

Klassifizierung von Sternspektren in Theorie und Praxis

Constantin Zborowska

Am Ginsterberg 27, 50169 Kerpen, Germany, E-Mail: zborowska40@gmail.com

Zusammenfassung

Auf der diesjährig in Köln stattgefundenen Aspekt14 habe ich einen Vortrag zum Thema Klassifizierung von Sternspektren in Theorie und Praxis gehalten. Damit man den Verlauf der Klassifikation besser nachzuvollziehen kann, habe ich meinen Vortrag am Beispiel der Klassifikation von α Persei dargestellt. Nachfolgend wird der Prozess der Spektralklassifikation anhand dieses Beispiels erläutert.

Abstract

At this year's Aspekt14 held in Cologne I gave a talk on spectral classification from a theoretical as well as practical point of view. α Persei was chosen as an example to demonstrate the classification process. In the following article the process of spectral classification is explained.

Received: 2014-10-07, Revised: 2014-11-06, Accepted: 2014-11-10

1. Das MKK-System

Heute werden in der Astronomie Sterne nach dem MKK-System klassifiziert. Dieses Klassifikationssystem wurde 1943 von William Wilson Morgan, Phillip C. Keenan und Edith Kellman eingeführt. Der Name lässt sich aus den jeweils ersten Buchstaben der Nachnamen der Entwickler ableiten.

Das Besondere am MKK-System ist, dass es sich um ein zweiteiliges Klassifikationsschema handelt. Dies bedeutet, dass das Klassifikationsschema durch zwei Attribute bestimmt wird. Zunächst ist da der Spektraltyp, der ein Maß für die Oberflächentemperatur eines Sternes ist. Es gibt sieben Hauptspektraltypen, wie die folgende Tabelle zeigt.

Klasse	Farbe	Temperatur [K]
O	Blau	30000-50000
B	Blau-Weiß	10000-28000
A	Weiß	7500-9750
F	Weiß-Gelb	6000-7350
G	Gelb	5000-5900
K	Orange	3500-4850
M	Rot-Orange	2000-3350

Tab. 1: Spektralklasse, Farbe und Oberflächentemperatur.

Außerdem beinhaltet das MKK-System die Leuchtkraftklasse, die mit dem Sternendurchmesser sowie dem Entwicklungsstand eines Sternes zusammenhängt. Sie ist in die Hauptklassen unterteilt, die in Tab. 2 aufgeführt sind.

Nach diesem Muster lässt sich das ankommende Licht eines Sternes bereits relativ genau beschreiben. Wie man im Einzelnen zu einer

Aussage über die Spektral- oder Leuchtkraftklasse kommt, werde ich im folgenden Abschnitt anhand eines Beispiels erläutern.

Leuchtkraftklasse	Sternstyp
I	Überriese
Ia, Iab, Ib	Unterteilung der Überriesen
II	heller Riese
III	„normaler“ Riese
IV	Unterriese
V	Zwerg (Hauptreihenstern)

Tab. 2: Leuchtkraftklasse und zugehöriger Sternstyp.

2. Aufnahme der Spektren

Alle Aufnahmen habe ich mit einem 6" f/9 Astrophysics Starfire Refraktor gemacht. Als Guidingkamera kam eine ALCCD 5.2 zum Einsatz. Bei der CCD-Kamera, mit der die Spektren aufgenommen werden, ist es sinnvoll, eine Kamera mit möglichst großem Chip auszuwählen. Das ist wichtig, damit das komplette Spektrum in einem Foto enthalten ist. Ich habe dafür eine A-TIK 383L+ benutzt, die sich 40 K unter Umgebungstemperatur abkühlen lässt.

