



Dieter Goretzki,
**Versuche zur Bestimmung der Spektralklasse
von Sternen**

Artikel erschienen im
Journal für Astronomie Nr. 13, Schwerpunkt Spektroskopie
Vereinszeitschrift der [Vereinigung der Sternfreunde e.V. \(VdS\)](#).

Bereitgestellt durch die [VdS-Fachgruppe Spektroskopie](#).

Referenz:

D. Goretzki, VdS-Journal Nr. 13 (2004) 18ff

Fokalebene zur Verfügung steht. Ist der Wert für die reziproke Lineardispersion groß, steht für eine Wellenlängendifferenz von z. B. 1 Å vergleichsweise viel Platz zur Verfügung. Das Licht wird in diesem Fall stark zerlegt. Die reziproken Lineardispersionen der vier vorgestellten Spektrographen zeigt die Abbildung 3. Die im Diagramm dargestellten RLD-Werte gelten genau genommen nur für das arithmetische Mittel (AM) der auf der Abszisse dargestellten Intervalle.

Deutlich sichtbar wird die Zunahme der reziproken Lineardispersion der Prismenspektrographen im blauen Spektralbereich. Allerdings bedeutet eine Zunahme der Dispersion auch, dass das vorhandene Sternlicht (bei gleicher Spektrerverbreiterung) auf eine größere Fläche verteilt wird. Dies hat Konsequenzen hinsichtlich der notwendigen Belichtungszeit der Spektren. Je größer die Fläche, auf die das Sternlicht im Spektrum verteilt wird, ist, desto länger werden bei gleicher Empfindlichkeit des Detektors die Belichtungszeiten. Zur eindeutigen Sichtbarmachung der Spektrallinien ist bei Anwendung der vorgestellten Spektrographen eine Mindestverbreiterung der Spektren auf 3 bis 4 mm in der Fokalebene erforderlich.

3. Mögliche Anwendungsgebiete

Einen Universalspektrographen für alle gewünschten Anwendungen zu bauen ist nicht möglich. Für viele Anwendungs-

Linie	$\lambda / \text{Å}$
H α	6562,85
H β	4861,33
H γ	4340,47
H δ	4101,74
H ϵ	3970,07
H ζ	3889,06
H η	3835,40
H θ	3797,91
H ι	3770,63

Tab. 3:
Wellenlängen der Balmerlinien

gebiete ist eine große Dispersion erforderlich, wodurch die Grenzhelligkeit der zu spektroskopierenden Himmelsobjekte limitiert wird. Verzichtet man dagegen auf große Dispersionen, so sind bei vergleichbarer Öffnung und Detektorempfindlichkeit der Spektrographen prinzipiell lichtschwächere Objekte spektroskopierbar. Einen kleinen, jedoch sicherlich nicht vollständigen Überblick hinsichtlich möglicher spektroskopischer Beobachtungen mit den vorgestellten Spektrographen soll die Tabelle 2 geben.

Keiner der vorgestellten Spektrographen ist für die Aufnahme größerer flächenhafter Objekte (Sonne, Planeten, Gasnebel, Kometenschweife, etc.) geeignet. Für derartige Anwendungen ist ein Spaltspektrograph erforderlich. Für quantitative Auswertungen von Lichtintensitäten (z. B.

zur Bestimmung von Äquivalentbreiten einzelner Spektrallinien) ist wegen des linearen Detektionsverhaltens ein CCD empfehlenswert.

4. Beispielspektren

Die Abbildung 4 zeigt je ein Beispielspektrum für jeden der vorgestellten Spektrographen. Die Darstellung der Spektren erfolgte mit einer einheitlichen Vergrößerung. Es wurden Sterne der Spektralklassen A oder B gewählt, da diese die Balmerlinien des Wasserstoffs besonders deutlich zeigen. Anhand der Balmerlinien kann auf einfache Art und Weise (Auszählen der Spektrallinien von links nach rechts) eine Orientierung bezüglich der Wellenlängen erfolgen. Die entsprechenden Wellenlängen der Balmerlinien sind in der Tabelle 3 angegeben.

Literaturhinweise

[1] Ahnert, 1974: *Kleine Praktische*

Astronomie, Johann Ambrosius Barth
Leipzig, 24

[2] *Die Differenz der Brechungsindices $n_{F'} -$*

n_C für die blaue Cadmium-Linie bei 4799,9 Å (F') bzw. die rote Cadmium-Linie bei 6438,5 Å (C') beträgt für BK2-Glas 0,00823 und für SF 2-Glas 0,0194.

