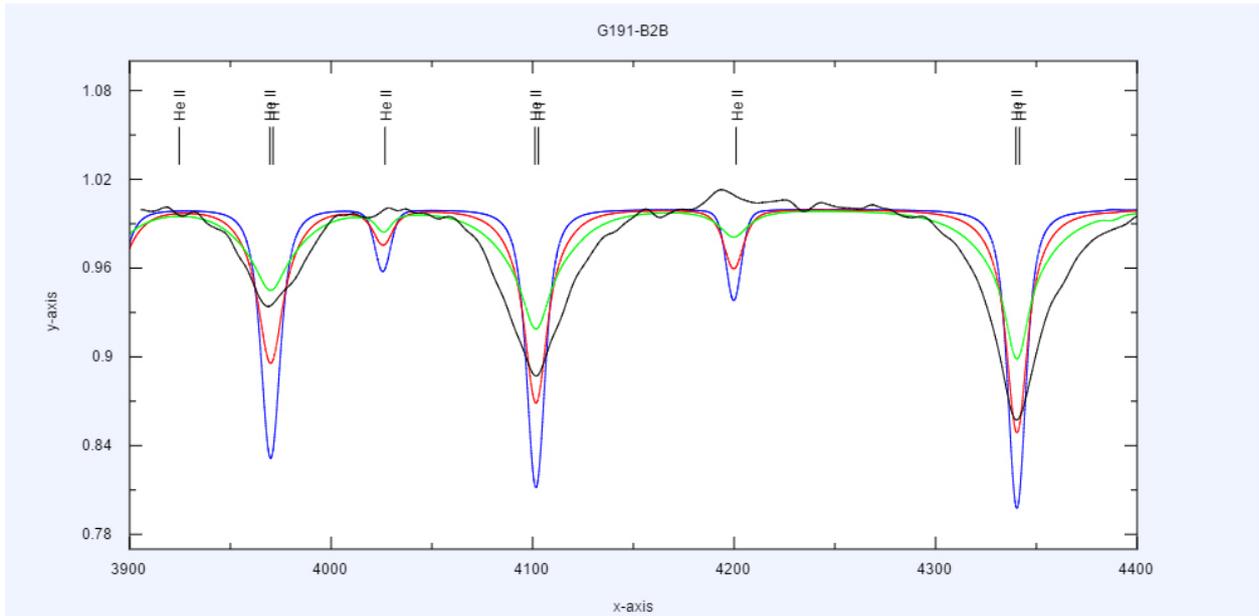


Abbildung 8.1: Beobachtung von G191-B2B verglichen mit drei Modellen in TVIS Interactive bei  $T_{\text{eff}} = 60\,000\text{ K}$  und  $\log g = 5$  (rot), 6 (grün), 7 (blau).

Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/> 3.2.2017

Anpassung der Elementhäufigkeiten in Betracht gezogen werden. Dabei achtet man besonders auf Linien, welche unterschiedlichen Elementen zugeordnet werden. Da das Verhältnis der Elemente entscheidend ist, fällt beim Modell auf, dass diese Linien jeweils etwa entgegengesetzt von der Beobachtung abweichen.

Angenommen das Elementverhältnis zwischen H und He im Modell passt nicht mit dem der Beobachtung überein. Dann wäre aus dem Vergleich bei genauerer Betrachtung ersichtlich, dass z.B. die He-Linien im Modell stärker ausgeprägt sind, die H-Linien aber im Gegenzug zu schwach. In diesem Beispiel wäre der nächste Schritt folglich die Reduzierung des relativen He-Anteils und die entsprechende Erhöhung des relativen H-Anteils. Ein neuerlicher Vergleich mit der Beobachtung und die Betrachtung mehrerer Linien wird dann Aufschluss über die Angemessenheit der getätigten Veränderung geben.

Ein deutliches Anzeichen für die Notwendigkeit einer massiven Veränderung der Elementzusammensetzung ist die Präsenz von Linien im Modell, welche nicht in der Beobachtung wiedergegeben werden. Abb. 8.1 zeigt einen solchen Fall. Insbesondere fallen hier die Linien für He II bei 4026 Å und 4199 Å auf. Treten auf diese Art Linien eines Elementes an Stellen im Modell auf, an denen die Beobachtung diese nicht wiedergibt, so liegt nahe, dass die Konzentration dieses Elementes in

der Photosphäre deutlich niedriger ist als angenommen. Oft existiert es gar nicht. Der umgekehrte Fall kommt jedoch regelmäßig vor. Deutliche Linien in der Beobachtung, welche nicht vom Modell wiedergegeben werden können sind keine Ausnahme. Dies kann erklärt werden durch die stetige Entwicklung der Atomdaten. Viele Atommodelle sind sehr aufwändig und komplex, so dass manche noch nicht in die Berechnungen mit einbezogen werden können und erst im Laufe der Zeit in die Datenbanken integriert werden.

Eine weitere Möglichkeit zur Anpassung grober Abweichungen ist die Faltung der synthetischen Spektren mit Gaussprofilen. Dies verändert die Stärke und Form der Absorptionslinien in den synthetischen Spektren. Bedingt durch das endliche Auflösungsvermögen des verwendeten Spektrographen, entsprechen die gemessenen Spektren nicht dem tatsächlichen Strahlungsfluss. Dieser Vorgang wird bei der Berechnung der synthetischen Spektren nicht berücksichtigt, kann aber durch dieses Verfahren imitiert werden. Eine nähere Erklärung folgt in Kapitel 10.4.

## 9 Beispiele

In diesem Kapitel sollen zwei Beobachtungen mit Hilfe der in Kapitel 8 dargelegten Vorgehensweise beispielhaft untersucht werden und deren Kenngrößen bestimmt werden.

### 9.1 Beispiel A

In diesem Beispiel soll ein Spektrum des Sterns Feige 66 untersucht werden. Die Vorgehensweise orientiert sich dabei an den in Kapitel 8 aufgeführten Schritten. Dabei wird der Wellenlängenbereich von ca. 3900 Å bis 4500 Å betrachtet, da dort drei Linien aus der Balmer Serie markante Punkte zur Untersuchung bieten. Wir gehen von einem Modell aus, welches H und He enthält in solaren Massenverhältnissen.

#### Schritt 1a

Zuerst befassen wir uns mit den Linienflügeln. Zu Beginn setzen wir  $T_{\text{eff}}$  fest auf 80 000 K. Nun kann  $\log g$  in drei Schritten geplottet werden, um es mit der Beobachtung zu vergleichen, siehe Abb. 9.1. Schrittweite für die Modelle bezüglich  $\log g = 1$ .

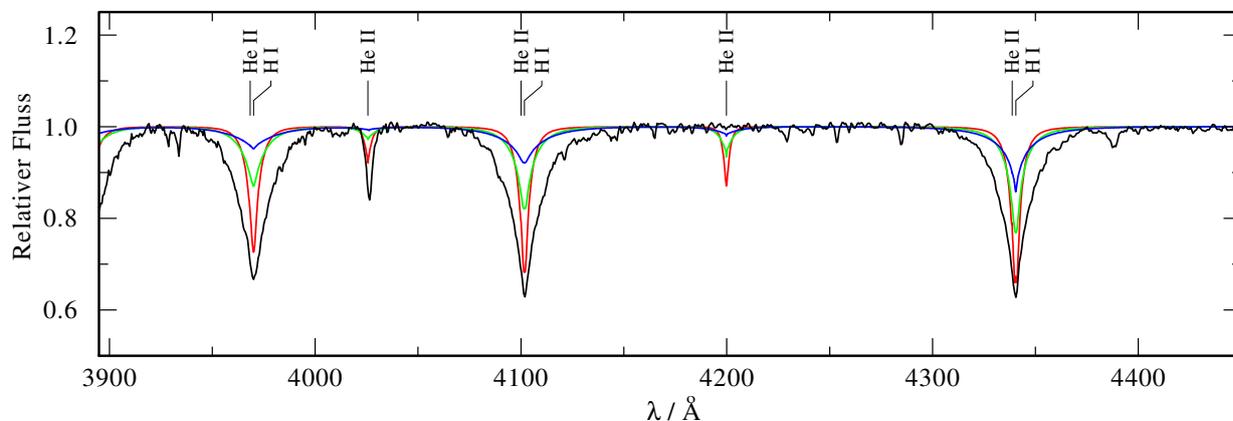


Abbildung 9.1: Beobachtung von Feige 66 verglichen mit drei Modellspektren bei  $T_{\text{eff}} = 80\,000\text{ K}$  und  $\log g = 5$  (rot), 6 (grün), 7 (blau).

Betrachtet man die Linienflügel im direkten Vergleich zur Beobachtung, so reproduziert das Modell mit  $\log g = 6$  den Flügelverlauf am nächsten. Beide anderen Modelle verlaufen entweder zu steil, oder zu flach.

### Schritt 2a

Mit dem Startwert  $\log g = 6$  wenden wir uns nun einer ersten Betrachtung von  $T_{\text{eff}}$  zu. In diesem Fall probieren wir ein Gitter von vier Schritten mit je 20 000 K. Deutlich erkennbar ist in Abb. 9.2, dass sich die Einschätzung für  $\log g$  in der richtigen Größenordnung befindet. Weiterhin ist klar ersichtlich, dass die Modelle mit 60 000 K, 80 000 K und 100 000 K merklich von der Beobachtung abweichen. Das Modell mit 40 000 K jedoch reproduziert die Beobachtung am besten.

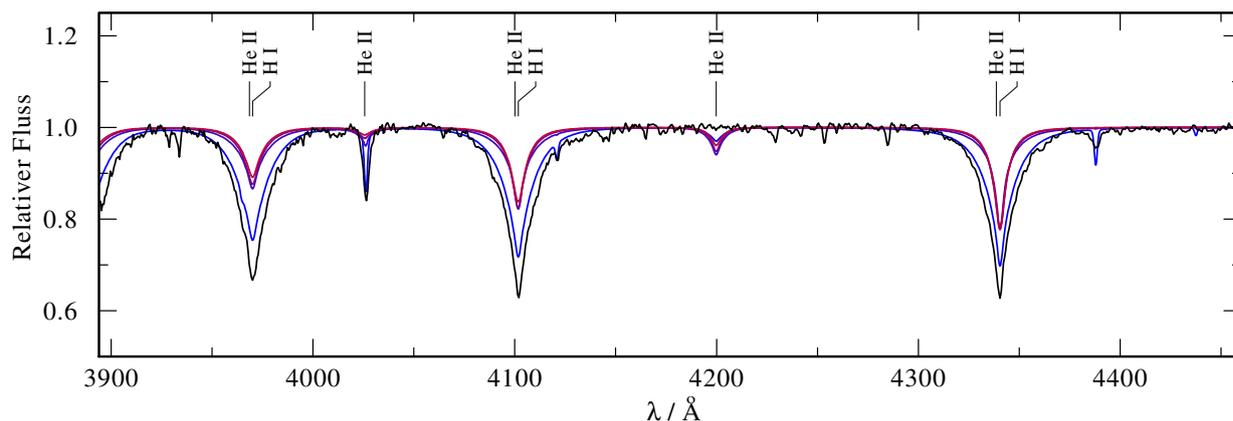


Abbildung 9.2: Beobachtung von Feige 66 verglichen mit vier Modellspektren bei  $\log g = 6$ . Abstufungen von rot nach blau:  $T_{\text{eff}} = 100\,000\text{ K}$ ,  $80\,000\text{ K}$ ,  $60\,000\text{ K}$ ,  $40\,000\text{ K}$

### Schritt 2b

Aus Schritt 2a ist gut erkennbar, dass  $T_{\text{eff}}$  nahe bei 40 000 K liegen muss. In diesem Falle ist es sinnvoll, ein feineres Raster zu betrachten, bevor man sich erneut mit  $\log g$  beschäftigt. Da 40 000 K noch zu heiß zu sein scheint, bietet sich dies als höchste Temperatur des Rasters an. In der feineren Ausführung betrachten wir nun erneut vier Modelle, jedoch mit Schrittweite 5000 K.

In dieser Betrachtung (Abb. 9.3) liegt nun das Modell mit  $T_{\text{eff}} = 35\,000\text{ K}$  genau auf der Beobachtung. Auch die He II Linie bei ca.  $4200\text{ \AA}$  verschwindet bei dieser Temperatur.

### Schritt 1b

$T_{\text{eff}}$  wurde mit Schritt 2b präzise eingegrenzt. Eine abschließende feine Betrachtung von  $\log g$  wird zeigen, ob die gewählte Oberflächenschwerebeschleunigung gut gewählt ist. Dazu wählen wir Modelle mit einer Schrittweite von 0.2 jeweils oberhalb und unterhalb des vorläufig bestimmten Wertes aus Schritt 1a. Alle drei Modelle werden wieder zum Abgleich zusammen mit der Beobachtung geplottet.

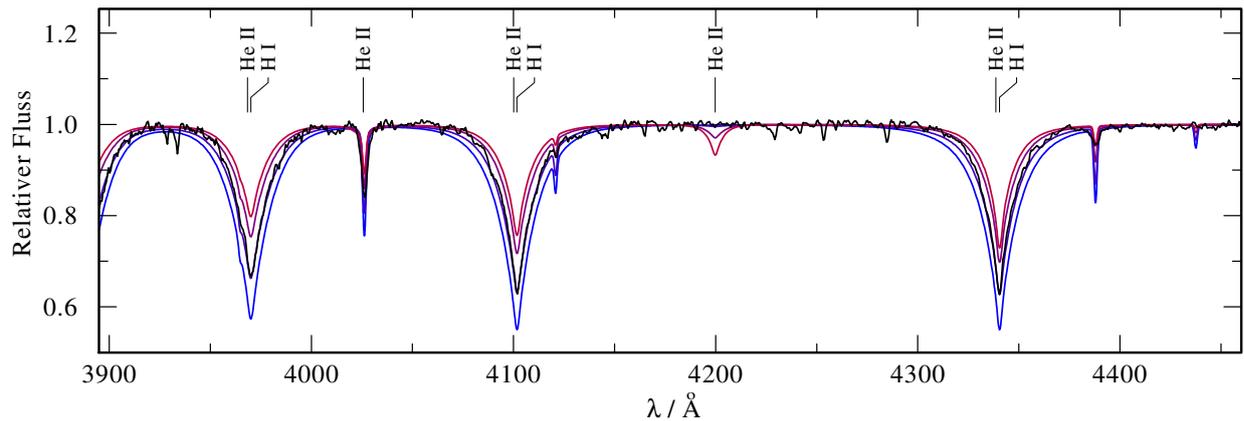


Abbildung 9.3: Beobachtung von Feige 66 verglichen mit vier Modellspektren bei  $\log g = 6$ . Abstufungen von rot nach blau:  $T_{\text{eff}} = 45\,000\text{ K}$ ,  $40\,000\text{ K}$ ,  $35\,000\text{ K}$ ,  $30\,000\text{ K}$ .

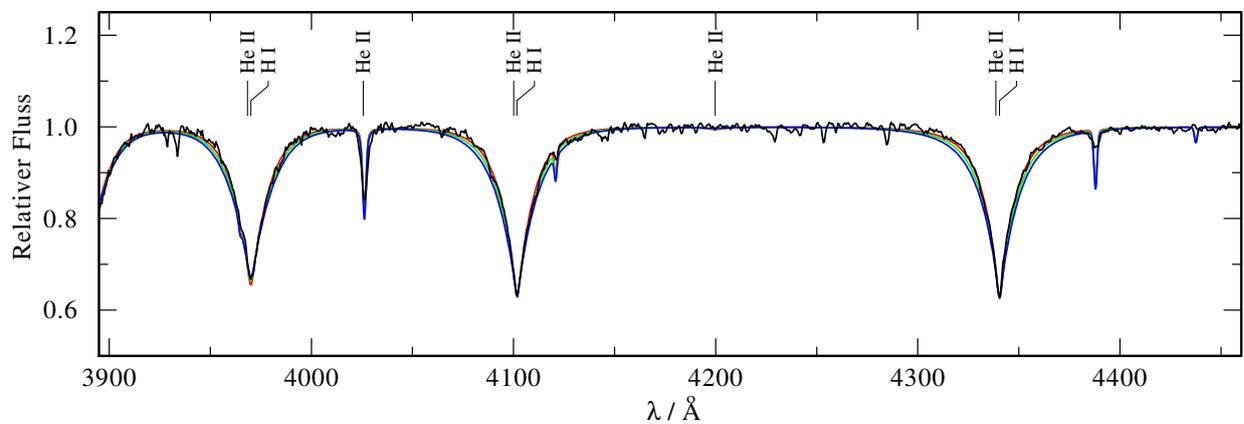


Abbildung 9.4: Beobachtung von Feige 66 verglichen mit drei Modellspektren bei  $T_{\text{eff}} = 35\,000\text{ K}$  und  $\log g = 5.8$  (rot),  $6.0$  (grün),  $6.2$  (blau).

Der Abgleich in Abb. 9.4 ist nun deutlich erschwert, da kaum Unterschiede zu erkennen sind. Es lässt sich jedoch vermuten, dass ein Modell mit  $\log g = 5.8$  dem beobachteten Spektrum am nächsten kommt.

### Schritt 3

In diesem Modell treten keine Linien auf, die nicht durch die Beobachtung gedeckt werden. Ebenso werden alle markanten Linien der Beobachtung passend reproduziert. Eine Anpassung der Elementzusammensetzung ist nicht notwendig.