Das Herzstück der Aufnahmeconfiguration bildet selbstverständlich der Spektrograf. Für meine Aufnahmen benutzte ich LISA von Shelyak Instruments. Der Spektrograf wurde mir freundlicherweise von der Heraeus-Stiftung [1] für ein Jahr zur Verfügung gestellt. LISA eignet sich aus meiner Sicht perfekt für die Klassifikation von Sternen. Das liegt zu einem an der relativ geringen Dispersion und Auflösung (R~600-1000) der gewonnenen Spektren. Aus

diesem Grund passt das gesamte Spektrum von 3800 Å bis 6800 Å in ein Bild. Begrenzend ist hier die spektrale Empfindlichkeit der Kamera. Ein weiterer Vorteil der geringen Auflösung ist, dass kein Sternenlicht durch nicht genutzte Spektralbereiche vergeudet wird. In der Praxis ließen sich so Sterne bis zu einer scheinbaren Helligkeit von ~7,5 mag von mir aufnehmen.

Die gesamte Ausrüstung findet in einem Anbau unseres Hauses mit Schiebedach Platz. Somit konnte ich mir einen festen Aufnahmeort sichern ohne jeden Abend die Ausrüstung von neuem aufzubauen.

3. Das Beispiel α Persei

Als Klassifikationsbeispiel betrachten wir den hellsten Stern im Sternbild Perseus. Dieser Stern hat eine scheinbare Helligkeit von 1,8 mag und ist damit auch für Amateure bequem aufzunehmen. α Persei hat in dem MKK-System die Spektralklasse F5 Ib, wobei F5 den Spektraltyp und Ib die Leuchtkraftklasse repräsentiert.