Entnommen aus: VEB Jenaer Glaswerk, Druckschrift 0 142, 1. Teil, Ag 29 258 84-V 2 21, S. 4 und S. 16

[3] Sidel, Prokofjew, Raiski, 1961:

Spektraltabellen, VEB Verlag Technik Berlin

Versuche zur Bestimmung der Spektralklasse von Sternen

von Dieter Goretzki

Die spektrale Klassifikation der Sterne nach dem bekannten Schema mit den Buchstaben O-B-A-F-G-K-M entspricht einer Temperaturskala der Photosphäre des jeweiligen Sterns, wobei die O-Sterne das heißere Ende (>50.000 K) und die M-Sterne das kältere Ende (ca. 3.000 K) der Skala bezeichnen. Je nach Temperaturniveau der Photosphäre werden die Absorptionslinien der verschiedenen Metalle und der Elemente Wasserstoff und Helium mehr oder weniger gut sichtbar. Dies liegt daran, dass die Bedingungen zur Entstehung der verschiedenen Absorptionslinien u. a. stark von der Temperatur abhängig sind. Beobachtet man nun genügend Spektren von Sternen einer Klasse

und vergleicht diese, so stellt sich schnell heraus, dass die Unterteilung in jeweils nur einen Buchstaben zu grob ist. Aus diesem Grund wurden Unterklassen (z. B. A2, A5) eingeführt. Aber auch dies musste noch verfeinert werden, da sich herausstellte, dass neben der Temperatur auch die Größe eines Sterns einen Einfluss auf die Ausprägungen der Absorptionslinien hat. Diese weiteren Unterteilungen (auch Leuchtkraftklassen genannt) werden durch die römischen Ziffern (I bis VI) bezeichnet.

Der Stern Wega ist ein typischer Vertreter der sog. A-Hauptreihensterne mit der Bezeichnung A0V. Hauptreihensterne werden gemeinhin auch Zwerg genannt. Ihr

Durchmesser entspricht etwa dem unserer Sonne. A-Sterne eignen sich gut für spektroskopische Untersuchungen, da sie wegen des Temperaturbereiches von etwa 7.600 K bis 9.500 K ein relativ einfaches, linienarmes Spektrum liefern. Die Balmerlinien des Wasserstoffes dominieren. Dadurch wird eine Auswertung auch mit kleineren Spektrographen erleichtert. Zudem sind helle A-Sterne in genügender Zahl am Firmament zu finden. Deshalb wurde versucht, selbstgewonnene Spektren von A-Sternen nach der jeweiligen Unterklasse zu untersuchen und Kriterien für deren Zuordnung abzuleiten. Die Spektren der Sterne aus der Tabelle 1 wurden dazu verwendet.

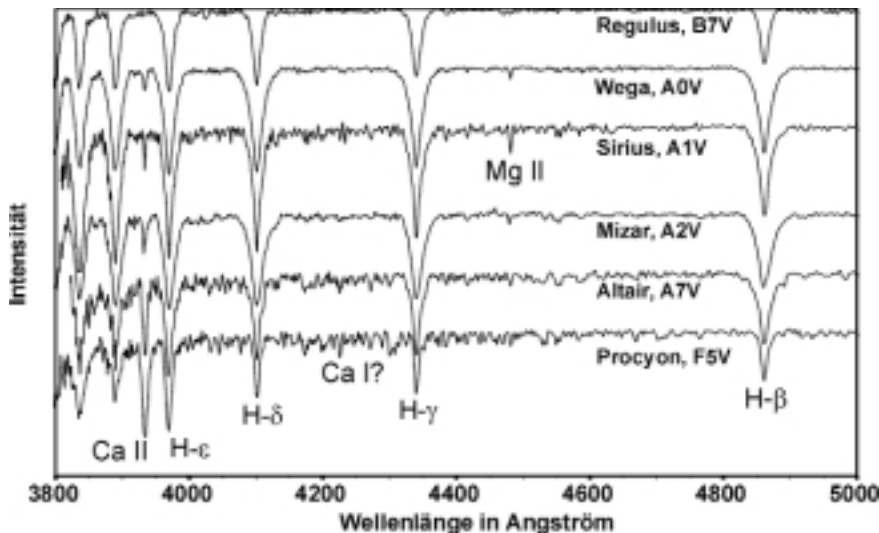


Abb. 1:
Spektren der untersuchten Sterne. Die Temperatur steigt von Procyon zu Regulus an. Die Ausprägung der Linien ändert sich mit der Temperatur.