### Literaturwerte

In der Literatur finden sich für Feige 66 folgende Werte (1):

$$T_{\text{eff}} = 36.000 \pm 1000\text{ K}$$

$$\log g = 6 \pm 0.2$$

Die verwendete Methode führt in wenigen unkomplizierten Schritten bereits sehr nahe an die Literaturwerte heran.

## 9.2 Beispiel B

In diesem Beispiel soll ein Spektrum des Sterns G191-B2B untersucht werden. Wir betrachten erneut den Wellenlängenbereich von ungefähr 3900 Å bis 4400 Å, aufgrund der dort markant auftretenden Balmerlinien. Auch hier wird mit einem Modell gestartet, welches H und He in solaren Verhältnissen enthält.

### Schritt 1a

Erneut wird  $T_{\text{eff}}$  zunächst festgehalten, hier bei 60 000 K. Gleichzeitig wird  $\log g$  in Modellen mit Schrittweite 1, variiert von 5-7.

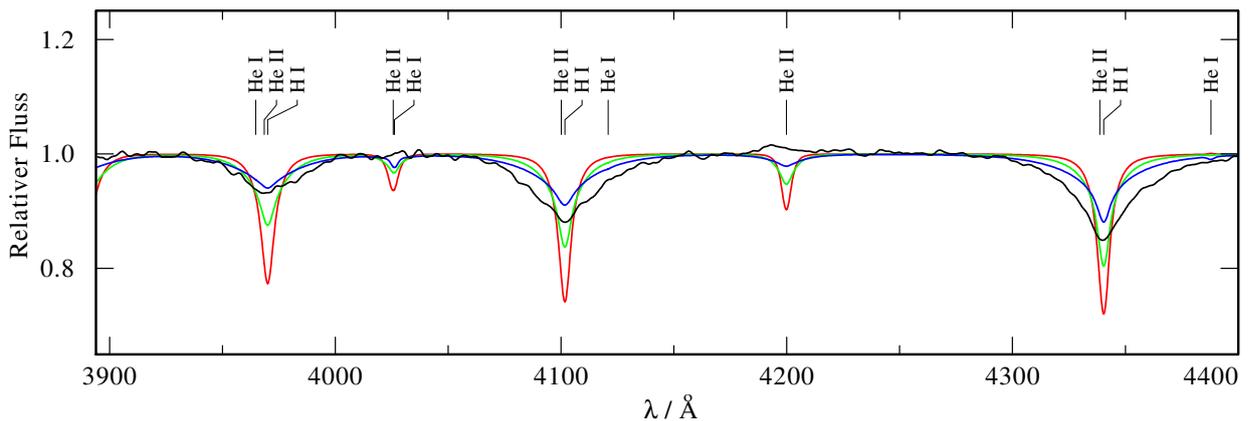


Abbildung 9.5: Beobachtung von Feige G191-B2B verglichen mit drei Modellspektren bei  $T_{\text{eff}} = 60\,000\text{ K}$  und  $\log g = 5$  (rot), 6 (grün), 7 (blau).

Aus dem Abgleich in Abb. 9.5 kann man erkennen, dass  $\log g = 7$  die Beobachtung am besten reproduziert. Jedoch erkennt man klar, dass die Modelle markante He-Linien (He I bei 4025 Å und He II bei 4026 Å und 4199 Å) produzieren, die sich nicht in der Beobachtung wiederfinden. Daher wird Schritt 3 vorgezogen.

### Schritt 3

Da diese Linien Helium zugeordnet werden, bietet es sich an, He aus den Modellen heraus zu nehmen und die weitere Untersuchung mit einem reinen H-Modell fortzuführen.

### Schritt 2a

Hier werden nach Schritt 1a folglich Modelle mit  $\log g = 7$  betrachtet, mit einer Temperaturabstufung von 20 000 K.

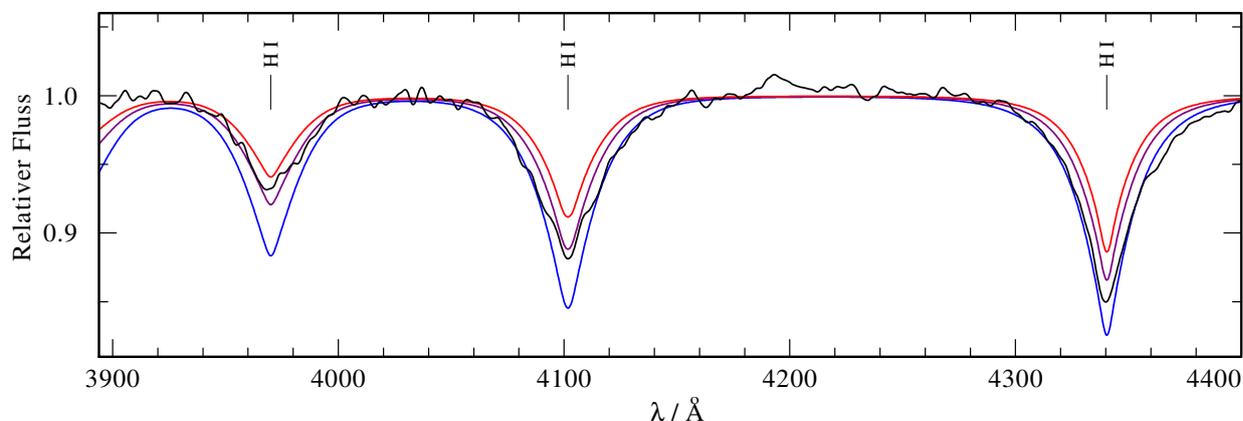


Abbildung 9.6: Beobachtung von G191-B2B verglichen mit drei Modellspektren bei  $\log g = 7$ . Abstufungen von rot nach blau:  $T_{\text{eff}} = 100\,000\text{ K}$ ,  $80\,000\text{ K}$ ,  $60\,000\text{ K}$ .

In Abb. 9.6 ist die Entscheidung nicht ganz einfach. Offensichtlich nimmt die Linienstärke von Linie zu Linie stärker zu als die der Modelle. Die Modelle passen demnach noch nicht richtig zur Beobachtung. Dennoch lässt sich feststellen, dass das Modell mit  $80\,000\text{ K}$  am besten passt. Die weitere Untersuchung wird also mit diesem Wert stattfinden.

### Schritt 1b

Nun betrachtet man die Beobachtung mit einer feineren Abstufung bezüglich  $\log g$ . Da die Modelle noch deutliche Abweichungen aufzeigen, bietet sich im Vergleich zu Beispiel 1 hier eine Abstufung von  $\log g = 0.5$  an.

Auch hier (Abb. 9.7) ist die Wahl des besten Modells nicht offensichtlich. Insbesondere bei der Absorptionslinie auf  $3790\text{ \AA}$  fällt es schwer, das passende Modell zu bestimmen. Betrachtet man die Linienflügel jedoch bei den Linien auf  $4101\text{ \AA}$  und  $4340\text{ \AA}$ , so reproduziert das Modell mit  $\log g = 7.5$  die Linienflügel der Beobachtung besser als die beiden anderen Modelle. Die Linienstärke scheint noch nicht korrekt zu sein, was Schritt 2b notwendig macht.

### Schritt 2b

Aus Abb. 9.7 geht hervor, dass die Linien noch etwas stärker ausgeprägt sein müssten. Man könnte nun einfach erneut mehrere feine Abstufungen um den aktuellen Wert für  $T_{\text{eff}}$  herum vornehmen. Da man aber aus Abb. 9.6 weiß, dass die stärker ausgeprägte Linie einer niedrigeren  $T_{\text{eff}}$  zugeordnet

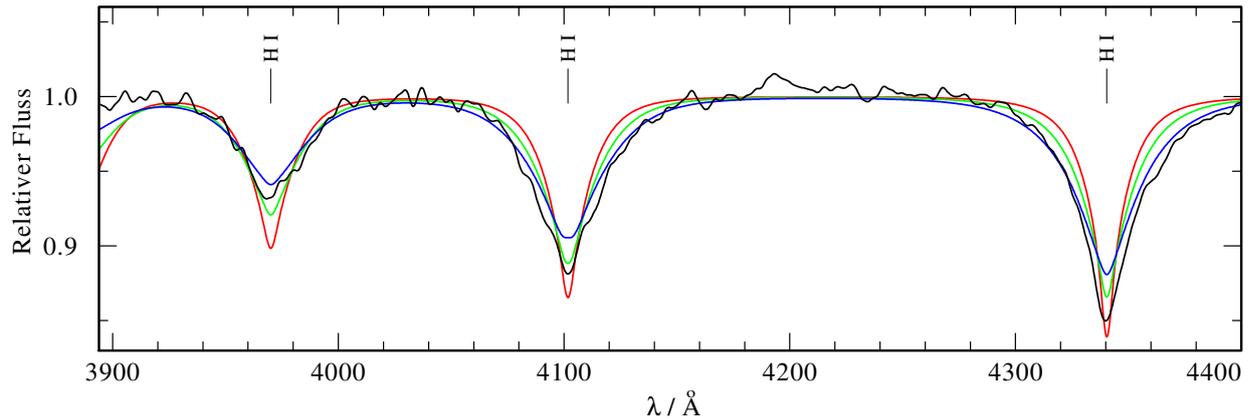


Abbildung 9.7: Beobachtung von G191-B2B verglichen mit drei Modellspektren bei  $T_{\text{eff}} = 80\,000\text{ K}$  und  $\log g = 6.5$  (rot),  $7.0$  (grün),  $7.5$  (blau).

werden kann, bietet es sich an, die feine Temperaturrauerung von der aktuellen  $T_{\text{eff}}$  hin zu niedrigeren  $T_{\text{eff}}$  vorzunehmen. Daher sollte eine Darstellung mit Modellen für  $T_{\text{eff}} 75\,000\text{ K}$ ,  $70\,000\text{ K}$ ,  $65\,000\text{ K}$  besseren Aufschluss über diese Kenngrösse geben.

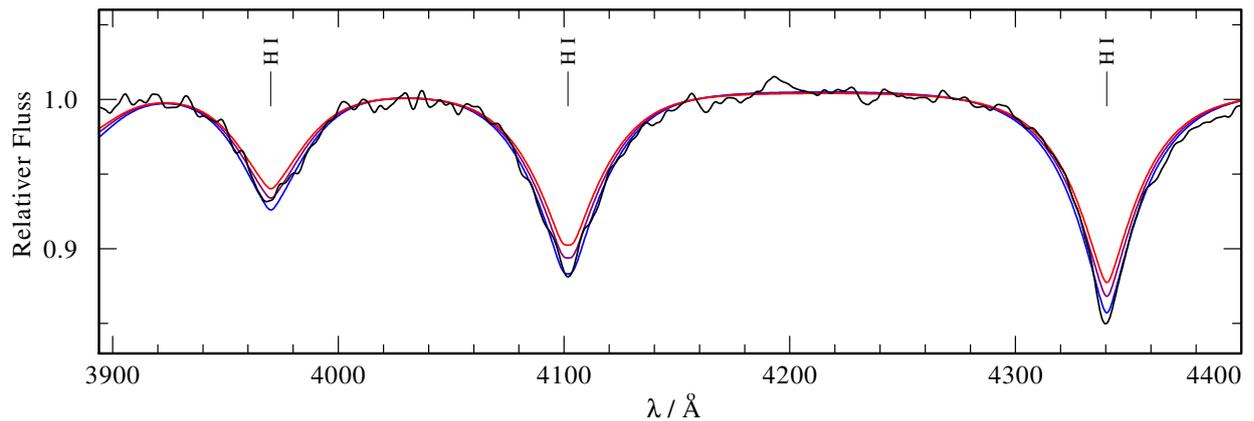


Abbildung 9.8: Beobachtung von G191-B2B verglichen mit drei Modellspektren bei  $\log g = 7.5$ . Abstufungen von rot nach blau:  $T_{\text{eff}} = 75\,000\text{ K}$ ,  $70\,000\text{ K}$ ,  $65\,000\text{ K}$ .

Je feiner das Gitter der Parameter, desto schwerer ist es auch, das beste Modell zu bestimmen. In Abb. 9.8 benötigt man bereits mehrere Blicke um zu erkennen, dass das Modell mit  $65\,000\text{ K}$  am besten passt. Hiermit ist bereits eine gute Näherung erreicht. Da die Linienflügel noch nicht ganz passen folgt noch eine letzte Betrachtung mit feinerer Abstufung bezüglich  $\log g$ .

### Schritt 1c

Die  $65\,000\text{ K}$  des vorhergegangenen Schrittes wird in dieser Betrachtung erneut beibehalten und  $\log g$  wird nochmals feiner abgestuft mit Schrittweite  $0.1$ .

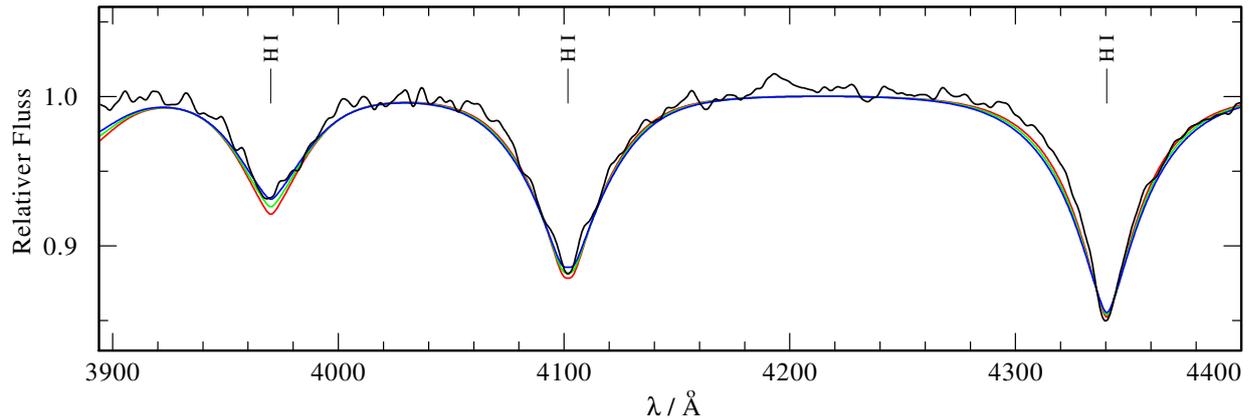


Abbildung 9.9: Beobachtung von Feige G191-B2B verglichen mit drei Modellspektren bei  $T_{\text{eff}} = 65\,000\text{ K}$  und  $\log g = 7.5$  (rot),  $7.6$  (grün),  $7.7$  (blau).

In Abb. 9.9 ist schwer zu bestimmen, welches Modell am besten passt. Erkennbar ist, dass das Modell mit  $\log g = 7.5$  am schlechtesten passt. Auch das Modell mit  $\log g = 7.7$  weicht an den beiden äusseren Linien etwas mehr von der Beobachtung ab. Demnach reproduziert das Modell mit  $\log g = 7.6$  die Beobachtung am besten. Da der Abgleich mit dem Auge geschieht, ist hier stets ein gewisses Maß an Subjektivität vorhanden und Entscheidungen bei bereits eng eingegrenzten Parametern sind bei den hier vorgenommenen einfachen Anpassungen oftmals leicht abweichend von den tatsächlichen Werten.

### Literaturwerte

In der Literatur finden sich für G191-B2B folgende Werte (3):

$$T_{\text{eff}} = 60\,000 \pm 2000\text{ K}$$

$$\log g = 7.6 \pm 0.05$$

Die verwendete Methode führt auch hier mit wenigen Schritten nahe an die Werte von präzisen und aufwändigen wissenschaftlichen Untersuchungen heran.

Abb. 9.10 zeigt nochmals schematisch die Vorgehensweise bei der Bestimmung der Parameter einer Beobachtung. Zunächst wird ein grobes Gitter aus Parametern angelegt, welches dann Schritt für Schritt verfeinert wird. Die roten Pfeile zeigen die einzelnen Abschnitte der Untersuchung in Beispiel 2. Da das Schema die Dimensionen  $T_{\text{eff}}$  und  $\log g$  hat, verdeutlicht ein Richtungswechsel die abwechselnde Betrachtung der beiden Parameter.