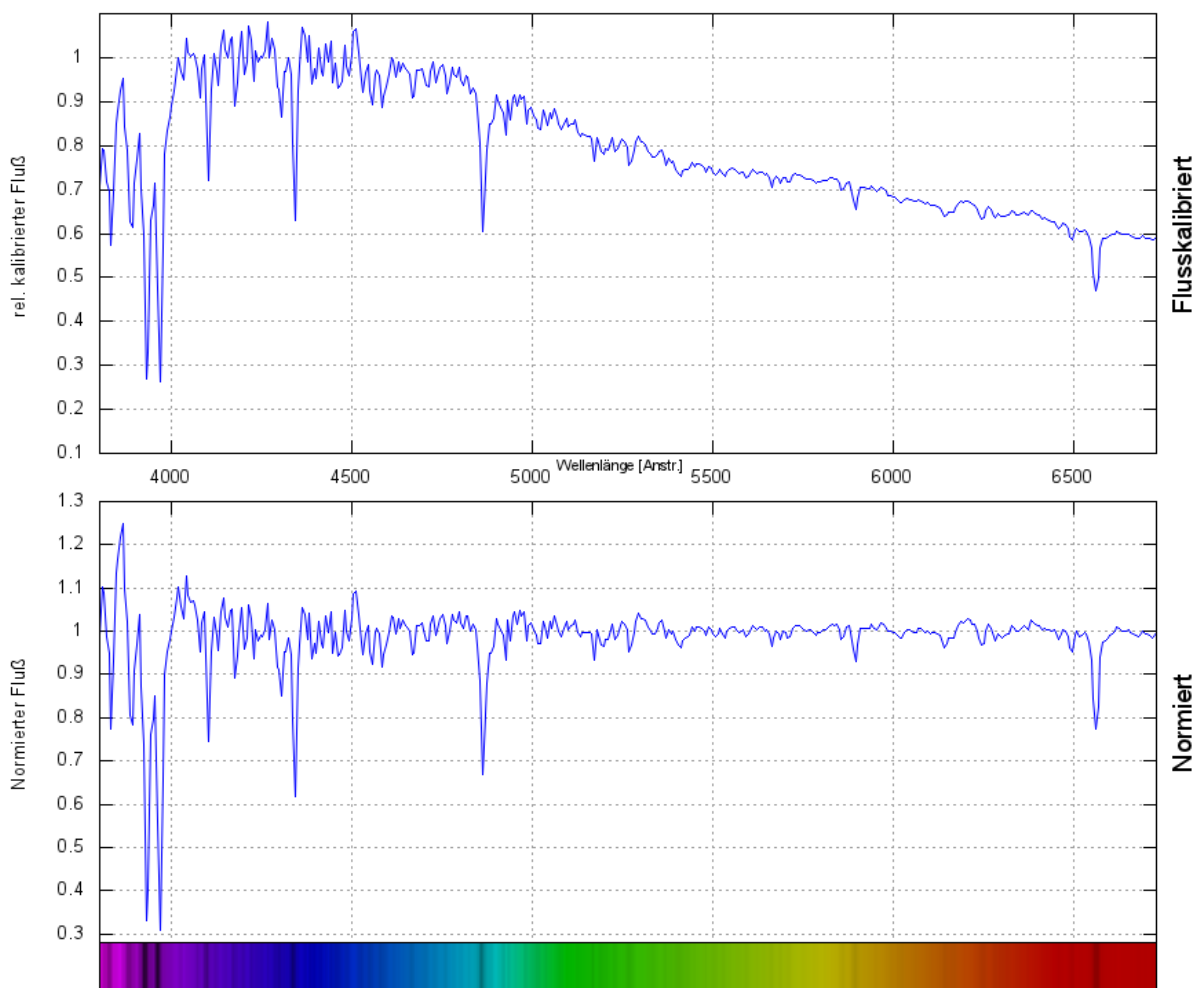


Abb. 1: Die Ausgangsspektren für eine Klassifikation. Oben: flusskalibriertes Spektrum; unten: normiertes Spektrum.

Um eine Klassifikation anhand selbst aufgenommener Spektren durchzuführen, sind zwei Ausgangsspektren des Sternes notwendig. Zum einen ein relativflusskalibriertes Spektrum, das den "wahren" Kontinuumverlauf des Sternes zeigt. Dieses Spektrum ist auf Atmosphären- und Instrumenteneinflüssen korrigiert. Es wird im weiteren Klassifikationsprozess für die

Bestimmung der Sternoberflächentemperatur genutzt. Zum anderen braucht man ein Spektrum, dessen Kontinuum auf 1 normiert ist. Dieses Spektrum dient der Linienidentifikation und der Bestimmung von charakteristischen Linienbreiten. Diese werden anschließend für verschiedene Linien ins Verhältnis zueinander gesetzt, um die Leuchtkraftklasse zu beschreiben. Beide hier dargestellten Spektren wurden

von mir aufgenommen, ausgewertet und wellenlängenkalibriert. Nachdem diese beiden Ausgangsspektren durch den Auswertungsprozess zur Verfügung stehen, kann mit der Klassifikation begonnen werden.

Der Auswertungsprozess lässt sich grob in drei Schritte gliedern. Dabei stehen uns als Ausgangsdaten die Spektren der Aufnahmenacht als bereits Dark-korrigierte FITS-Datei zur Verfügung. Sinnvoll ist es mit Programmen wie zum Beispiel IRIS [2] ein 1D-Spektrum zu erzeugen, was das spätere Einlesen in VSpec [4] erleichtert.

Wenn wir also ein solches 1D-Spektrum in die Auswertungssoftware eingelesen haben, ist das Spektrum weder wellenlängenkalibriert noch von den Einflüssen der Messapparatur bereinigt. Für die erste Auswertung ist nur eine grobe erste Wellenlängenkalibration anhand einer deutlichen Absorptionslinie notwendig. Durch ein wenig Erfahrung sieht man meist mit bloßem Auge sofort die H-Alpha Linie (6563 Å) oder die Natrium Linie (5893 Å) im Spektrum. Durch die bekannte Dispersion des Spektrografen (bei mir 6,5 Å/Pixel) lässt sich das Spektrum leicht (und noch sehr grob) wellenlängenkalibrieren.