Stern	Spektraltyp
Procyon	F5V
Wega	A0V
Sirius	A1V
Mizar	A2V
Altair	A7V
Regulus	B5V
Deneb	A2Ia

Tab. 1:
Liste der spektroskopierten Sterne mit entsprechender Spektralklasse

Der Spektrograph

Alle Spektren wurden mit demselben Spektrographen aufgenommen. Dieser bestand aus einem Prisma (30°, F2, 60 mm Basis), das vor einem 300-mm-APO-Zoom ($f/D = 5,6$) angebracht war, wobei der ablenkenden Wirkung des Prismas konstruktiv Rechnung getragen werden muss. Ein apochromatisch korrigiertes Objektiv ist nach eigenen Erfahrungen die beste Lösung. Abzuraten ist von einfachen Achromaten. Ein Zoom-Objektiv ist deshalb vorteilhaft, da man zunächst bei geringer Brennweite den Stern "einfängt" und dann nach der Feineinstellung bei größerer Brennweite spektroskopiert.

Als Detektor wurde eine CCD-Kamera verwendet (772x290 Pixel, $8,5 \times 16 \mu\text{m}^2$). Dabei wurde die CCD-Kamera so angebracht, dass das Spektrum parallel zur langen Pixelreihe liegt. Um diesen Objektiv-Prismen-Spektrographen besser positionieren zu können, wurde er auf ein SCT gesattelt. Das Teleskop wird dabei zu

einem einfachen Podest mit Sucher reduziert.

Die Spektren wurden ohne Verbreiterung aufgenommen, wobei der Stern mit Hilfe des Teleskops mit Messokular auf einem Punkt gehalten wird. Dabei erhält man einen 3 bis 5 Pixel breiten Spektralfaden, in dem die Absorptionslinien mit dem Auge nur schwach zu erkennen sind. Die Aufnahmezeit betrug je nach Stern 5 bis 40 s für eine Einzelbelichtung, wobei je nach Stern bis zu 10 Aufnahmen gemacht wurden, die anschließend gemittelt wurden. Verwendet man einen Fotoapparat sollte man die Pendelmethode anwenden. Mit Hilfe dieses Spektrographen wurden Spektren mit niedriger Auflösung über den Bereich von etwa 3800 Å bis 5000 Å erhalten. Der Vorteil der geringen

Auflösung liegt darin, dass eine genügende Zahl an „sicheren“ Absorptionslinien (im wesentlichen die des Wasserstoffes) innerhalb einer Aufnahme erhalten werden, um eine Kalibration der Wellenlänge durchführen zu können. Die Reduktion der Spektren erfolgte mit der frei erhältlichen Software MIDAS. Zu erhalten ist sie im Internet unter www.eso.org.

Vergleich der Spektren

Die Abbildung 1 zeigt die kalibrierten Spektren der aufgenommenen Hauptreihen-Sterne. Dabei wurden die Spektren entsprechend ihrer Klassifikation angeordnet. Das Verhalten der Ca II-Absorptionslinie scheint ein gutes Kriterium zur Einteilung in die entsprechende spektrale Unterklasse zu sein. Die Stärke der Linie sinkt mit steigender Temperatur, um bei den B-Hauptreihen-Sternen völlig zu verschwinden. Damit ist die Grenze der Klasse der A-Sterne zu einer Seite festgelegt. Hauptreihen-Sterne, die eine Ca II-Absorption zeigen, sind demnach kälter als vom Typ B. Die Grenze zu den F-Sternen ist schwieriger festzulegen. Es ist kein eindeutiger Unterschied zwischen einem A7V- und einem F5V-Spektrum festzustellen, da als Kriterium die Ca II-Linie benutzt wird. Andere Kriterien, die in der Literatur angegeben werden (z. B. F5: Ca I (4227 \AA) = $0,5 \times H\gamma$ bzw. G-Band = $0,6 \times H\gamma$), sind wegen der niedrigen Auflösung der Spektren im vorliegenden Fall nicht anwendbar.

Trägt man die „absolute Stärke“ der Ca II-Linie (Äquivalentbreite) in Abhängigkeit der Unterklasse auf (Abb. 2), so erkennt man, dass eine genauere Zuordnung der Unterklasse erst ab etwa A2V möglich ist.