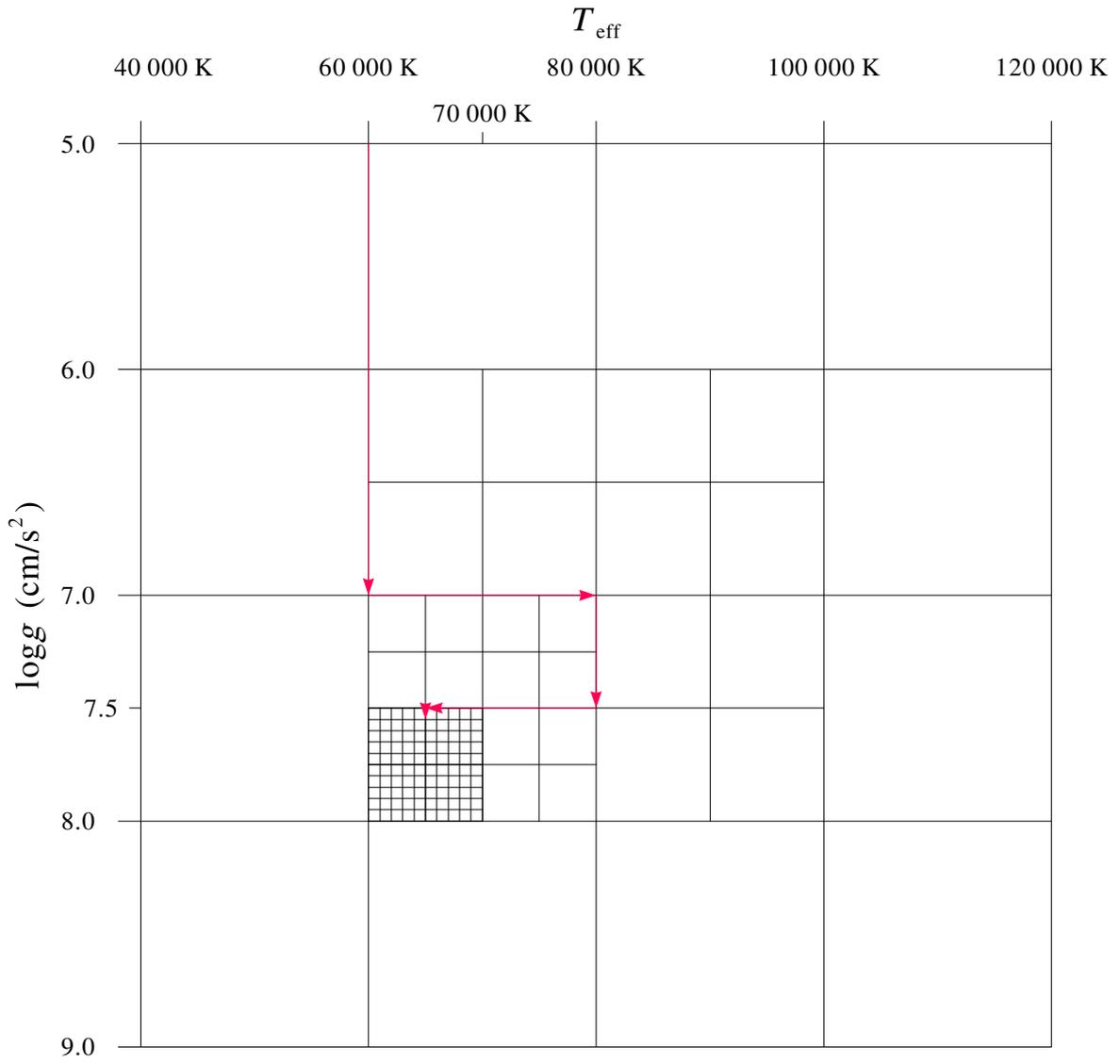


Abbildung 9.10: Die schematische Vorgehensweise bei der Parameterbestimmung in Beispiel B.

## 10 Spektralanalyse im Internet

Das Institut für Astronomie und Astrophysik der Universität Tübingen ist stets bemüht, seine Arbeit auch der Öffentlichkeit zugänglich und greifbar zu machen. Jeder soll von der betriebenen Forschung profitieren und daran teilhaben können. Aus dieser Motivation heraus sind in der Vergangenheit mehrere Programme und eine Datenbank im Zuge des GAVO-Projekts online gestellt worden. Sie bieten Laien ebenso wie dem versierten Wissenschaftler die Möglichkeit, Untersuchungen vorzunehmen. Im Zuge dieser Arbeit sollen folgende Tools erläutert werden:

**TheoSSA: Theoretical Stellar Spectra Access** ist eine Datenbank, in der alle synthetischen Spektren hinterlegt und verfügbar sind, welche in der Vergangenheit z.B. von **TMAW** berechnet wurden.

**TMAW: Im Tübingen Model-Atmosphere Package WWW Interface** kann die Berechnung von synthetischen Spektren in Auftrag gegeben werden, welche nicht in **TheoSSA** vorhanden sind.

**TVIS: Das Tübingen Visualisation Tool** bietet die Möglichkeit eine grafische Darstellung der vom Benutzer vorgenommenen Untersuchungen dauerhaft auf dessen Internetseite einzubinden.

**TVIS Interactive: Das Tübingen Visualisation Tool Interactive** ermöglicht die einfache visuelle Analyse von Sternspektren direkt im Internet, insbesondere mit Zuhilfenahme von synthetischen Spektren aus **TMAW** und **TheoSSA**.

**TVIS Data Changer: Dieser wandelt (Beobachtungs-)Daten so um, dass sie kompatibel mit den Anwendungen aus TVIS sind.**

### 10.1 TheoSSA

Dieser Dienst ist unter der Webadresse <http://dc.g-vo.org/theossa> zu erreichen. Abb. B.1 zeigt die Benutzeroberfläche. Um die gewünschten synthetischen Spektren aus der Datenbank zu erhalten, sind nur wenige Eingaben nötig.

**Effektivtemperatur in K:** Eine Eingrenzung des Temperaturbereichs ist hier möglich. Wird nur eine der beiden Grenztemperaturen eingegeben, so fungiert diese, je nach Feld, als Ober- oder

Untergrenze für die Suchanfrage.

**Log g in  $\text{cm/s}^2$**  : Nach dem gleichen Prinzip kann hier die Suchanfrage eingegrenzt werden durch einen bestimmten Bereich oder Maximal- bzw. Minimalwert.

**Massenverlustrate in Einheiten von Sonnenmassen pro Jahr:** Hier kann der Massenverlust spezifiziert werden. Suchanfragen erzielen aber auch ohne diese Angabe Ergebnisse. Zur Zeit stehen noch keine Modelle von expandierenden Sternatmosphären zur Verfügung.

**Elementhäufigkeit:** Mit diesen Feldern kann die chemische Zusammensetzung des Sternes vorgegeben werden. Zunächst wählt man jeweils ein Element aus der Drop-Down-Leiste. Dessen Massenbruchteil wird zwischen 0 und 1 angegeben. 10% entspricht demnach 0.1. Auch hier können wahlweise nur Ober- oder Untergrenzen gesetzt werden.

**Standardsterne:** Alternativ zu spezifischen Angaben können auch synthetische Spektren mit den Parametern der Standardsterne ausgewählt werden, welche im Menü vorhanden sind.

**Tabelle:** Unter diesem Punkt kann die Sortierung der Ausgabetabelle genauer definiert werden. Sortiert werden kann nach Elementen, dabei kann man zwischen den Optionen **ASC** für aufsteigend (engl.: ascending) oder **DESC** für absteigend (engl.: descending) wählen. Darüber hinaus kann die Menge der Suchergebnisse limitiert werden.

**Ausgabe Format/Output format:** Unter diesem Punkt kann zunächst die Darstellung der Suchergebnisse festgelegt werden. Weiterhin kann im Feld **More Output fields/weitere Ausgabefelder** angegeben werden, welche weiteren Informationen zu den synthetischen Spektren in der Ausgabetabelle integriert sein sollen.

Nach der Suchanfrage werden die verwendeten Parameter (Abb.B.3) nochmals bestätigt und die damit übereinstimmenden Ergebnisse in einer Tabelle entsprechend der angegebenen Präferenzen aufgelistet, wie beispielhaft in Abb.B.2 zu sehen ist. Bewegt man den Cursor über die Spalte Product key, erscheint in der entsprechenden Zeile eine Miniaturansicht des ausgewählten Spektrums (Abb. B.4). Abgesehen von den in der Suchanfrage spezifizierten Parametern, ist hier auch noch der Wellenlängenbereich angegeben, den das synthetische Spektrum abdeckt. Zum Speichern der Datei kann man unter Product key aus verschiedenen Dateiformaten auswählen. Um die Datei in

**TVIS** darstellen zu können, muss die Datei mit der Dateinamenserweiterung *.txt* abgespeichert werden. Sollte ein Spektrum mit einer Parameterkonfiguration benötigt werden, welche nicht in der **TheoSSA** Datenbank vorliegt, so kann dieses über eine Anfrage bei **TMAW** berechnet werden.

## 10.2 TMAW

Dieser Dienst ist unter der Webadresse <http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAW> zu erreichen. Abb. B.5 zeigt die Benutzeroberfläche. Er ermöglicht die Berechnung von synthetischen Spektren, deren Parameterkonfiguration nicht in **TheoSSA** zu finden ist. Die Modellatmosphären werden dabei durch das **T**übingen **N**LTE **M**odel-**A**tmosphere **P**ackage (**TMAP** (6)) berechnet, das am Institut für die Forschungsarbeit genutzt wird und mit dem auch die synthetischen Spektren für diese Arbeit erstellt wurden. Mit wenigen Schritten ist eine Anfrage getätigt.

**Persönliche Informationen:** Hier ist besonders auf die Richtigkeit der Email-Adresse zu achten, hierauf wird vor der Übermittlung durch **Submit** nochmals ausdrücklich hingewiesen.

**SED Parameter:** Die Randbedingungen **Wellenlängenbereich** und  $\Delta\lambda$  (Abstand der Datenpunkte) des Spektrums können hier spezifiziert werden. Dabei kann aus Standardeinstellungen gewählt oder eine individuelle Angabe gemacht werden.

**Modellgitter Parameter:** Um effiziente Untersuchungen vornehmen zu können, werden, basierend auf der in Kapitel 8 erklärten Vorgehensweise, bei **TMAW** nicht einzelne Spektren berechnet, sondern ein Gitter aus verschiedenen Parameterzusammensetzungen, siehe Abb. B.6. Das Gitter hat die Dimensionen  $T_{\text{eff}}$  und  $\log g$ . Hierfür müssen jeweils Maximal- und Minimalwerte angegeben werden. Hinzu kommt die Schrittweite zwischen diesen Grenzen, mit der die Modelle berechnet werden sollen. Schrittweite sowie Grenzwerte sollten je nach Fortschritt der Untersuchung entsprechend Kapitel 8 gewählt werden.

Die Werte für  $T_{\text{eff}}$  können sich hierbei nur im Bereich von 20 000 K - 300 000 K befinden. Die Werte für  $\log g$  sind beschränkt auf den Bereich von 4.0 - 9.9.

**Elementhäufigkeiten:** Diese sind standardmäßig auf solare (d.h. Sonnen-)Werte gesetzt, können aber individuell geändert werden. Je mehr Elemente in das Modell integriert werden, desto länger dauert dann die Berechnung. Werden die Elemente bis O integriert, sind es bis zu zwei

Tage. Bis zu fünf Tage können benötigt werden, wenn alle Elemente bis Mg berücksichtigt werden müssen.

Nachdem ein Auftrag durch **submit** abgesandt wurde, erscheint eine Auftragsbestätigung (Abb. B.7, B.8) mit einer Zusammenfassung der persönlichen, sowie gitterspezifischen Daten. Der User wird per Email verständigt, sobald die die Berechnung gestartet wird und weiterhin, wenn die Anfrage vollständig berechnet wurde. Diese Email enthält dann einen Link, über welchen man die synthetischen Spektren erhält.

### 10.3 TVIS

Dieser Dienst ist unter der Webadresse <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS> zu erreichen. Abb. B.11 zeigt die Website. Hier wird Schritt für Schritt angeleitet, wie man den Plotter auf seine eigene Homepage einbinden kann, um die eigene Arbeit an Spektren anderen zugänglich zu machen. Das Tool basiert auf HTML5 und funktioniert daher ohne Flash und Java. Umfangreiche Gestaltungsmöglichkeiten finden sich unter dem Link im Bereich **Commands** (Abb. B.13), wodurch sich individuelle Einstellungen realisieren lassen. Einige Beispiele sind unter **Objects** zu sehen. Darüber hinaus ist auf der **TVIS**-Seite auch der TVIS Data Changer (Abb. B.14) zu finden.

### 10.4 TVIS Data Changer

Dieses Tool optimiert die Datensätze aus **TMAW** und **TheoSSA**, welche mit **TVIS** geplottet werden sollen. Dabei werden überflüssige Inhalte entfernt und Datenpunkte je nach Einstellung reduziert, um die Darstellung in **TVIS** zu beschleunigen. Der Aufbau der Dateien aus **TMAW** oder **TheoSSA** ist in Kapitel C.1 dargestellt. Alle Zeilen, die mit \* beginnen, sind Kommentarzeilen und enthalten daher keine verwertbaren Daten. Sie enthalten Informationen über die Entwickler des Verfahrens, sowie die zur Berechnung verwendeten Programme. Ebenso sind die Parameter des Modells nochmals zusammengefasst. Das Symbol \* ist demnach das Kommentarzeichen der Datei in Kapitel C.1, welches dafür sorgt, dass alles was in der entsprechenden Zeile steht nicht verarbeitet wird, da es nur als Kommentar für den User gedacht ist. Sechs Zeilen vor Ende des Kommentarbereichs wird erläutert, was in den nachfolgenden Spalten aufgetragen ist. Spalte eins enthält die Wellenlänge, Spalte zwei den absoluten Strahlungsfluss und Spalte drei den relativen

Strahlungsfluss. Für den reibungslosen Betrieb des Data Changers sollte die aktuelle Java-Version auf dem ausführenden Computer installiert sein. Abb.B.15 zeigt den TVIS Data Changer im geöffneten Fenster. Es sind nur wenige Angaben nötig, um einen optimierten Datensatz zu erhalten:

**Input:** Mit dem Schalter **Browse** kann die gewünschte Datei aus dem Verzeichnis des Nutzers ausgewählt werden. Dabei muss die Datei vorher aus **TMAW** oder **TheoSSA** gespeichert worden sein. Weiterhin ist es möglich, selbst gewonnene Datensätze zu optimieren, alle Einstellungen funktionieren auch hierfür.

**Output:** Mit dem Schalter **Browse** können Ausgabeordner und Name der neuen Datei festgelegt werden.

**Comment sign:** Hiermit wird festgelegt, welches Symbol in der Datei als Kommentarzeichen dient, und welche, für die Erstellung der neuen Datei überflüssigen Zeilen, ignoriert werden können. Für Dateien aus **TMAW** oder **TheoSSA** ist dies stets das \* Symbol. Dieses ist daher als Standardeinstellung hinterlegt. Für *.txt*-Dateien anderen Ursprungs muss das Kommentarzeichen in der Datei überprüft und unter **Comment sign** eingetragen werden.

**Define Column:** Da die Dateien aus **TMAW** und **TheoSSA** mit bis zu drei Spalten ausgegeben werden, muss hier angegeben werden, welche Spalte gegen welche Spalte aufgetragen werden soll. Für eine Untersuchung mit einem rektifizierten Spektrum (also mit relativem Fluss) sind die Spalten eins und drei zu wählen. Jedoch enthalten viele Spektren aus **TheoSSA** nur zwei Spalten, also Wellenlänge und absoluten Strahlungsfluss. Dies muss vorher überprüft und die Untersuchung dementsprechend angepasst werden.

**Re-grid:** Um die Datenmenge weiter reduzieren zu können, wird hier der gewünschte Bereich der X-Werte durch **Xmin** und **Xmax** eingeschränkt, so dass die Datenpunkte außerhalb dieses Bereiches ignoriert werden können.

**Es ist unbedingt drauf zu achten, dass der Bereich von Xmin bis Xmax nicht den Bereich unter- bzw. überschreitet, der als X-Wert in der Ursprungsdatei hinterlegt ist!**

Die Angabe unter **Grid** legt fest, in welchem Abstand (in ganzen Zahlen) die Datenpunkte auf der X-Achse der Output datei liegen sollen. Die ursprünglichen Werte werden dementsprechend

interpoliert. Kapitel C.1 zeigt demnach eine Datei bei der **Xmin** = 915 war und **Grid** = 2.

**Convolve:** Bei der Aufnahme eines stellaren Spektrums durch einen Spektrograph wird nie die vollständige Information des Spektrums aufgenommen, da auch ein Spektrograph, bedingt durch sein Auflösungsvermögen<sup>4</sup>, die aufgenommene Farbe (Wellenlänge) nur entweder zu Pixel A oder dem daneben liegenden Pixel B zuordnen kann. Innerhalb eines dieser Pixel kann aber nicht weiter differenziert werden. Pixel A hat immer eine bestimmte Wellenlänge und Pixel B eine Wellenlänge sehr nahe der von Pixel A. Daher geht Information verloren, da alles Licht das auf Pixel A auftrifft, ausschließlich dieser Wellenlänge zugeordnet wird, obwohl sich auch Pixel A über einen sehr kleinen Wellenlängenbereich hinweg erstreckt.

Die synthetischen Spektren aus **TMAW** und **TheoSSA** berücksichtigen diesen Effekt nicht, daher muss dieser nachträglich durch **Convolve** hinzugefügt werden, um einen guten Abgleich ermöglichen zu können. Da die meisten Spektrographen das Linienprofil tendenziell hin zu einem Gaußschen Glockenprofil verändern, wird mit **Convolve Gauss** auch das synthetische Spektrum mit einem solchen Glockenprofil überlagert, sodass die einzelnen Linienprofile entsprechend dem realen Effekt verändert werden. Die **Box** stellt die primitivste Glättungsfunktion dar, **Gauss** hingegen glättet deutlich realistischer. Bei **Gauss** wird die Stärke des Effektes mit  $\sigma$  eingestellt, bei **Box** mit **Width**. Normale Werte für  $\sigma$  liegen zwischen 0.01 (für hochaufgelöste Spektren), 1 (für mittlere Auflösung) und bis zu 6 (für geringe Auflösung).

**Calculate:** Speichert die optimierte Datei unter dem angegebenen Pfad. Kapitel C.2 zeigt die angepasste Datei. Unnötige Informationen sind entfernt, die Datenmenge wurde entsprechend der Angaben in **Grid** reduziert.