Nach diesem ersten Schritt wird nun das „wahre“ Sternenkontinuum bestimmt. In der Praxis benötigt man dafür ein jeweiliges Referenzspektrum aus einer entsprechenden Datenbank. Ich empfehle für diese Zwecke die Datenbank MILES [3], aus der bequem ein jeweiliges Referenzspektrum entnommen werden kann. Diese Referenz (idealerweise sind Referenz und aufgenommener Stern identisch) muss jetzt durch das eigene Spektrum dividiert werden. Die Ergebniskurve spiegelt alle Einflüsse der Teleskopoptik, des Spektrografen und der Kamera wieder. Dividiert man jetzt jene „Instrumentenrespons“ (Ergebnis der vorangestellten Division) mit dem eigenen Spektrum, erhält man das „wahre Sternenkontinuum“. Dieses Spektrum wird, wie oben beschrieben, später für die Oberflächentemperaturbestimmung genutzt.

Als letzter Schritt der Auswertung folgt die Normierung. In diesem Schritt wird das Sternenkontinuum aus dem Spektrum herausgerechnet. Dafür muss dieses allerdings erst einmal bestimmt werden. Für die Bestimmung des Kontinuums gibt es zwei Methoden. Das Programm VSpec [4] bietet dazu unter *Radiometry > Compute Continuum...* an, durch Festlegung mehrerer, auf dem Kontinuum liegender Punkte, das Sternenkontinuum zu berechnen. In der Praxis ist die Bestimmung eben jener

Punkte gerade bei K- und M-Sternen ein Problem. Die Ermittlung des Kontinuums ist hier immer eine subjektive Komponente, die stark von der auswertenden Person anhängig ist. Die zweite Methode arbeitet mit der Spline-Interpolation und ist bei B- bis F-Sternen einfacher durchzuführen. Absorptions- sowie Emissionslinien müssen hier unter dem Menüpunkt *Operations > Suppress zone* aus dem Spektrum entfernt werden. Jetzt wird das Kontinuum mit Hilfe des *Splinefilters Operations > Spline filter...* „geglättet“ und als Ergebnisfunktion dargestellt. Beide Methoden lassen sich in Abhängigkeit von dem Spektraltyp in unterschiedlicher Genauigkeit anwenden. Jedenfalls hängt die Qualität von der Wahl der Stützstellen ab. In beiden Fällen entsteht eine Ergebnisfunktion, die das reine Sternenkontinuum repräsentiert. Das so erzeugte Kontinuum wird jetzt für die Division mit dem „wahren Sternenkontinuum“ genutzt. Es entsteht das normierte Spektrum. In der Praxis ist dieses meist noch nicht genau auf 1 normiert. Dies kann problemlos nachjustiert werden.

Aus diesem Quotientenspektrum werden jetzt die einzelnen Absorptionslinien leicht ersichtlich und können je nach Anspruch vermessen und gekennzeichnet werden. Damit ist der Auswertungsprozess als solcher abgeschlossen.

4. Die Spektralklassifikation

Zur Bestimmung des Spektraltyps gibt es zwei, sich in der Genauigkeit ergänzende Methoden. Die Bestimmung der Oberflächentemperatur aus dem flusskalibrierten Spektrum liefert uns ein grobes Maß für den Spektraltyp. Nachfolgend ergibt die Äquivalentbreitenmessung (kurz EW-Messung) von definierten Absorptionslinien ein Maß für die Subklasse des Spektraltyps (Subklasse bezeichnet die Zahl nach dem Spektraltyp und gilt als genauere Spezifizierung des Spektraltyps. Beispiel: F5).

4.1 Zur Oberflächentemperaturbestimmung

Auch hier gibt es wieder zwei sich ergänzende Möglichkeiten: Zum einen gibt es die Temperaturbestimmung durch Ermittlung der Wienschen Temperatur, hier identifiziert durch das Emissionsmaximums im Sternenkontinuum. Die Oberfläche des Sterns wird dabei als schwarzer Körper interpretiert. Die Formel, mit der sich die Temperatur bestimmen lässt (auch als Verschiebungsgesetzes bezeichnet), lautet:

$$\lambda_{max} = \frac{2897,8 \mu\text{m}\cdot\text{K}}{T}$$

mit T als Temperatur in Kelvin. Oft besteht in der Praxis das Problem, dass das Emissionsmaximum durch die Spektrallinien verfälscht ist.