## 10.5 TVIS Interactive

Dieser Dienst ist unter <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/interactive> zu erreichen. Im Gegensatz zu **TVIS** bietet die **TVIS Interactive** Oberfläche die Möglichkeit, gewonnene Spektren im Abgleich mit synthetischen Spektren aus **TMAW** und **TheoSSA** direkt im Internet zu untersuchen. Das Tool ist so konzipiert, dass die in Kapitel 8 und 9 vorgestellte Vorgehensweise leicht durchzuführen ist. Es können bis zu drei vorher gespeicherte synthetische Spektren im gleichen Plot

---

<sup>4</sup> $r = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}$

wie die zu untersuchende Beobachtung aufgetragen werden.

**Dataset 01 - 04:** Im Bereich unter der Plot Box werden synthetische Spektren, sowie Beobachtungen oder sonstige Daten hochgeladen.

**Identification:** Hier können zusätzliche Linienidentifikationsdaten hochgeladen werden. Jedoch können im Bereich rechts neben der Plotbox, unter **Default identification**, grundlegende Absorptionslinien der Elemente **H** und **He** eingeblendet werden.

**Upload and Submit:** Durch Betätigung des Schalters werden die Dateien geladen und der Plot wird erstellt. Dies kann einige Sekunden dauern.

**Erst nach dem Upload können nähere Einstellungen vorgenommen werden. Diese ändern sich dann instantan nach verlassen des entsprechenden Feldes.**

**Header:** In diesem Feld kann eine Überschrift für die Plotbox gewählt werden. Die Standardeinstellung ist *Header*.

**X<sub>min</sub>/X<sub>max</sub>:** Der X-Achsen-Bereich der zu plottenden Daten kann hier eingeschränkt werden (Angaben in Å).

**Y<sub>min</sub>/Y<sub>max</sub>:** Analog kann hier der Y-Achsen-Bereich der zu plottenden Daten eingeschränkt werden (Angaben in Å).

**X<sub>Exp</sub> bzw. Y<sub>Exp</sub> Notation:** Durch Aktivierung der Box werden die Achsenbeschriftungen in Exponentialschreibweise dargestellt. Die Felder **Digits** geben die Anzahl der Nachkommastellen an. Die Standardeinstellung hier ist 2.

**Datasets:** In diesem Bereich können per Drop-Down-Leiste die Farben der dargestellten Datensätze ausgewählt werden. Im Feld  $Y_{\text{Ident}}$  kann die Position der Identifikationslinien auf der Y-Achse (in Å) festgelegt werden, sollten zusätzliche Identifikationslinien hochgeladen worden sein. Die Standardeinstellung ist hier  $Y_{\text{min}}$ . Auch die Farbe kann ausgewählt werden.

**Default identification:** Dieser Bereich bezieht sich auf die standardmäßig verfügbaren Identifikationslinien. Die Elemente **H** und **He** sind hinterlegt. **Series** bezieht sich dabei auf die in Abb. A.2 dargestellten Serien, in diesem Fall auch für zwei Ionisationsstufen des Heliums. Diese können durch Aktivierung der entsprechenden Box eingeblendet werden.

**Y<sub>Ident</sub>:** Hier kann die Position der Standard-Identifikationslinien auf der Y-Achse (in Å) festgelegt werden. Die Standardeinstellung ist auch hier  $Y_{\min}$  und sollte daher entsprechend angepasst werden.

**Crosshair:** Durch Aktivieren der Box werden eine horizontale und eine vertikale Gerade als Fadenkreuz durch die Spitze des Cursors gelegt. Dies vereinfacht unter Umständen die genaue Bestimmung der Lage von Linienschwerpunkten oder Peaks im Spektrum.

**Save Plot:** Hier kann die aktuell angezeigte Grafik für weiteren Gebrauch im PNG-Format gespeichert werden. Diese Funktion ist zur Zeit des Abschlusses dieser Arbeit nur in Firefox aber leider noch nicht im Microsoft Internet Explorer verfügbar.

**Testspektren:** Um sich mit der in Kapitel 8 und 9 erklärten Methode vertraut machen zu können, ohne eigene Spektren bereitstellen zu müssen, sind hier mehrere reale und synthetische Spektren und deren Literaturwerte hinterlegt. Diese können zum Testen in **TVIS Interactive** heruntergeladen werden.

## 11 Spektrometer im Schulgebrauch

Im Zuge dieser Arbeit wurde auch untersucht, ob sich im Schulgebrauch gängige Spektrometer für die Aufnahme und Untersuchung stellarer Absorptionslinienspektren eignen. Getestet wurden dabei die zwei gängigsten Modelle:

- 1.) Das SPECTRA - 1 der Firma Kvant Ltd. (Abb. 11.1 a).
- 2.) Das SPECTRA mini der Firma Cornelsen Experimenta (Abb. 11.1 b).



(a) Das SPECTRA - 1 der Firma Kvant.

(b) Das SPECTRA *mini* der Firma Kvant.

Abbildung 11.1: Gängige Spektrometer im Schulgebrauch.

Nachdem Erhalt der Spektrometer stellte jedoch sich heraus, dass das Modell SPECTRA mini zwar von Cornelsen Experimenta vertrieben wird, dabei aber ebenfalls ein Produkt der Firma Kvant ist. Während das SPECTRA mini etwas kompakter als das SPECTRA - 1 ist, ist die jeweils mitgelieferte Software SPECTRA<sub>1</sub> identisch. Die entsprechende Benutzeroberfläche ist in Abb. B.16 dargestellt. Bereits nach der ersten, vorläufigen Inbetriebnahme beider Modelle stellte sich heraus, dass eine Untersuchung stellarer Objekte nicht möglich sein würde.

Die Benutzeroberfläche ist einfach und intuitiv bedienbar. Auch ist die Darstellung der Spektren sehr gut für den Schulgebrauch umgesetzt. Ein reales, farbiges Bild des aufgezeichneten Spektrums wird angezeigt, und die dazugehörige Intensitätsverteilung ist in den Farben entsprechend der Wellenlängen einfärbbar. Auch ist eine sinnvolle Serienbildfunktion integriert, die es ermöglicht bei sehr kurzen Lichteinstrahlungen, wie z.B. Verbrennungen, ein aussagekräftiges Spektrum zu erhalten. Mehrere Spektren können zum Vergleich gleichzeitig dargestellt werden.

Trotz dieser vorteilhaften Gestaltung der Steuermöglichkeiten für den Schulgebrauch, ist die Möglichkeit die Belichtungszeit zu bestimmen nicht vorhanden, was bei der Aufnahme von astronomischen Spektren mit geringer Lichtausbeute von besonderer Bedeutung ist. Weiterhin ist die Einheit der Strahlungsintensität weder in den Ausgabedateien, noch in der visuellen Darstellung ersichtlich. Ausschlaggebend für die Eignung des Spektrometers für die effektive Untersuchung astronomischer Spektren jedoch ist dessen Auflösungsvermögen. An einer Ausgabedatei (Kapitel C.3), die für beide Modelle identisch aufgebaut ist, kann man gut erkennen, dass dieses mit ca. 4-5 Å leider nicht den Anforderungen entspricht, die für normale Untersuchungen erforderlich sind.

Das Modell SPECTRA - 1 wurde durch freundliche Unterstützung der **Firma Kvant Ltd.**<sup>5</sup> zur Untersuchung zur Verfügung gestellt.

Das Modell SPECTRA mini wurde durch freundliche Unterstützung von **Cornelsen Experimenta**<sup>6</sup> zur Untersuchung zur Verfügung gestellt.

---

<sup>5</sup><http://www.kvant.sk/en/home/>

<sup>6</sup><http://www.corex.de/>

## Literatur

- [1] B. Baschek, P. Hoefflich, and M. Scholz. The OB subdwarf Feige 66, a chemical-composition twin to HD 149382. *A&A*, 112:76–83, August 1982.
- [2] The Star Garden. Newtons theory of light. <http://www.thestargarden.co.uk/Newtons-theory-of-light.html>, Dec 2016.
- [3] T. Rauch, K. Werner, R. Bohlin, and J. W. Kruk. The virtual observatory service TheoSSA: Establishing a database of synthetic stellar flux standards. I. NLTE spectral analysis of the DA-type white dwarf G191-B2B. *A&A*, 560:A106, December 2013.
- [4] P.A. Tipler and G. Mosca. *Physik für Wissenschaftler und Ingenieure*. Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg, 6. edition, 2009.
- [5] A. Weigert, H.J. Wendker, and L. Wisotzki. *Astronomie und Astrophysik: ein Grundkurs*. Wiley-VCH, Weinheim, 5., aktualisierte und erw. aufl., 2. nachdr. edition, 2011.
- [6] K. Werner, S. Dreizler, and T. Rauch. TMAP: Tübingen NLTE Model-Atmosphere Package. Astrophysics Source Code Library [record ascl:1212.015], December 2012.

## A Absorptionslinien - Vertiefende Betrachtung

Motiviert wurde Bohrs Idee der diskreten Kreisbahnen durch die Tatsache, dass eine beschleunigte Ladung in einem Magnetfeld eigentlich Energie in Form von elektromagnetischer Strahlung abgeben muss. Auf Dauer würde das Elektron so viel Energie verlieren, dass es in den Kern stürzen müsste. Um dies zu umgehen postulierte Bohr in Form von drei Postulaten (4), dass sie sich auf diesen Kreisbahnen verlustfrei bewegen können.

### 1. Bohrsches Postulat

Die Energiewerte eines Atoms liegen in diskreten Stufen  $E_n$  vor.

### 2. Bohrsches Postulat

Die Frequenz der ausgesandten elektromagnetischen Strahlung entspricht der Energiedifferenz der betroffenen Energiezustände, es gilt

$$h\nu = E_B - E_A \quad . \quad (14)$$

### 3. Bohrsches Postulat

Der Umlauf der Elektronen geschieht nur auf bestimmten Bahnen. Beschrieben wird dies durch quantisierten Drehimpuls, der nur als ganzzahliges Vielfaches von  $\hbar$  (Plancksches Wirkungsquantum,  $\hbar=6.62610^{-34}\text{Js}/2\pi = 1.05410^{-34}\text{Js}$ ) auftreten kann, also

$$L = mv_n r_n = \frac{n\hbar}{2\pi} = n\hbar, n \in \mathbb{N} \quad . \quad (15)$$

$n$  ist die Hauptquantenzahl. Auf diesen diskreten Kreisbahnen wirkt selbstverständlich die nach innen gerichtete Coulombkraft  $F_c$  als Zentripetalkraft  $F_z$ . Es gilt

$$F_z = F_c \quad (16)$$

$$\frac{1}{4\pi\epsilon_0} \frac{Ze^2}{r^2} = \frac{m_e v^2}{r} \quad . \quad (17)$$

Formt man Gleichung 17 nach  $v$  um, ergibt sich

$$v^2 = \frac{Ze^2}{4\pi\epsilon_0 m_e r} \quad . \quad (18)$$

Hierbei ist  $\epsilon_0$  die Dielektrizitätskonstante,  $m_e$  die Masse des Elektrons,  $Z$  die Kernladungszahl und  $r$  der Bahnradius. Damit wird der Parameter der Geschwindigkeit festgelegt, da die weiteren Parameter wie die Masse und Ladung durch die Elektronen und das jeweilige Element festgelegt sind. Nun kann man das dritte Bohrsche Postulat als Bedingung für die Geschwindigkeit mit einfließen lassen (Gleichung 19). Es drückt aus, dass der Drehimpuls nicht mehr beliebige Werte annehmen kann, sondern nur ganzzahlige Vielfache von  $\hbar$ . Daher spricht vom quantisiertem Drehimpuls.

$$L = m_e v_n r_n = \frac{n\hbar}{2\pi} = n\hbar, n \in \mathbb{N} \quad (19)$$

$$m_e v_n r_n = n\hbar \quad (20)$$

Gleichung 20 formt man ebenfalls nach  $v$  um, wodurch sich

$$v_n = \left( \frac{n\hbar}{m_e r_n} \right)^2 \quad (21)$$

ergibt. Dies setzt man ein in Gleichung 18 und erhält

$$\frac{Ze^2}{4\pi\epsilon_0 m_e r} = \left( \frac{n\hbar}{m_e r_n} \right)^2 : r \quad (22)$$

$$\frac{Ze^2}{4\pi\epsilon_0 m_e} = \frac{n^2 \hbar^2}{m_e^2 r_n} \quad . \quad (23)$$

Gleichung 23 kann man nun nach  $r$  auflösen, dabei erhält man

$$r_n = 4\pi\epsilon_0 \frac{n^2 \hbar^2}{Ze^2 m_e} = \frac{4\pi\epsilon_0 \hbar^2}{e^2 m_e} \frac{n^2}{Z} \quad . \quad (24)$$

Nach dem Einfügen des dritten Bohrschen Postulats als Randbedingung wird klar, dass nur spezielle Bahnradien in Abhängigkeit von der Hauptquantenzahl  $n$  eingenommen werden können und nicht

jeder beliebige Abstand.

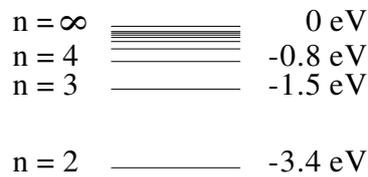
Die diskrete Verteilung der möglichen Bahnradien wirkt sich auch auf die Gesamtenergie der kreisenden Elektronen aus. Die potenzielle Energie eines Elektrons auf einer Kreisbahn in einem elektrostatischen Feld ist gegeben durch

$$E_{\text{pot}} = -\frac{1}{2} \frac{1}{4\pi\epsilon_0} \frac{Ze^2}{r} \quad . \quad (25)$$

Mit den oben berechneten möglichen Bahnradien  $r_n$  ergibt sich für die Energieniveaus eines Atoms mit Kernladungszahl  $Z$

$$E_n = -\frac{1}{2} \left( \frac{1}{4\pi\epsilon_0} \right)^2 \frac{Z^2 e^4 m_e}{\hbar^2 n^2} = -Z^2 \left[ \frac{e^4 m_e}{(4\pi\epsilon_0)^2 \hbar^2} \right] \frac{1}{n^2} = Z^2 E_0 \frac{1}{n^2} \quad . \quad (26)$$

Dabei bezeichnet man  $E_0$  als Bindungsenergie im Grundzustand. Durch diese Gleichung können jetzt die unterschiedlichen Energieniveaus eines Atoms bestimmt werden. Abb. A.1 zeigt die ersten Niveaus ausgehend vom Grundzustand mit  $n=1$  für Wasserstoff ( $Z=1$ ). Dabei ergibt sich für den Grundzustand  $E_0 = -13.6$  eV.



$n = 1$	=====	-13.6 eV
---------	-------	----------

Abbildung A.1: Energieniveaus des Wasserstoffs.

Um ein Elektron von einem Energieniveau A auf ein anderes Niveau B anzuheben, bedarf es demnach

genau definierter Energiewerte

$$E_{AB} = Z^2 E_0 \frac{1}{n_B^2} - Z^2 E_0 \frac{1}{n_A^2} = -Z^2 E_0 \left( \frac{1}{n_B^2} - \frac{1}{n_A^2} \right) \quad . \quad (27)$$

Diese Beziehung ist bekannt als Rydbergformel. Damit lässt sich das obige Termschema nun erweitern auf Übergänge zwischen Bahnen höherer Hauptquantenzahlen.

Verschiedene Übergänge, die alle von dem gleichen Energieniveau ausgehen, lassen sich zu Serien zusammenfassen, diese sind in Abb. A.2 dargestellt. So spricht man im Zusammenhang von Wasserstoff z.B. bei allen Übergängen, die vom ersten Niveau ausgehen von der Lymanserie und beim zweiten Niveau von der Balmerserie.

In der Realität wird dieses Termschema jedoch deutlich komplizierter, je mehr Elektronen ein Element zur Verfügung hat. In Mehrelektronensystemen können eine Vielzahl von unterschiedlichen Elektronenkonfigurationen und damit verbunden noch deutlich mehr Übergänge realisiert werden. Jeder einzelne Ionisationszustand eines Elementes erweitert dabei erneut die Übergangsmöglichkeiten. Diese werden innerhalb einer bestimmten Atomkonfiguration gewöhnlich in Grotrian-Diagrammen aufgeführt, was die Komplexität der Vorgänge gut veranschaulicht. Abb. A.3 zeigt beispielhaft die möglichen Übergänge des neutralen Heliums. In der quantenmechanischen Betrachtung dieser Konfiguration gibt es vier gleichberechtigte Lösungen der Schrödingergleichung, die sich nur durch unterschiedliche Spinfunktionen (ermittelt die möglichen Spinkonfigurationen der involvierten Elektronen) unterscheiden. Drei dieser vier Lösungen produzieren identische Energieniveaus, eine Lösung produziert davon verschiedene Niveaus. Damit ergeben sich zwei gleichberechtigte Termschemen in Abhängigkeit der Spinkonfiguration. Links ist die Singlettlösung dargestellt (Energieniveaus werden von nur einer Elektronenspinausrichtung produziert) und rechts die Triplettlösung (Energieniveaus werden von drei unterschiedlichen Elektronenspinausrichtungen identisch produziert). Bei der Berechnung von Modellatmosphären werden all diese möglichen Konfigurationen, Übergänge und deren Wahrscheinlichkeiten, sowie die Besetzungszahldichten der angeregten Zustände in Abhängigkeit der äußeren Parameter berücksichtigt. Dies erklärt, wieso selbst mit leistungsstarken Großrechnern die Berechnung eines Modells mehrere Stunden bis Tage dauern kann.

Um den Übergang auf ein höheres Niveau zu ermöglichen, bedarf es der äußeren Zufuhr von Energie. Der Energieübertrag, der dafür notwendig ist, kann hierbei auf verschiedene Art und Weise geschehen.

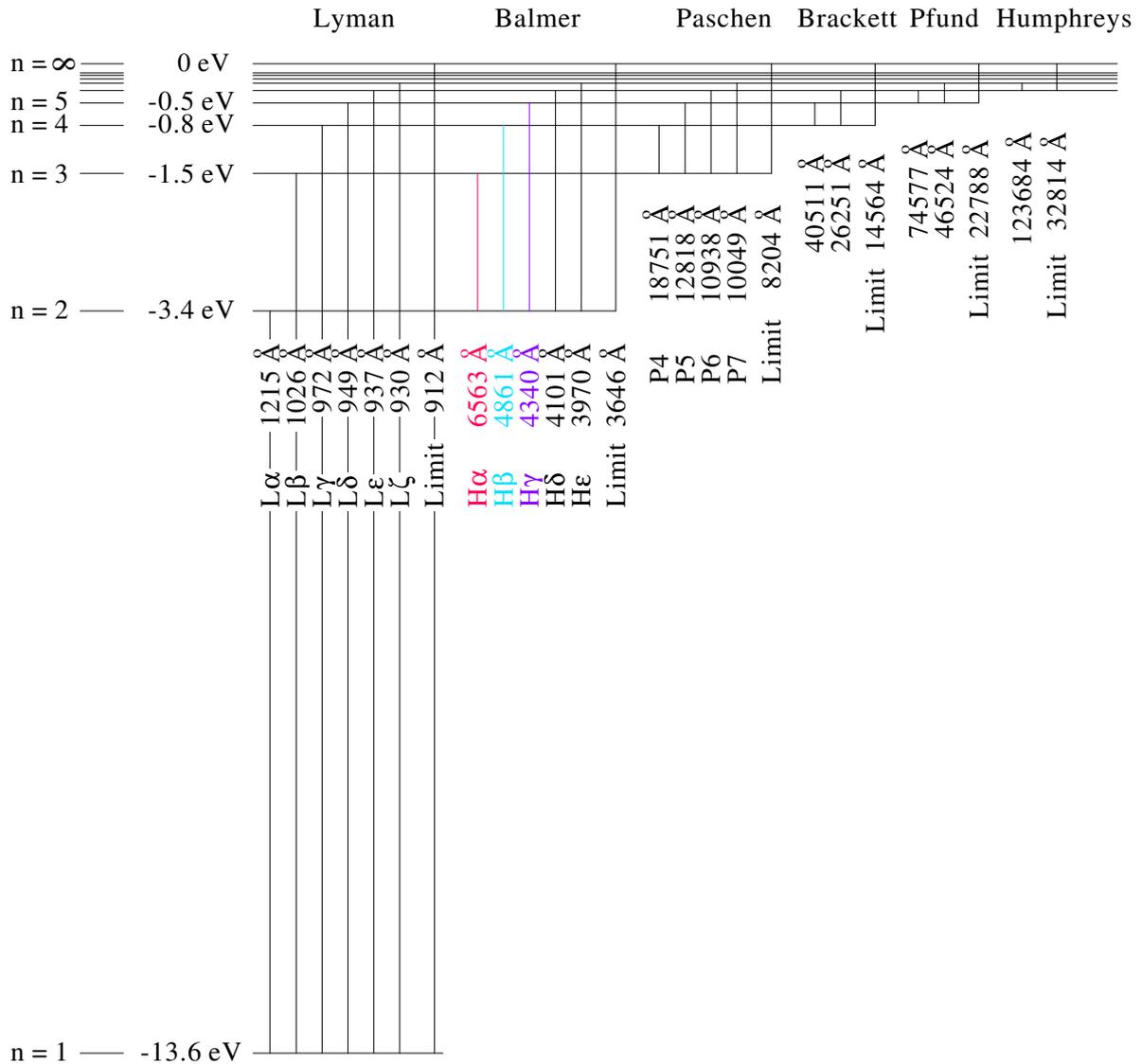


Abbildung A.2: Übergangsserien im Wasserstoffatom.  
 Quelle: [astro.uni-tuebingen.de/~TMAD](http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAD), 14.12.2016

Zum Beispiel kann die Energie durch Kollisionen von Atomen mit Ionen, Elektronen oder anderen Atomen übertragen werden, und so einen Übergang verursachen. Von besonderem Interesse für uns ist jedoch der Übergang durch Absorption von Photonen. Entspricht die kinetische Energie des Photons genau der Energie, die notwendig ist um einen Übergang zu ermöglichen, so kann das Atom das Photon absorbieren und wird dabei in einen angeregten Zustand versetzt. Insbesondere ist die Energie eines Photons nach Planck über folgende Relation mit einer Wellenlänge  $\lambda$ , und

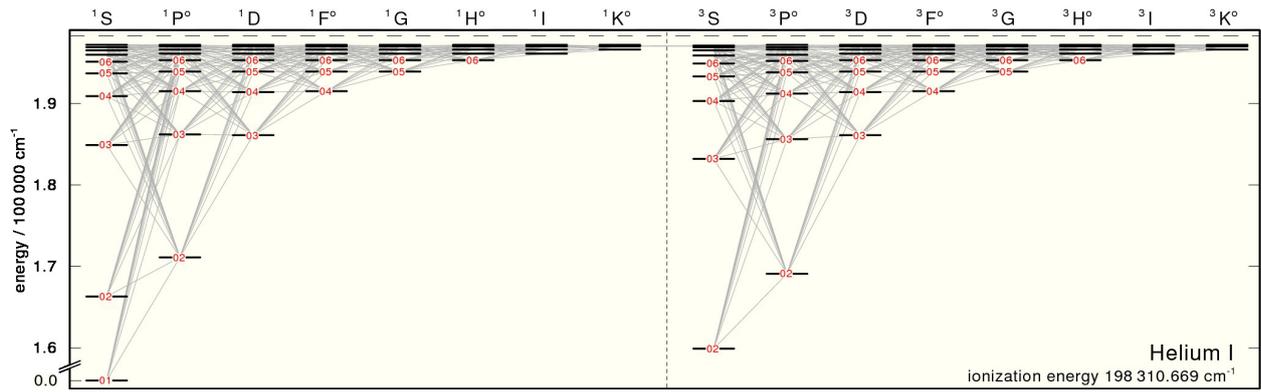


Abbildung A.3: Grotrianendiagramm des neutralen Heliums.

Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAD>.

somit einer spezifischen Farbe verknüpft

$$E = h\nu = \frac{hc}{\lambda}; \quad \lambda = \frac{hc}{E} \quad . \quad (28)$$

Damit ist die Wellenlänge durch die Verknüpfung mit der Energie festgelegt durch die Rydbergformel

$$\Delta E = Z^2 E_0 \left( \frac{1}{n_B^2} - \frac{1}{n_A^2} \right) \quad . \quad (29)$$

Jeder Übergang in einem Element absorbiert also Licht einer charakteristischen Wellenlänge.

## B Internetseiten



**Related**

[Compute custom SEDs](#)

**Metadata**

Identifier  
ivo://org.gavo.dc/theossa/c

Cite this  
[Advice on citing this resource](#)

Description  
TheoSSA provides spectral energy distributions based on model atmosphere calculations. Currently, we serve results obtained using the Tübingen NLTE Model Atmosphere Package (TMAP) for hot compact stars.

Keywords  
Stars: atmospheres

Creator  
Rauch, T.

Created  
2010-11-11T15:00:00

Data updated  
2016-11-28

Copyright  
When publishing research please acknowledge: "The TheoSSA service (http://dc.g-vo.org/theossa) used to retrieve theoretical spectra for this paper was constructed as part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory."

Source  
[2003ASPC...288..103R](#)

Reference URL  
[Service info](#)

### TheoSSA TMAP Web Interface

TheoSSA provides spectral energy distributions based on model atmosphere calculations. Currently, we serve results obtained using the Tübingen NLTE Model Atmosphere Package (TMAP) for hot compact stars.

---

Effective Temperature [K]	between	<input type="text"/>	and	<input type="text"/>	<i>Range of the atmosphere's effective temperatures to include. If you only specify one bound, you get a half-infinite interval.</i>
Log. Surface gravity [cm/s <sup>2</sup> ]	between	<input type="text"/>	and	<input type="text"/>	<i>Range of surface gravities to include. If you only specify one bound, you get a half-infinite interval.</i>
Mass loss rate [solMass/yr]	between	<input type="text"/>	and	<input type="text"/>	<i>Range of mass loss rates to include. If you only specify one bound, you get a half-infinite interval.</i>
Mass Fraction 1	<input type="text" value="ANY"/> between	<input type="text"/>	and	<input type="text"/>	<i>Mass fraction of an element. You may leave out either upper or lower bound.</i>
Mass Fraction 2	<input type="text" value="ANY"/> between	<input type="text"/>	and	<input type="text"/>	<i>Mass fraction of an element. You may leave out either upper or lower bound.</i>
Mass Fraction 3	<input type="text" value="ANY"/> between	<input type="text"/>	and	<input type="text"/>	<i>Mass fraction of an element. You may leave out either upper or lower bound.</i>
Standard Stars	<input type="text" value="EG 274"/> No selection matches all, multiple values legal. <input type="text" value="Feige 67"/> <input type="text" value="Feige 110"/> <i>Common name of object observed.</i>				
Table	Sort by	<input type="text"/>	ASC	<input type="text"/>	
	Limit to	<input type="text" value="100"/>			items.
Output format	<input type="text" value="HTML"/> <input type="button" value="More output fields"/>				

When publishing research making use of this service, please acknowledge: "The TheoSSA service (http://dc.g-vo.org/theossa) used to retrieve theoretical spectra for this paper was constructed as part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory."

Abbildung B.1: Die TheoSSA-Startseite.

Quelle: <http://dc.g-vo.org/theossa>, 12.01.2017

GERMAN ASTROPHYSICAL  
**GAVO**  
VIRTUAL OBSERVATORY

Help  
Service info

Related  
[Compute custom SEDs](#)

Metadata  
Identifier  
[ivo://org.gavo.dc/theossa/c](#)

Cite this  
[Advice on citing this resource](#)

Description  
TheoSSA provides spectra

Keywords  
Stars: atmospheres

Creator  
Rauch, T.

Created  
2010-11-11T15:00:00

Data updated  
2016-11-28

Copyright  
When publishing research please acknowledge the source

Source  
[2003ASPC...288..103R](#)

Reference URL  
[Service info](#)

Try ADQL to query our data.

Please report errors and problems to the site operators. Thanks.  
[Privacy](#) | [Disclaimer](#)  
[Log in](#)

## TheoSSA TMAP Web Interface

### Parameters

- Element 1: H
- Max Effective Temperature [K]: 80000
- Max Log. Surface gravity [cm/s<sup>2</sup>]: 5.8
- Max. Mass Fraction 1: 0.9
- Min Effective Temperature [K]: 60000
- Min Log. Surface gravity [cm/s<sup>2</sup>]: 5.2
- Min. Mass Fraction 1: 0.7

### Result

Matched: 36

[Send via SAMP](#) [Quick Plot](#)

Collection	Product key	Band start [Angstrom]	Band end [Angstrom]	Eff. Temp. [K]	Log Grav. [cm/s <sup>**2</sup> ]	Mass loss rate [solMass/yr]	H	He	C	N	O	F	Na
<a href="#">TMAP</a>	<a href="#">[...as VOTable]</a> <a href="#">[...as Text]</a> <a href="#">[...in Specview]</a>	5.00	2000.00	60000	5.5	0.0	0.8	0.2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
<a href="#">TMAP</a>	<a href="#">[...as VOTable]</a> <a href="#">[...as Text]</a> <a href="#">[...in Specview]</a>	2000.00	3000.00	60000	5.5	0.0	0.8	0.2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
<a href="#">TMAP</a>	<a href="#">[...as VOTable]</a> <a href="#">[...as Text]</a> <a href="#">[...in Specview]</a>	3000.00	55000.00	60000	5.5	0.0	0.8	0.2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
<a href="#">TMAP</a>	<a href="#">[...as VOTable]</a> <a href="#">[...as Text]</a> <a href="#">[...in Specview]</a>	5.00	2000.00	60000	5.5	0.0	0.9	0.1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
<a href="#">TMAP</a>	<a href="#">[...as VOTable]</a> <a href="#">[...as Text]</a> <a href="#">[...in Specview]</a>	2000.00	3000.00	60000	5.5	0.0	0.9	0.1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
<a href="#">TMAP</a>	<a href="#">[...as VOTable]</a> <a href="#">[...as Text]</a> <a href="#">[...in Specview]</a>	3000.00	55000.00	60000	5.5	0.0	0.9	0.1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0

Abbildung B.2: Ausgabetable von TheoSSA.  
Quelle: <http://dc.g-vo.org/theossa>, 12.01.2017

## Parameters

- Element 1: H
- Max Effective Temperature [K]: 80000
- Max Log. Surface gravity [cm/s<sup>2</sup>]: 5.8
- Max. Mass Fraction 1: 0.9
- Min Effective Temperature [K]: 60000
- Min Log. Surface gravity [cm/s<sup>2</sup>]: 5.2
- Min. Mass Fraction 1: 0.7

Abbildung B.3: Bestätigung der Parameter.

Quelle: <http://dc.g-vo.org/theossa>, 12.01.2017

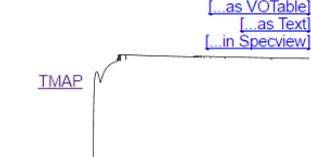
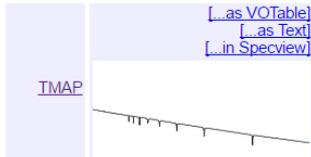
Collection	Product key	Band start [Angstrom]	Band end [Angstrom]	Eff. Temp. [K]	Log Grav. [cm/s <sup>2</sup> ]
 <a href="#">[... as VOTable]</a> <a href="#">[... as Text]</a> <a href="#">[... in Specview]</a>		5.00	2000.00	60000	5.5
 <a href="#">[... as VOTable]</a> <a href="#">[... as Text]</a> <a href="#">[... in Specview]</a>		2000.00	3000.00	60000	5.5

Abbildung B.4: Vorschau der synthetischen Spektren.

Quelle: <http://dc.g-vo.org/theossa>, 12.01.2017

**German Astrophysical Virtual Observatory**  
TMAP WWW Interface

GERMAN ASTROPHYSICAL  
**GAVO**  
VIRTUAL OBSERVATORY

---

**Home**

- About GAVO
- Getting Started
- GAVO Data Center
- Documents
- Internal

Search

Login

Sponsored by



Federal Ministry of Education and Research

Member of the International Virtual Observatory Alliance



10 Pageviews  
Jan 1st - Jan 31st

[Click to see Details](#)

**TMAP Request**

Please specify effective temperature  $T_{\text{eff}}$ , surface gravity  $\log g$ , abundances for H, He, C, N, O, Ne, Na, and Mg as well as your e-mail address.

A NLTE model atmosphere with your input parameters will be calculated by [TMAP](#) - the Tübingen NLTE Model-Atmosphere Package - and you will be informed about the progress by e-mail.

**Personal Information**

Last Name  Yannick  
 First Name  Pfeifer  
 Institute  Institut für Astronomie und Astrophysik  
 E-mail  yannick.pfeifer@astro.uni-tuebingen.de

**SED Parameters**

Wavelength range for standard SED:  
 5 - 2000 Å  2000 - 3000 Å  3000 - 55000 Å

Wavelength range for an individual SED and a quicklook plot:  
 3500  -  7000  Å,  $\Delta\lambda =  0.1$  Å  
 Note: the maximum number of data points is about 50 000.

Before submitting, please verify the data you entered, especially your e-mail address.

submit  clear

---

**Model-Grid Parameters**

$T_{\text{eff}}$  [K]:  20 kK  $\leq T_{\text{eff}} \leq$  300 kK  
 $T_{\text{eff}}$  [K] (pure H+He):  20 kK  $\leq T_{\text{eff}} \leq$  1 MK

Minimum  100000 Maximum  100000 Grid spacing  20000  
 $\log g$  [cm/s<sup>2</sup>]:  4.0  $\leq \log g \leq$  9.9  
 Minimum  7.0 Maximum  7.0 Grid spacing  0.5

Abundances [mass fractions, preset with solar values (Asplund et al. 2009, ARAA.47.481, Scott et al. 2015, A&A.573.A43)]:

H:  7.374E-01 He:  2.492E-01  
 C:  2.365E-03 N:  6.928E-04 O:  5.733E-03  
 Ne:  1.257E-03 Na:  2.923E-05 Mg:  7.079E-04

Presently, only SEDs of hot, compact stars can be calculated.  
 This WWW interface is fully functional. The calculation of a H+He+C+N+O SED takes about one or two days; a H+He+C+N+O+Ne+Na+Mg SED calculation takes up to five days. Numerical instabilities may occur due to the requested parameters. We will then check for these asap.  
 Please do not hesitate to start any calculation - this helps us to further improve the TMAP procedure.

Please do not hesitate to [contact us](#) should any question arise.

---

**WEB** : This page was visited **2 7 4 9** times since June 2, 2008

When publishing research making use of this tool, please acknowledge:  
 "The TMAP tool (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAP>) used for this paper was constructed as part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory."