Zweitens gibt es die Möglichkeit der Bestimmung der Farbtemperatur. Die Farbtemperatur eines Sterns beschreibt die Temperatur eines schwarzen Körpers, der den gleichen Intensitätsverlauf in einem bestimmten Wellenlängenintervall zeigt. Besonders bei den frühen Spektraltypen (O bis A) kommt es oft zu sehr ungenauen Messungen, da der Balmer-Sprung im UV das wahre Sternkontinuum stark modifiziert.

Die frei erhältliche Auswertung Software VSpec [4] macht es dem Nutzer einfach, die Farbtemperatur eines vorliegenden Spektrums zu ermitteln. Für die Temperaturbestimmung erstelle ich mit VSpec eine Planck Kurve, die dem Kontinuumverlauf meines Sternkontinuums möglichst passend beschreibt. Abbildung 2 beschreibt den Kontinuumverlauf (rot), sowie meine erstellte Planck Kurve für 6000 K (Schwarz). Das Sternkontinuum hat sein Maximum bei 4304 Å. Daraus lässt sich jetzt eine Wiensche Temperatur von 6733 K berechnen.

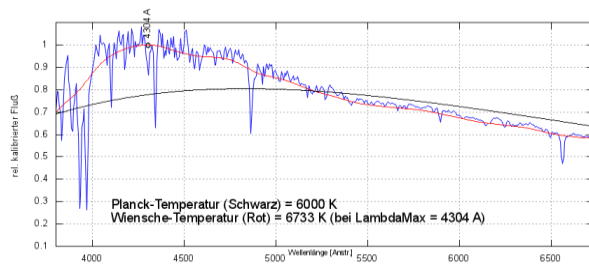


Abb. 2: Flusskalibriertes Spektrum mit rot markiertem Kontinuum.

Die Temperaturbestimmung durch die zwei eben beschriebenen Methoden ist allerdings nur eine Näherung. Viele Einflüsse verfälschen die Temperatur erheblich. Durch die zwei Verfahren der Temperaturbestimmung konnten wir uns ein ungefähres Bild machen, um welchen Spektraltyp es sich handelt. Das ist möglich, da der Spektraltyp nichts anderes als eine Einteilung von Sternen anhand ihrer Oberflächentemperatur ist.

4.2 Zur Äquivalentbreitenmessung

Die Äquivalentbreite (kurz EW) einer Spektrallinie ist ein Maß für deren „Stärke“ bzw. der Menge des absorbierenden Materials in der Sternatmosphäre. Sie beschreibt die Fläche einer Linie unter dem Kontinuum eines normierten Spektrums durch die Beschreibung eines äquivalenten Rechteckes mit einer Höhe von 1 und der eben gesuchten Breite in Ångström, so dass die Fläche identisch der der Linie ist. Die

jeweilige Messung des EW-Wertes ist in der Praxis mit Programmen wie zum Beispiel VSpec relativ einfach. Man markiert die zu messende Linie und wählt unter *Spectrometry* den Punkt *Computation preferences...* aus. Um den soeben gemessenen Wert allerdings im Kontext der Klassifikation zu betrachten, benötigt man eine Datenbank mit jeweiligen Referenzwerten. Eine gute Möglichkeit bietet hier das Buch "The Classification of Stars" von Jaschek & Jaschek [5]. In diesem Buch wird unter anderem aufgelistet, welcher EW-Wert bei welcher Subklasse zu erwarten ist.

Am Beispiel α Persei habe ich folgende Linienwerte gemessen:

- H α bei 6562,8 Å = 4,5 Å
- H β bei 4861,3 Å = 5,0 Å
- H γ bei 4340,5 Å = 5,0 Å
- Ca II bei 3933,0 Å = 10,1 Å

Vergleicht man jetzt die gemessenen Werte mit der entsprechenden Tabelle aus Buch [5], die hier als Tab. 3 übernommen ist, erkennt man, dass es sich um die Subklasse 5 handelt.