---

[Impressum / Contacts](#)

© 2003 - 2017 German Astrophysical Virtual Observatory and the contributing authors

Abbildung B.5: TMAP-Startseite.  
 Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAP>, 12.01.2017

### Model-Grid Parameters

$T_{\text{eff}}$  [K]:  $20 \text{ kK} \leq T_{\text{eff}} \leq 300 \text{ kK}$   
 $T_{\text{eff}}$  [K] (pure H+He):  $20 \text{ kK} \leq T_{\text{eff}} \leq 1 \text{ MK}$

Minimum	Maximum	Grid spacing
<input type="text" value="100000"/>	<input type="text" value="100000"/>	<input type="text" value="20000"/>

$\log g$  [ $\text{cm/s}^2$ ]:  $4.0 \leq \log g \leq 9.9$

Minimum	Maximum	Grid spacing
<input type="text" value="7.0"/>	<input type="text" value="7.0"/>	<input type="text" value="0.5"/>

Abundances [mass fractions, preset with solar values ([Asplund et al. 2009, ARAA 47, 481](#); [Scott et al. 2015, A&A, 573, A25](#))]:

H: <input type="text" value="7.374E-01"/>	He: <input type="text" value="2.492E-01"/>	
C: <input type="text" value="2.365E-03"/>	N: <input type="text" value="6.928E-04"/>	O: <input type="text" value="5.733E-03"/>
Ne: <input type="text" value="1.257E-03"/>	Na: <input type="text" value="2.923E-05"/>	Mg: <input type="text" value="7.079E-04"/>

Abbildung B.6: TMAW-Parametereingabefeld.

Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAW>, 12.01.2017

### TMAW Request Submission Confirmation

#### Request successfully submitted!

You should receive an e-mail notification within the next minutes!  
If this is not the case, please ensure the entered e-mail address is correct.  
The job with your parameters has entered our queuing system now and will be executed as soon as possible.

**Date of Submission:** 2017-01-28 11:11:51

#### Personal Information

**Last Name:** Yannick  
**First Name:** Pfeifer  
**Institute:** Institut für Astronomie und Astrophysik  
**E-Mail:** [yannick.pfeifer@astro.uni-tuebingen.de](mailto:yannick.pfeifer@astro.uni-tuebingen.de)

#### SED-table Request

A standard SED table within 5 - 2000 Å as well as a table within 3500 - 7000 Å (resolution  $\approx 0.1$  Å) will be calculated.

#### Data Delivery

The data products of this request will be sent to you via e-mail as soon as the model has been calculated.

Abbildung B.7: Anfragebestätigung TMAW.

Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAW>, 12.01.2017

### Model-Grid Parameters

$T_{\text{eff}} / \text{K} = 100000 - 100000$  ( $\Delta T_{\text{eff}} = 20000 \text{ K}$ )

$\log (g / \text{cm/s}^2) = 7.0 - 7.0$  ( $\Delta \log g = 0.5$ )

element	mass fraction
H	7.374E-01
He	2.492E-01
C	2.365E-03
N	6.928E-04
O	5.733E-03
Ne	1.257E-03
Na	2.923E-05
Mg	7.079E-04

Abbildung B.8: Bestätigung der angefragten Parameter von TMAW.  
Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAW>, 12.01.2017

GERMAN ASTROPHYSICAL  
**GAVO**  
VIRTUAL OBSERVATORY

German Astrophysical Virtual Observatory  
TVIS - Tübingen Visualization Tool

---

**Home**

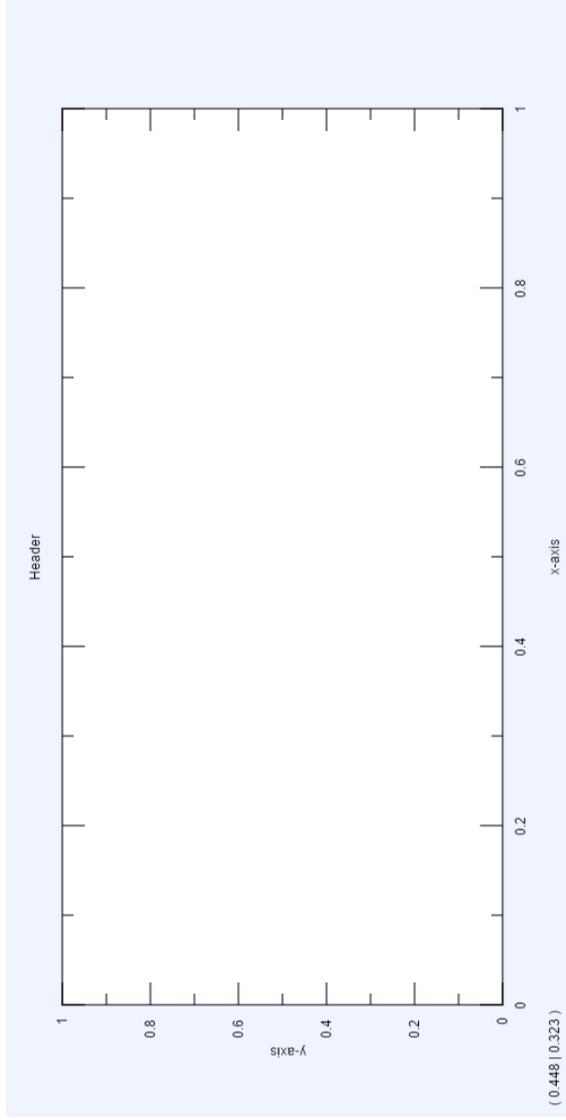
- About GAVO
- Getting Started
- GAVO Data Center
- Documents
- Internal

Search

Log in

Sponsored by  
  
 Federal Ministry of Education and Research

Member of the International  
Virtual Observatory Alliance  

( 0.448 | 0.323 )

**Plot box**

Header

X<sub>Min</sub>  X<sub>Max</sub>

Y<sub>Min</sub>  Y<sub>Max</sub>

X-Scientific notation  Digits

Y-Scientific notation  Digits

Recticle

**Datasets**

Dataset 1  Dataset 3

Dataset 2  Dataset 4

Y<sub>Ident</sub>  Colour

**Default identifications**

Y<sub>Ident</sub>  Colour

Series 1  2  3  4  5  6

HI  He I  He II

**System**

When publishing research making use of this tool, please acknowledge:  
 "The TVIS tool (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS>) used for this paper was constructed as part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory."

Please do not hesitate to [contact\\_us](mailto:contact_us) should any question arise.

Abbildung B.9: Die TVIS-Interactive Startseite.  
 Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS>, 27.01.2017

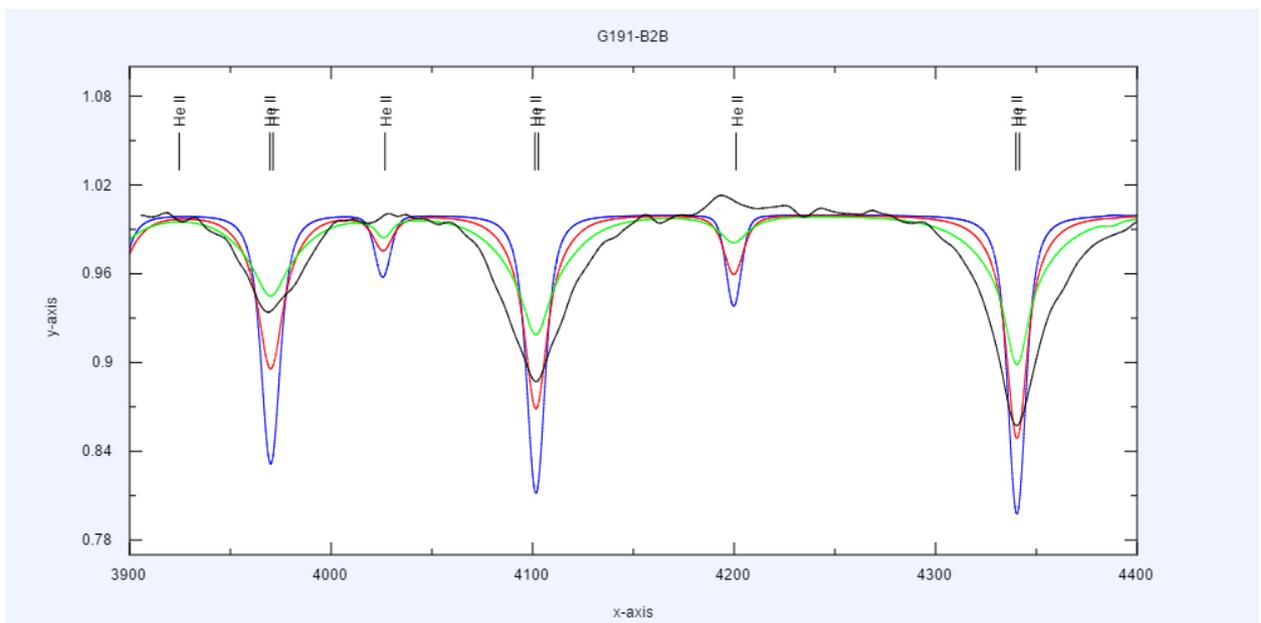


Abbildung B.10: Grafische Darstellung der Spektren zum Speichern.  
Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS>, 12.01.2017



### How to use

There exist a variety of possibilities to use this application. The easiest way is the **<embed>** tag that calls the template of the first version (v1.0).

```
<embed width="<width>" height="<height>" src="http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/tpl/v1.0/index.html">
```

**width** and **height** represent the dimension of the embed object, not of the plot box. So, it makes more sense to set the dimension of the plot box and fit then the embed object. This can be achieved easily with the following.

```
<embed width="<width + 25>" height="<height + 25>" src="http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/tpl/v1.0/index.html?width=<width>&height=<height>">
```

To omit scrollbars, the embed object is 25 pixel in both directions larger than the plot box. Specific commands for the plotter have to be written in a plot config file. The user can commit it with the following line.

```
<embed width="<width + 25>" height="<height + 25>" src="http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/tpl/v1.0/index.html?width=<width>&height=<height>&config=<path>">
```

Keep in mind, that you should use **&amp;** in the URL instead of **&**.

### Commands

All commands that are available for the respective template and some examples can be found [here](#). If you feel that a useful command is missing, please let us know.

Abbildung B.12: Anleitung zur Einbindung der TVIS-Darstellung auf einer Internetseite.  
Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS>, 12.01.2017

### Commands

All commands are not case sensitive. Colours must be given in HTML form. The name of the plots as well as all names within a plot must be unique. "\*" can be used in the config file as the comment sign.  
The following commands are only for the template v1.0 (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/tpl/v1.0/index.html>).

Abbildung B.13: Optionale Steuerbefehle von TVIS.  
Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/commands.shtml>, 12.01.2017

### Parameters for the axis

Command	Description
\X-MIN <min>	Set the minimum of the x-axis
\X-MAX <max>	Set the maximum of the x-axis
\X-SPLITTING <splitting>	Set the separations of the ticks
\X-TICKLABEL <label>	Set the positions of the tick labels
\Y-MIN <min>	Set the minimum of the y-axis
\Y-MAX <max>	Set the maximum of the y-axis
\Y-SPLITTING <splitting>	Set the separations of the ticks
\Y-TICKLABEL <label>	Set the positions of the tick labels
\X-SCROLLABLE <true false>	Should the plot box be scrollable? Default: false
\X-SCROLLINTERVAL <interval>	Set the displayed interval of the x-axis
\X-SCROLLSTEP <splitting>	Set the scroll velocity of the x-axis for the mouse wheel
\X-TICK-BOTTOM <true false>	Do you want to see the ticks at the bottom? Default: true
\X-TICK-TOP <true false>	Do you want to see the ticks at the top? Default: true
\X-TICK-LEGEND <true false>	Do you want to see the labels of the ticks? Default: true
\Y-TICK-LEFT <true false>	Do you want to see the ticks at the bottom? Default: true
\Y-TICK-RIGHT <true false>	Do you want to see the ticks at the top? Default: true
\Y-TICK-LEGEND <true false>	Do you want to see the labels of the ticks? Default: true
\TICK-LENGTH-SMALL <length>	Set the length of the small tick
\TICK-LENGTH-LARGE <length>	Set the length of the large tick

### Object (data points)

"" can be used in the data file as the comment sign.

Command	Description
\OBJECT LOAD <name> <url> <x-column> <y-column> [grid]	Loads a x-y-table from a specific URL The grid parameter is optional
\OBJECT COLOUR <name> <colour>	Set the colour of the object
\OBJECT CALC <name> X+ <number>	Add a number to all x-values
\OBJECT CALC <name> X- <number>	Subtract a number of all x-values
\OBJECT CALC <name> X* <number>	Multiply all x-values by a number
\OBJECT CALC <name> X/ <number>	Divide all x-values by a number
\OBJECT CALC <name> XLOG <number>	Take the logarithm of all x-values
\OBJECT CALC <name> XDEX <number>	Withdraw the logarithm of all x-values
\OBJECT CALC <name> Y+ <number>	Add a number to all y-values
\OBJECT CALC <name> Y- <number>	Subtract a number of all y-values
\OBJECT CALC <name> Y* <number>	Multiply all y-values by a number
\OBJECT CALC <name> Y/ <number>	Divide all y-values by a number
\OBJECT CALC <name> YLOG <number>	Take the logarithm of all y-values
\OBJECT CALC <name> YDEX <number>	Withdraw the logarithm of all y-values

Abbildung B.13: Fortsetzung.

### Main Command

Command	Description
\Plot <name>	Every plot has to start with this and all commands till to the next \PLOT command describe a plot unit.

### Plotter layout

Command	Description
\OUTER-BACKGROUND-COLOUR <colour>	Set the colour of the background
\INNER-BACKGROUND-COLOUR <colour>	Set the colour of the plot box
\PLOTBOX-COLOUR <colour>	Set the edge colour of the plot box
\FONTSIZE <size>	Set the font size
\FONT-COLOUR <colour>	Set the font colour
\HEADER <header>	Set the header
\X-AXIS-LEGEND <legend>	Set the lable of the x-axis
\Y-AXIS-LEGEND <legend>	Set the lable of the y-axis

Abbildung B.13: Fortsetzung.

### Identification

The identifications in a file must have the following syntax: <wavelength|x-position> <name>

Command	Description
\IDENT LOAD <name> <url>	Loads all identifications from a specific file
\IDENT COLOUR <name> <colour>	Set the colour of the identifications
\IDENT Y-POS <name> <y-pos>	Set the y-position (in units) of the identifications

Abbildung B.13: Fortsetzung.

### TVISDataChanger

To improve the performance of TVIS, the user should only use data files that fit exactly the visible interval of the plot range. To modify an ensemble of data points, i.e., a spectrum, we have developed the TVISDataChanger. This small tool allows the user to cut, re-grid, and convole (Gaussian or box profile) an ensemble of data points.

The tool is written in Java and can be downloaded [here](#).

**Note:** We have used the source code from [www.java2s.com](http://www.java2s.com) for the interpolation.

Abbildung B.14: Der TVIS Data Changer.

Quelle: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS>, 12.01.2017

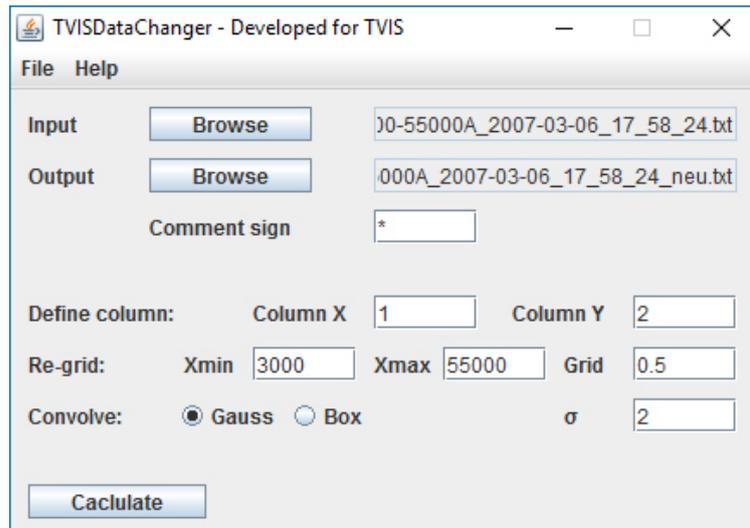


Abbildung B.15: Der TVIS Data Changer, geöffnet im Fenster.

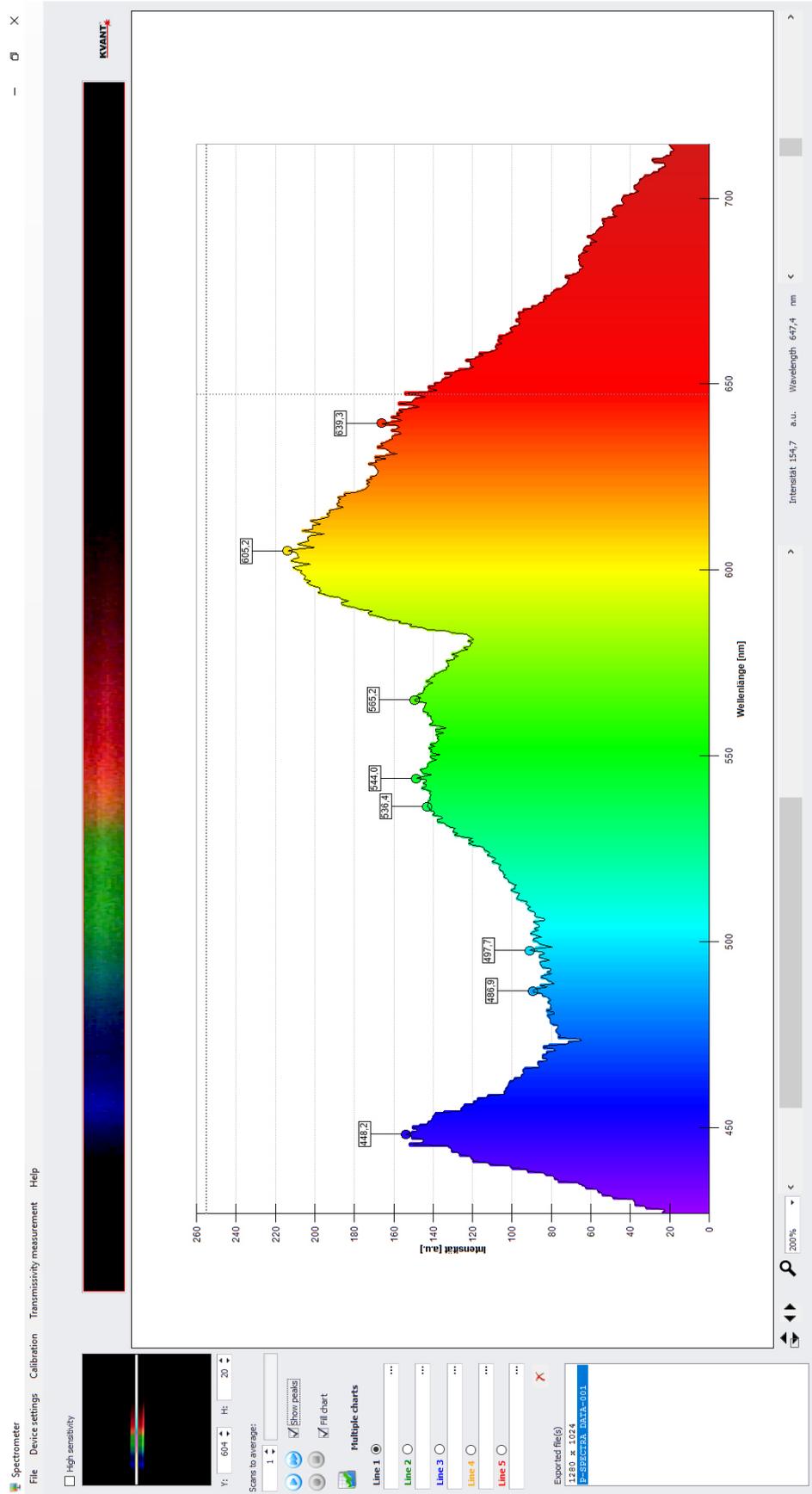


Abbildung B.16: Die Benutzeroberfläche des SPECTRA 1 Programmes.

## C Datensätze

### C.1 TMAW Output

Beispiel für den Anfang einer Datei eines synthetischen Spektrums:

```
* TUEBINGEN NLTE MODEL ATMOSPHERE PACKAGE (TMAP)
* http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAP
*
* References:
*
* Werner K., et al. 2003,
*   Model Photospheres with Accelerated Lambda Iteration,
*   in: Workshop on Stellar Atmosphere Modeling,
*   eds. I. Hubeny, D. Mihalas, K. Werner,
*   The ASP Conference Series Vol. 288 (San Francisco: ASP), p. 31
* Rauch T., Deetjen J. L. 2003,
*   Handling of Atomic Data,
*   in: Workshop on Stellar Atmosphere Modeling,
*   eds. I. Hubeny, D. Mihalas, K. Werner,
*   The ASP Conference Series Vol. 288 (San Francisco: ASP), p. 103
*
* please do not hesitate to contact
* astro-tmap@listserv.uni-tuebingen.de for further information
*
*
* DATA FILE CREATED BY LINE1 AT 02-03-16 15:39:23
* MODEL CALCULATED BY PRO2 AT 12-02-16 11:50:51
*
* T eff = 100000 K
* log g = 7.00 (cgs)
*
* NORMALIZED MASS FRACTIONS
*
* H 1.000E+00
*
* COLUMN 1: WAVELENGTH GIVEN IN A
*           (VACUUM WAVELENGTHS FOR LAMBDA < 3000 A)
* COLUMN 2: F LAMBDA GIVEN IN ERG/CM**2/SEC/CM
* COLUMN 3: RELATIVE FLUX (F LINE / F CONT)
* -----
* 12499 LINES FOLLOWING
9.10500000E+02 1.888582E+19 1.000000
9.11000000E+02 1.885533E+19 1.000000
9.11500000E+02 1.882487E+19 1.000000
9.11753463E+02 1.880946E+19 1.000000
```

## C.2 TVIS Data Changer Output

Beispiel für die Datei eines synthetischen Spektrums nach der Bearbeitung mit dem TVIS Data Changer:

```
915.00000 9.998870E-01
917.00000 9.996110E-01
919.00000 9.959440E-01
921.00000 5.848450E-01
923.00000 5.258590E-01
925.00000 8.856800E-01
927.00000 7.331150E-01
929.00000 9.149190E-01
931.00000 4.416750E-01
933.00000 9.472440E-01
935.00000 9.586250E-01
937.00000 6.693150E-01
939.00000 7.819350E-01
941.00000 9.721560E-01
943.00000 9.896130E-01
945.00000 9.860170E-01
947.00000 9.462570E-01
949.00000 6.392190E-01
951.00000 7.854250E-01
953.00000 9.653230E-01
955.00000 9.907990E-01
957.00000 9.957190E-01
959.00000 9.968670E-01
961.00000 9.967930E-01
963.00000 9.957690E-01
965.00000 9.931320E-01
967.00000 9.861750E-01
969.00000 9.623630E-01
971.00000 8.320470E-01
973.00000 5.294770E-01
975.00000 9.231930E-01
977.00000 9.781200E-01
979.00000 9.908230E-01
981.00000 9.952200E-01
983.00000 9.971230E-01
985.00000 9.980930E-01
987.00000 9.986360E-01
989.00000 9.989580E-01
```

### C.3 Spectra 1 Output

Beispiel für eine Ausgabedatei von Spectra-1:

Spectrometer

Copyright Kvant 2014. All rights reserved.

Datum:Freitag, 10. Februar 2017 16:24:51

Name des Quellbildes:.bmp

Quellbild [pixel]:1280 x 1024

Bearbeitete Hohe des Quellbildes [Pixel]:20

Bearbeitetes Quellbild [Position Pixel Bereich]:604 - 624

Spektrumbereich [nm]:360.1 - 934.9

Diagrammpunkte:

Wellenlänge [nm] Intensitat [a.u]

===START===

360.1	0.0
360.5	0.0
361.0	0.0
361.4	0.0
361.9	0.0
362.3	0.0
362.8	0.0
363.2	0.0
363.7	0.0
364.1	0.0
364.6	0.0
365.0	0.0
365.5	0.0
365.9	0.0
366.4	0.0
366.8	0.0
367.3	0.0
367.7	0.0
368.2	0.0
368.6	0.0
369.1	0.0
369.5	0.0
370.0	0.0
370.4	0.0
370.9	0.0
371.3	0.0

## D Danksagung

Abschließend möchte ich mich bei einigen Personen bedanken, die mich in vielerlei Hinsicht bei der Erstellung dieser Arbeit unterstützt haben.

**Prof. Dr. Klaus Werner:** Vielen Dank, dass du mir die Möglichkeit gegeben hast, meine wissenschaftliche Arbeit hier am Institut zu schreiben und damit einen Einblick in die Welt der Wissenschaft zu erhalten. Danke insbesondere auch für deine großzügige Unterstützung meiner weiteren Studienpläne in Großbritannien.

**Dr. Thomas Rauch:** Vielen Dank für deine scheinbar unendliche Geduld und deine hohen Standards. Beides hat einen elementaren Beitrag zu dieser Arbeit geleistet und ohne deine Erfahrung und Hilfe wäre diese Arbeit nicht möglich gewesen.

**Denny Hoyer:** Dir gilt besonderer Dank für deine stetige Unterstützung. Mit Gelassenheit und großer Hilfsbereitschaft hast du für mich jeden Tag aufs neue scheinbare Weltuntergangsszenarien abgewandt, indem du irgendwo eine Klammer gesetzt hast. Danke für die äußerst unterhaltsamen Gesprächsthemen und Fachsimpeleien über Alltagsphysik.

**Lisa Löbling:** Auch dir vielen Dank für deine Unterstützung, wenn es bei mir mit dem Verständnis der Materie ab und an ein wenig gehakt hat.

**Angela Heynen:** Vielen Dank für die netten Gespräche, die mir stets den Arbeitsalltag aufgeheitert haben.

**Cornelia Heinitz und Stephan Hartmann:** Euch beiden vielen Dank für eure Unterstützung bei den kleinen Problemen.

**Gesa Wilken:** Dir, meiner lieben Freundin, vielen lieben Dank für deine Geduld, die du mir die letzten Monate gegenüber gezeigt hast. Danke, dass du mich auch ertragen hast, wenn ich mal demotiviert war und viel mehr noch, dass du mich jedes Mal aufs Neue aufgebaut hast. Ohne dich wäre es viel schwerer gewesen, dafür bin ich dir sehr dankbar.

**Meine Familie:** Auch euch vielen Dank für eure Unterstützung und Geduld die letzten Monate. Ihr habt mich in vielen Situationen entscheidend motiviert und mir stets das Ziel vor Augen gehalten.

## **E Erklärung zur Wissenschaftlichen Arbeit**

Ich erkläre, dass ich die Arbeit selbständig angefertigt und nur die angegebenen Hilfsmittel benutzt habe. Alle Stellen, die dem Wortlaut oder dem Sinn nach anderen Werken, gegebenenfalls auch elektronischen Medien, entnommen sind, sind von mir durch Angabe der Quelle als Entlehnung kenntlich gemacht. Entlehnungen aus dem Internet sind durch Angabe der Quelle und des Zugriffsdatums sowie dem Ausdruck der ersten Seite belegt; sie liegen zudem für den Zeitraum von zwei Jahren entweder auf einem elektronischen Speichermedium im PDF-Format oder in gedruckter Form vor.

Datum

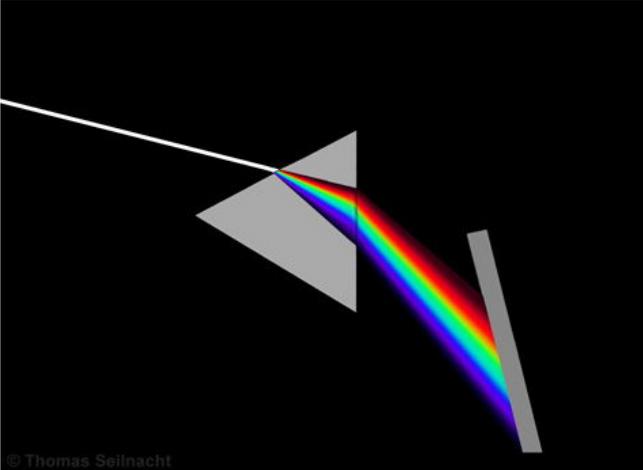
Unterschrift

## F Nachweis digitaler Quellen

[Startseite](#) >> [Experimente](#) >> [Grundoperationen](#)

### Spektroskopie

Spektroskopische Untersuchungsmethoden gehören zu den Standardverfahren der analytischen Chemie. Dabei macht man sich die Eigenschaft zu Nutze, dass elektromagnetische Strahlung je nach ihrer Energie eine Wechselwirkung mit Stoffen oder Molekülen eingeht. Heute werden eine große Vielzahl an Verfahren eingesetzt. Pionierarbeit leistete der deutsche Physiker und Optiker Joseph von Fraunhofer (1787-1826).

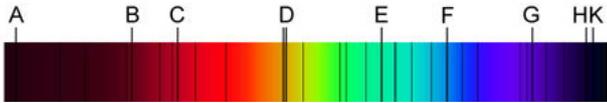


© Thomas Seilnacht [Bild vergrößern](#)

Kurzwelliges [Licht](#) wird im Prisma stärker gebrochen als langwelliges, daher kann zum Beispiel Sonnenlicht in seine Wellenanteile zerlegt werden. Fraunhofer untersuchte das Sonnenlicht mit einem Prismen-Spektroskop. Der Physiker beobachtete im Jahr 1814 dunkle Linien im Spektrum des Sonnenlichts. Der englische Chemiker William Hyde Wollaston (1766-1828) hatte diese Linien schon 12 Jahre zuvor entdeckt. Fraunhofer katalogisierte 570 **Fraunhofer-Linien** und versah sie mit kleinen und großen Buchstaben. Allerdings konnte er das Phänomen noch nicht erklären.

### Auswahl wichtiger Fraunhofer-Linien

Sichtbares Spektrum der Sonne



Linie	Wellenlänge (nm)
A	760
B	686
C	656
D	589
E	546
F	486
G	430
HK	390

Abbildung F.1: <http://www.seilnacht.com/versuche/spektro.html>



El arco iris

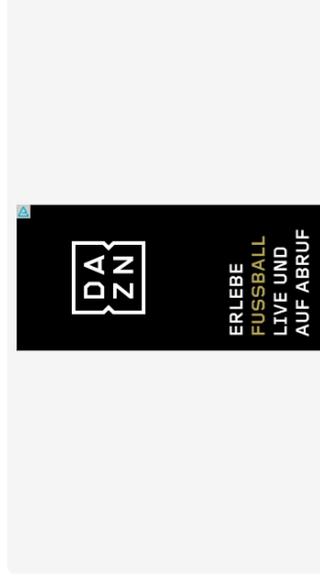
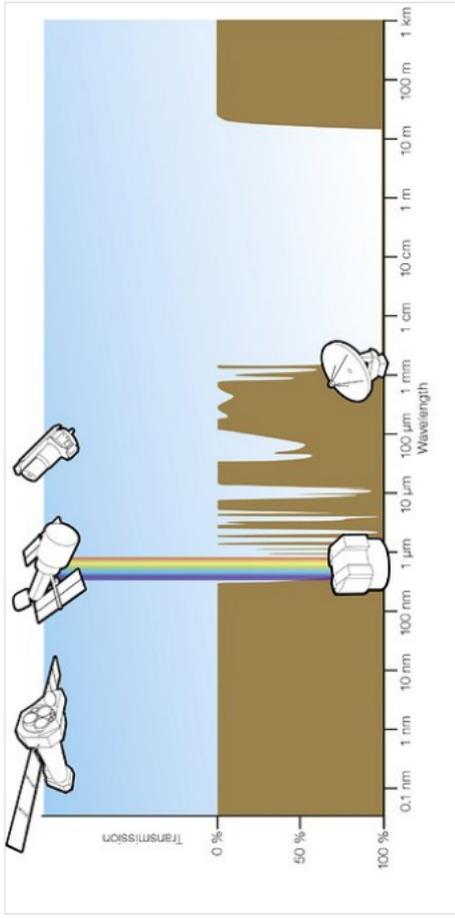


Abbildung F.2: <http://www.escuelapedia.com/el-arco-iris/>

Es tut uns sehr leid. Diese Seite ist in der von Ihnen bevorzugten Sprache noch nicht verfügbar. Wir zeigen Ihnen stattdessen die Originalfassung.

## Atmospheric opacity graph



Graph of atmospheric opacity as a function of wavelength

In this graph, the level of the brown curve represents how opaque the atmosphere is at the given wavelength. The major windows are at visible wavelengths (marked by the rainbow) and at radio wavelengths from about 1 mm to 10 m. ALMA operates in a borderline region, where the opacity depends strongly on how high and dry the site is.

**Herkunftsnachweis:** ESA/Hubble (F. Granato)

Usage of ESO Images, Videos and Music  
Are you a journalist? Subscribe to the ESO Media Newsletter in your language.

Suche...

### Über das Bild

**ID:** atm\_opacity  
**Typ:** Aufsuchkarte  
**Veröffentlichung:** 19. Mai 2010  
**sdatum:** 12:54  
**Größe:** 2741 x 1358 px

### Über das Objekt

**Name:** Earth  
**Typ:** Solar System : Planet : Feature : Atmosphere : Unspecified : Technology : Observatory : Telescope  
**Kategorie:** ALMA

### Bildformate

- Bild in Originalgröße
- 2,2 MB
- Großes JPEG
- 313,5 KB
- Formatfüllendes JPEG
- 78,6 KB

### Logos



Abbildung F.3: [https://www.eso.org/public/germany/images/atm\\_opacity](https://www.eso.org/public/germany/images/atm_opacity)

Kontakt: Unternehmen Karriere Presse Archiv BR Programm Sendungen A-Z RSS Suche

NACHRICHTEN RADIO FERNSEHEN THEMEN MEDIATHEK

BR WISSEN

BR.de > Themen > Wissen > Joseph von Fraunhofer > Geheimnisvolle Linien im Sonnenlicht

**Special** Joseph von Fraunhofer

★★★★☆ [8]

Joseph von Fraunhofer

### Geheimnisvolle Linien im Sonnenlicht

Fraunhofer will eigentlich nur die Qualität von Glas bestimmen. Dazu schickt er Sonnenlicht durch ein Prisma. Doch als er sich das gebrochene Licht mit einem Fernrohr genau anschaut, macht er eine erstaunliche Entdeckung.