	Ca II „K“	Fe I	Sr II	Ca I	H γ	H β	H α
λ [Å]	3933	4045	4077	4226	4340	4862	6562
F0	6,5	0,1	0,2	0,25	8	7	5,5
F2	7,2	0,3	0,2	0,3	5,5	6,2	5
F5	9,3	0,5	0,3	0,5	4,8	5	4,3
G0	17	1	0,3	1,1	3	3	2,8

Tab. 3: EW-Werte einiger Linien in F-Typ Spektren, aus [5].

Damit haben wir den Stern als F5 klassifiziert. Die Möglichkeit der Bestimmung der Subklasse durch die Messung von Äquivalentbreiten von Linien ist nur möglich, weil die Temperatur (und damit der Spektraltyp) der Photosphäre darüber entscheidet, ob eine Spektrallinie erscheint. Dies erkannte 1925 erstmals die amerikanische Astronomin Cecilia Payne Gaposchkin (1900 – 1979), auf die auch das folgende Diagramm in Abb. 3 zurückgeht. Es zeigt den Zusammenhang zwischen der Intensität einer Linie und der Temperatur der Photosphäre im Stern.

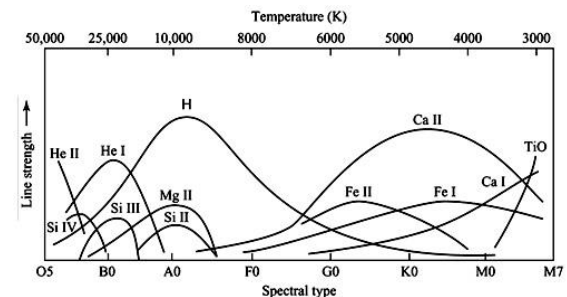


Abb. 3: Veränderung der Linienstärke in Abhängigkeit von der Spektralklasse, aus [7].

Damit ist der Spektraltyp des Zielsternes fertig bestimmt. Um die Klassifikation im MKK-System zu vollenden, fehlt „nur“ noch die Leuchtkraftklassifikation.

5. Die Leuchtkraftklassifikation

Elemente verhalten sich mit zunehmender Leuchtkraft eines Sternes in unterschiedlicher Weise. Dieses Faktum ermöglicht es uns, aus dem Verhältnis zweier Absorptionslinien Rückschlüsse auf die entsprechende Leuchtkraftklasse zu ziehen.

Informationen über die Verhältnisbildung von Absorptionslinien findet man im „BONNER SPEKTRAL-ATLAS I“ von Waltraut Seitter [6]. Auch wenn es sich bei diesem „historischen“ Spektralatlas von 1970 um fotografische Spektren handelt, lassen sich die beschriebenen Verhältnisse auch auf CCD-Spektren anwenden.

Für unser vorliegendes normiertes Spektrum brauchen wir Informationen über Linienverhältnisse für den Spektraltyp F5. Hierzu sei aus [6] exemplarisch das Verhältnis SrII 4078 / FeI 4046 zitiert: ist das Verhältnis = 1, dann ist die LK-Klasse „V“; ist das Verhältnis > 1, dann ist die LK-Klasse zwischen II und Ia. Die beiden beschriebenen Linien werden jetzt im normierten Spektrum von α Per identifiziert und miteinander verglichen.

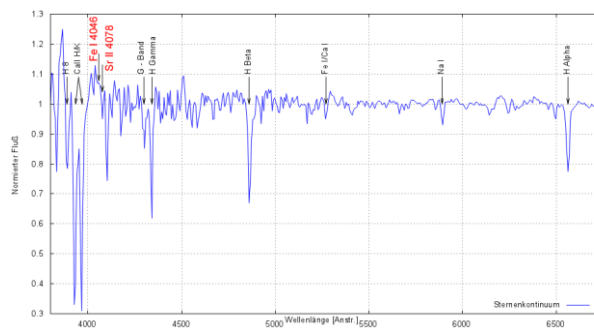


Abb. 4: Die rot-markierte Linien werden zur Verhältnisbildung zur Bestimmung der Leuchtkraftklasse im normierten Spektrum herangezogen.