Stand: 20.02.2012 | Bildnachweis



Im Jahre 1814 führt Joseph Fraunhofer ein Experiment durch: Vor die Fenster seiner Arbeitszimmers hängt er dunkle Vorhänge. Nur durch einen schmalen Spalt fällt ein Lichtstrahl ins Innere. Dieser trifft auf ein Prisma aus Glas und wird von diesem gebrochen. Fraunhofer schaut durch ein Fernrohr auf das Licht in den Farben des Regenbogens. Doch er

Wissen: Inhalt

Wissen: Sendungen

Wissen: Service

**Joseph von Fraunhofer**  
Erfinder und Unternehmer

**Geheimnisvolle Linien im Sonnenlicht**

SENDUNGSINFO

Joseph von Fraunhofer - Dunkle Linien im Sonnenlicht  
Dienstag, 04.08.2015 um 19:30 Uhr  
[ARD-alpha]

MEHR ZUM THEMA

Joseph von Fraunhofer Folge 1 - Waise und Wunderkind

Joseph von Fraunhofer Folge 2 - Forscher aus Leidenschaft

Joseph von Fraunhofer Folge 3 - Erfinder und Vordenker

Abbildung F.4: <http://www.br.de/themen/wissen/fraunhofer-spektrallinien102.html>

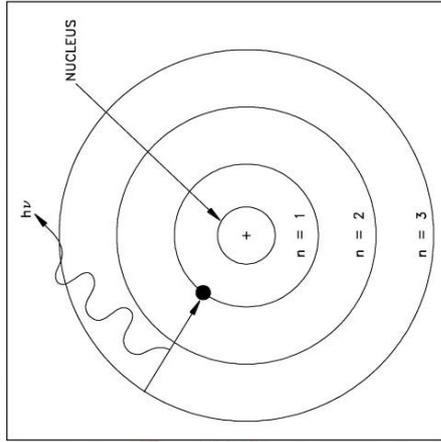
## Atomic Structure and Processes, and the Nature of Light

We have briefly mentioned the structure of the atom during previous classes. Today we will attempt to understand this structure more fully, including how atoms emit electromagnetic energy ("light"), and how astronomers use that light to unravel the nature of distant objects. First we return to the basic structure of the atom. All of the elements in nature are composed of just three types of *subatomic* particles: protons, electrons and neutrons. Protons and neutrons stick together to form the nuclei of atoms (nuclei is the plural of nucleus). And the electrons orbit around the nucleus sort of like planets orbiting the Sun.

Electrons have a negative charge while protons have a positive charge. The attraction between the negative charge of an electron, and the positive charge of the proton, is what keeps the electrons in orbit around the nucleus. Instead of gravity, it is the "electrostatic" charge attraction that holds atoms together. It is informative to look at the masses of these two particles. A proton has a mass of  $1.6 \times 10^{-24}$  gm, while the electron has a much smaller mass than the proton--this is why they are the particle in orbit--like the planets, the electrons orbit the nucleus because they are the less massive objects. Because of the size of these tiny numbers, physicists use the mass of the proton as the unit when talking about the masses of atoms. In this system, the proton has a mass of "1", and an electric charge of "+1 unit", while the electron only has a mass of  $1/1836$  proton masses (that is a proton is 1,836 times more massive than an electron), and a negative charge of -1 unit.

Neutrons are particles with the same masses as protons, but they do not have any charge--we say they have a "neutral charge", or a charge of "0". Thus, neutrons do not really affect the chemistry of atoms, though they play a significant role in radioactivity. You might think that neutrons are one of those peculiar mistakes of nature, but there is a very good reason for why they exist. If you are interested, you can go to this excellent [site](#) to read more about the structure of the atom, the nucleus, and what protons, neutrons and electrons are, and how they interact.

A simple way to visualize the structure of the atom is the solar system model, where we have electrons (planets) orbiting the nucleus (the Sun) in particular orbits. A schematic of this layout for the hydrogen atom is shown below:



In an atom, there are specific "orbits" ( $n=1, n=2, \dots$ ) in which an electron can actually orbit the nucleus. The rules for determining these orbits are quite complicated, and we will not discuss them here (it is the physics of "quantum mechanics," that is needed to fully describe the structure of atoms), but we say that the orbits are "quantized". An electron revolves around the nucleus in a particular orbit. There are a set of orbits in every atom determined by how many protons are in the nucleus, and how many other electrons are in the atom. In the hydrogen atom there is one electron in orbit around the one proton that comprises the hydrogen atom nucleus. As we discussed last class, there can be other types of hydrogen. In the hydrogen *isotope* deuterium, the proton is joined by a neutron. In the hydrogen *isotope* tritium, there are two neutrons and one proton in the hydrogen nucleus. Note, however, that the number of neutrons has no effect on the charge of the nucleus, so all of the isotopes of hydrogen act the same way--it is the number of protons and electrons that determine the chemical properties of an atom (giving rise to the [periodic table](#)). Thus, water ( $\text{H}_2\text{O}$ ) can be made with any of the isotopes of hydrogen and it will still act just like water! Figure 4.7 of the textbook summarizes the terminology of atoms, here is the part dealing with isotopes.

Abbildung F.5: <http://ganymede.nmsu.edu/tharriso/ast110/class13.html>



**National Optical Astronomy Observatory**  
Kitt Peak National Observatory • Cerro Tololo Inter-American Observatory • Community Science and Data Center





[Contact Us](#) | [Careers](#) | [Intranet](#)

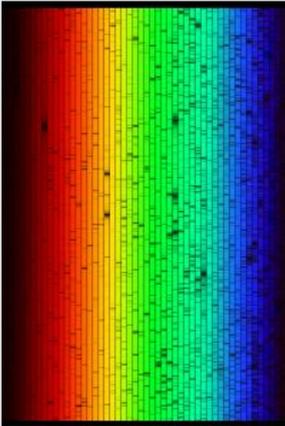
---

[About NOAO](#) | [Mission](#) | [News & Reports](#) | [Images](#) | [Tourist Info](#) | [Education & Outreach](#) | [Library](#) | [Safety](#) | [Astronomers](#)

---

## High resolution solar spectrum

### About this image



A high resolution version of the spectrum of our Sun, this image was created from a digital atlas observed with the Fourier Transform Spectrometer at the McMath-Pierce Solar Facility at the National Solar Observatory on Kitt Peak, near Tucson, Arizona ('Solar Flux Atlas from 296 to 1300 nm' by Robert L. Kurucz, Ingemar Furenlid, James Brault, and Larry Testerman: National Solar Observatory Atlas No. 1, June 1984.). The images shown here were created to mimic an echelle spectrum, with wavelength increasing from left to right along each strip, and from bottom to top. Each of the 50 slices covers 60 angstroms, for a complete spectrum across the visual range from 4000 to 7000 angstroms. The Sun is a G2 star, and this image covers the same wavelength range in the same format as [the spectrum of Procyon, type F5](#), and [the spectrum of Arcturus, type K1 \(or K2\)](#). Note: NSO/Kitt Peak FTS data used here were produced by NSF/NOAO. (Note for interested users: because this was made from digital data, we can create any size or shape on request, but please give us plenty of time. The images here have the correct aspect ratio for a 35mm slide. We do however have a [square version](#) available immediately.)

**More:** [solar page](#), [stars page](#).

Minimum credit line: N.A. Sharp, NOAO/NSO/Kitt Peak FTS/AURA/NSF

**Downloadable versions:**  
[300 x 200 15 kb color JPEG](#) (on this page)  
[600 x 400 55 kb color JPEG](#)  
[1536 x 1024 272 kb color JPEG](#)  
[3071 x 2048 696 kb color JPEG](#)  
[8192 x 5464 2.8 Mb color JPEG](#)  
[8192 x 5464 43.7 Mb 8-bit color TIFF](#)  
[8192 x 5464 131.2 Mb 24-bit color TIFF](#)  
 (see [NOAO Conditions of Use](#))

Comments by e-mail to [images@noao.edu](mailto:images@noao.edu)

Abbildung F.6: [https://www.noao.edu/image\\_gallery/html/im0600.html](https://www.noao.edu/image_gallery/html/im0600.html)

[GAVO](#)  
 GERMAN VIRTUAL OBSERVATORY

[Help](#)  
[Service info](#)

**Related**  
[Compute custom SEDs](#)

**Metadata**  
 Identifier: <http://org.gavo.dc/theossa/c>  
 Cite this: [Advice on citing this resource](#)  
 Description: TheoSsa provides spectral energy distributions based on model atmosphere calculations. Currently, we serve results obtained using the Tübingen NLTE Model Atmosphere Package (TMAP) for hot compact stars.  
 Keywords: Stars; atmospheres  
 Creator: Rauch, T.  
 Created: 2010-11-11T15:00:00  
 Data updated: 2017-01-18  
 Copyright: When publishing research please acknowledge the source.  
 Source: [2003ASPC...288..103R](#)  
 Reference URL: [Service info](#)  
[IvADOL](#) to query our data.  
 Please report errors and suggestions to the [Administrators](#).  
[Privacy](#) | [Disclaimer](#) | [Lic. 0](#)

## TheoSsa TMAP Web Interface

TheoSsa provides spectral energy distributions based on model atmosphere calculations. Currently, we serve results obtained using the Tübingen NLTE Model Atmosphere Package (TMAP) for hot compact stars.

Effective Temperature [K]    between  and   
*Range of the atmosphere's effective temperatures to include. If you only specify one bound, you get a half-infinite interval.*

Log. Surface gravity [cm/s<sup>2</sup>]    between  and   
*Range of surface gravities to include. If you only specify one bound, you get a half-infinite interval.*

Mass loss rate [solMass/Yr]    between  and   
*Range of mass loss rates to include. If you only specify one bound, you get a half-infinite interval.*

Mass Fraction 1    [ANY ▼] between  and   
*Mass fraction of an element. You may leave out either upper or lower bound.*

Mass Fraction 2    [ANY ▼] between  and   
*Mass fraction of an element. You may leave out either upper or lower bound.*

Mass Fraction 3    [ANY ▼] between  and   
*Mass fraction of an element. You may leave out either upper or lower bound.*

Standard Stars    EG 274    Feige 67    Feige 110  
*No selection matches all, multiple values legal. Common name of object observed.*

Table    Sort by     ASC ▼  
 Limit to 100    items.

Output format    HTML    More output fields

[\[Result link\]](#) ★

When publishing research making use of this service, please acknowledge: "The TheoSsa service (<http://dc.g-vo.org/theossa>) used to retrieve theoretical spectra for this paper was constructed as part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory."

Abbildung F.7: <http://dc.g-vo.org/theossa>



Search...

## Newton's theory of Light

Show Contents

### 1. Newton's crucial experiment ↑

English natural philosopher **Isaac Newton** bought his first prism in 1666, in an attempt to disprove French natural philosopher Rene Descartes' theory of light. This was one year after Italian natural philosopher **Francesco Grimaldi's work on diffraction** was published<sup>[1]</sup>.

Newton claimed that Grimaldi's diffraction was simply a new kind of **refraction**. He argued that the geometric nature of the laws of **reflection** and **refraction** could only be explained if light was made of particles, which he referred to as corpuscles, since waves don't tend to travel in straight lines.

After joining the Royal Society of London in 1672, Newton stated that the 44th trail in a series of experiments he had previously conducted had proven that light is made of particles and not waves<sup>[2][3]</sup>.

Advocates of the wave theory had previously stated that light waves are made of white light, and that the colour spectrum that can be seen through a prism is formed because of corruption within the glass. This means that the more glass the light travels through, the more corrupt it will become.

In order to prove that this was false, Newton passed a beam of white light through two prisms, which were held at such an angle that it split into a spectrum when passing through the first

### Light & Matter

#### Pre 20th Century theories

1. Atoms and Waves
2. Reflection, Refraction, and Diffraction
3. **Newton's theory of Light**
4. Speed of Light
5. 19th Century Wave Theories
6. 19th Century Particle Theories
7. Spectral Lines

#### Quantum Mechanics

1. Early Quantum Mechanics
2. Rutherford's Atom
3. Bohr's Atom
4. Sommerfeld's Atom

Abbildung F.8: <http://www.thestargarden.co.uk/Newtons-theory-of-light.html>



**Home**

- About GAVO
- Getting Started
- GAVO Data Center
- Documents
- Internal

Search

Login

Sponsored by



Member of the International  
Virtual Observatory Alliance



**TMAW Request**

Please specify effective temperature  $T_{\text{eff}}$ , surface gravity  $\log g$ , abundances for H, He, C, N, O, Ne, Na, and Mg as well as your e-mail address.

A NLTE model atmosphere with your input parameters will be calculated by **TMAP** - the Tübingen NLTE Model-Atmosphere Package - and you will be informed about the progress by e-mail.

**Personal Information**

Last Name   
 First Name   
 Institute   
 E-mail

**SED Parameters**

Wavelength range for standard SED:  
 5 - 2000 Å  2000 - 3000 Å  3000 - 55000 Å

Wavelength range for an individual SED and a quicklook plot:  
 -  Å,  $\Delta\lambda \approx$   Å  
 Note: the maximum number of data points is about 50 000.

Before submitting, please verify the data you entered, especially your e-mail address.

When publishing research making use of this tool, please acknowledge:  
 "The TMAW tool (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAW>) used for this paper was constructed as part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory."

**WEB** : This page was visited **2 7 4 9** times since June 2, 2008

**Model-Grid Parameters**

$T_{\text{eff}}$  [K]:   $\leq T_{\text{eff}} \leq$    
 $T_{\text{eff}}$  [K] (pure H+He):   $\leq T_{\text{eff}} \leq$    
 Minimum  Maximum  Grid spacing   
 $\log g$  [cm/s<sup>2</sup>]:   $\leq \log g \leq$    
 Minimum  Maximum  Grid spacing

Abundances (mass fractions, preset with solar values (Asplund et al. 2009, ARAA 47, 481, Scott et al. 2015, A&A 573, A25)):

H:  He:   
 C:  N:  O:   
 Ne:  Na:  Mg:

Presently, only SEDs of hot, compact stars can be calculated. This WWW interface is fully functional. The calculation of a H+He+C+N+O SED takes about one or two days, a H+He+C+N+O+Ne+Na+Mg SED calculation takes up to five days. Numerical instabilities may occur due to the requested parameters. We will then check for these asap. Please do not hesitate to start any calculation - this helps us to further improve the TMAW procedure.

Please do not hesitate to [contact us](#) should any question arise.

Abbildung F.10: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAW>

## German Astrophysical Virtual Observatory

TVIS - Tübingen Visualization Tool

In the framework of the Tübingen German Astrophysical Virtual Observatory (GAVO) project, we have developed the registered Tübingen Visualization tool (TVIS) that allows the user to plot data the easy way. The plotter itself is written in HTML5 and Javascript. To strongly increase the security of this web application, no Flash or Java is necessary to use it, i.e., TVIS will even work when Flash is dead and Java applets are blocked by the browsers.

### How to use

There exist a variety of possibilities to use this application. The easiest way is the `<embed>` tag that calls the template of the first version (v1.0).

```
<embed width="<width>" height="<height>" src="http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/v1.0/index.html">
```

**width** and **height** represent the dimension of the embed object, not of the plot box. So, it makes more sense to set the dimension of the plot box and fit them the embed object. This can be achieved easily with the following.

```
<embed width="<width + 25>" height="<height + 25>" src="http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/v1.0/index.html?width=<width>&height=<height>">
```

To omit scrollbars, the embed object is 25 pixel in both directions larger than the plot box. Specific commands for the plotter have to be written in a plot config file. The user can commit it with the following line.

```
<embed width="<width + 25>" height="<height + 25>" src="http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/v1.0/index.html?width=<width>&height=<height>&config=<path>">
```

Keep in mind, that you should use **&amp;** in the URL instead of **&**.

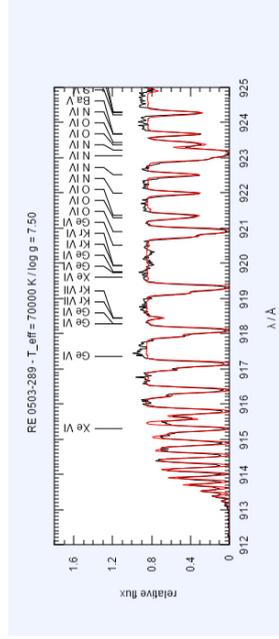
### Commands

All commands that are available for the respective template and some examples can be found [here](#). If you feel that a useful command is missing, please let us know.

When publishing research making use of this tool, please acknowledge:

"The TVIS tool (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/>) used for this paper was constructed as part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory."

 **WEB**: This page was visited **36** times since August 02, 2016



### TVISDataChanger

To improve the performance of TVIS, the user should only use data files that fit exactly the visible interval of the plot range. To modify an ensemble of data points, i.e., a spectrum, we have developed the TVISDataChanger. This small tool allows the user to cut, re-grid, and convolve (Gaussian or box profile) an ensemble of data points.

The tool is written in Java and can be downloaded [here](#).

**Note:** We have used the source code from [www.java2s.com](http://www.java2s.com) for the interpolation.

### Objects

- [Feige 110](#)
- [G191-B2B](#)
- [RE\\_0503-289](#)

Please do not hesitate to [contact us](#) should any question arise.

Abbildung F.11: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS>

[Home](#)

[About GAVO](#)

[Getting Started](#)

[GAVO Data Center](#)

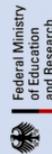
[Documents](#)

[Internal](#)

Search

Login

Sponsored by



Member of the International  
Virtual Observatory Alliance



**Plot box**

Header

X<sub>Min</sub>  X<sub>Max</sub>

Y<sub>Min</sub>  Y<sub>Max</sub>

X Scientific notation  Digits

Y Scientific notation  Digits

Recticle

**Datasets**

Dataset 1  Dataset 3

Dataset 2  Dataset 4

Y<sub>Ident</sub>  Colour

**Default identifications**

Y<sub>Ident</sub>  Colour

Series 1  2  3  4  5  6

He I  He II

System

When publishing research making use of this tool, please acknowledge:  
"The TVIS tool (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS>) used for this paper was constructed as part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory."

Please do not hesitate to [contact us](#) should any question arise.

Abbildung F.12: <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/interactive>