Es wird ersichtlich, dass die SrII-Linie deutlich ausgeprägter ist als die FeI-Linie. Daraus ergibt ist ein Linienverhältnis von > 1. Dies ist ein erster Hinweis darauf, dass die Leuchtkraftklasse zwischen II und Ia liegen muss.

Wichtig ist zu bemerken, dass man sich keinesfalls auf nur die EINE Verhältnisbildung verlassen darf! Gerade bei Spektren mit niedriger Dispersion (wie die meinen) und der daraus resultierenden niedrigen Auflösung kann es passieren, dass Linien verschwinden, zusammengefasst werden und die tatsächliche Linienbreite

stark verfälscht wird. Erst wenn mehrere Verhältnisbildungen zu einem eindeutigen Ergebnis kommen, kann das Ergebnis als relativ zuverlässig betrachtet werden.

Um die Genauigkeit der Klassifikation generell zu verbessern, ist es ratsam, von den für die Klassifikation relevanten Linien hochauflösenden Spektren aufzunehmen um die Äquivalentbreitenmessung genauer durchführen zu können.

5.1 Messung von Halbwertsbreiten (FWHM)

Auch anhand der Halbwertsbreite einer Linie lassen sich Rückschlüsse auf den Entwicklungsstand ziehen. Die Verbreiterungsmechanismen einer Spektrallinie lassen sich grob in drei Faktoren unterteilen, auf die ich allerdings nicht im Detail eingehen möchte. Wichtig ist, dass der Gasdruck in der Photosphäre ein wichtiges Kriterium für die Breite einer Linie ist. Der Effekt der Druckverbreiterung tritt auf, weil die Atome bei einem hohen Gasdruck häufiger untereinander anstoßen (Stoßverbreiterung). Mit der Messung der FWHM-Werte (also der Messung von Linienbreiten) geht es mir besonders um diesen Effekt. Hieraus lassen sich dann Rückschlüsse auf die Druck- und Temperaturverhältnisse in der Sternatmosphäre (Oberfläche) und somit auch auf die Leuchtkraftklasse ziehen. (Anm. d. Red.: Der Einfluss der Instrumentenfunktion ist bei der Bestimmung und Bewertung der FWHM bei Verwendung von niedrigerdispersen Spektrografen nicht vernachlässigbar.)

Praktisch habe ich zu diesem Thema leider keine FWHM Referenzmesswerte gefunden, um die Messung von Halbwertsbreiten zur Klassifikation zu nutzen. Dennoch reicht meist ein visueller Vergleich der Linienbreite mit einem Spektrum bekannter Leuchtkraftklasse für eine Leuchtkraftklassifikation aus. Informationen über die Linienbreite lassen sich aus einem weiteren Spektral Atlas entnehmen. Hierzu eignet sich der im Internet frei zugänglich Atlas „A DIGITAL SPECTRAL CLASSIFICATION ATLAS“ von R.O. Gray [8]. Die Abbildung 5 zeigt den Leuchtkraftklasseneffekt bei F0 Sternen.

Ein Vergleich der H γ Linien unseres Beispielsternes mit der jeweiligen Referenz zeigt, dass die Linie aus diesem Spektrum sehr „dünn“ ist. Daraus ergibt sich eine Leuchtkraftklasse zwischen Ia und Ib.

Für die Zukunft plane ich, eine eigene Datenbank mit FWHM-Messwerten aufzubauen, um die Neuklassifikation von Sternen für mich zu erleichtern und gleichzeitig zu objektivieren. Dabei ist zu beachten, dass der jeweilige FWHM-