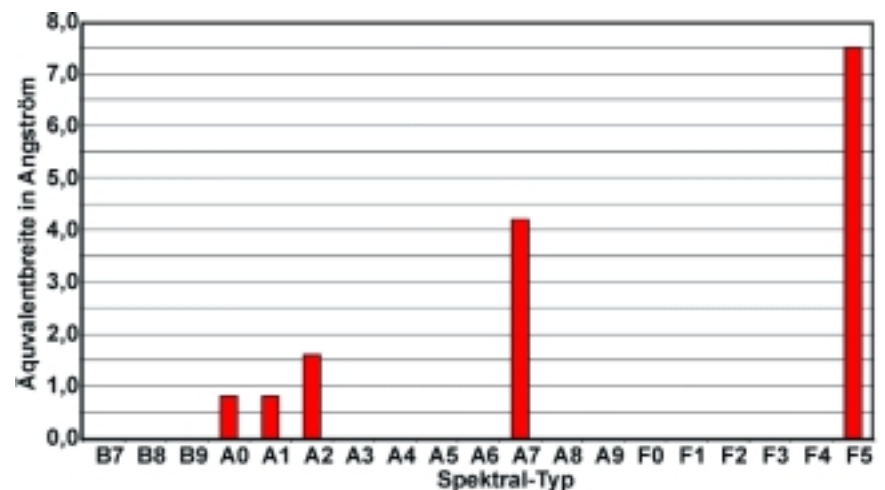


Abb. 2:
Gemessene Äquivalentbreite der Ca II-Absorptionslinie in Abhängigkeit vom Spektraltyp

Stern / Linie	H γ	H δ	H ϵ	Ca II	Ca II / H δ	Ca II / H ϵ
A2V	13,2	14,7	12,2	1,6	0,11	0,13
A2Ia	2,4	2,3	3,1	1,3	0,57	0,42
A7V	9,0	7,9	9,9	4,2	0,53	0,42

Tab. 2:
Ermittelte Äquivalentbreiten zum Vergleich der Leuchtkraftklassen (Angaben in Å)

Die Abgrenzung zu den F-Sternen würde danach rein willkürlich bei einer Äquivalentbreite von 5 Å erfolgen. Sterne der Unterklasse A0V und A1V lassen sich nach dieser Methode nicht mit der notwendigen Sicherheit zuordnen. Ähnliches gilt für die relativen Stärken zwischen zwei Linien, wie in der Abbildung 3 anhand der Verhältnisse Ca II / H δ und Ca II / H ϵ gezeigt ist.

Als ein weiteres Kriterium könnte die „unruhige Grundlinie“ dienen. Diese Zacken sind die Absorptionslinien anderer Metalle, die aber wegen der geringen Auflösung des Spektrographen nicht sauber getrennt werden. Die Stärke der Metall-Linien nimmt mit abnehmender Temperatur physikalisch bedingt zu. Allerdings ist die Auflösung der Spektren meist zu gering, um einzelne Linien direkt einem Element zuzuordnen zu können. Ausnahmen bilden z. B. Mg II bzw. Ca II. Das Spektrum von Sirius zeigt hier eine Besonderheit. Der Grundlinie nach ist er eher als ein A7V-Stern einzuordnen. Dafür ist aber die Ca II-Absorption zu schwach. Solche Sterne werden auch als Am-Sterne bezeichnet. Der Begleitstern von Sirius (Sirius B) war früher ein roter Riesenstern, dessen metallreiches Material auf Sirius herabgerieselt ist. Dadurch kommt es zu der beobachteten Anreicherung von schwereren Elementen auf dessen Oberfläche. Folglich gibt es im Spektrum eine „unruhige“ Grundlinie. Diese täuscht eine niedrigere Temperatur vor.

Aus theoretischen Überlegungen und Berechnungen (Stichwort: Boltzmann-Saha) kann abgeleitet werden, dass die deutlichste Ausprägung einer Absorptionslinie eines Elementes (genauer: eines definierten Elektronenüberganges) mit steigender Temperatur ein Maximum durchläuft. Einfacher ausgedrückt müssen zunächst genügend Elektronen eines Elementes auf ein bestimmtes Niveau gebracht werden (durch die Temperatur des Gases), von dem dann ein Sprung auf ein höheres Niveau während des Absorptionsvorganges erfolgen kann. Die dadurch zu beobachtende Absorptionslinie wird umso besser sichtbar sein, je mehr Elek-

tronen auf dem Ausgangsniveau vorhanden sind, um von dort aus angeregt zu werden. Wenn die Temperatur nun größer wird, werden die Elektronen zunehmend auf höhere Niveaus befördert, so dass die Stärke der Absorptionslinie wieder abnimmt, da die Besetzungsdichte des Ausgangsniveaus abnimmt. Für den Wasserstoff ergibt die Rechnung in der Abbildung 4 den Verlauf der temperaturabhängigen Absorptionsstärke.

Die Absorptionslinien des Wasserstoffes sollte bei Sternen mit einer Temperatur von etwa 10.000 K am besten zu beobachten sein. Diese Temperatur entspricht etwa der eines A0-Sterns. Die Abbildung 5 zeigt die

gemessenen Äquivalentbreiten der H γ -Linie in Abhängigkeit von der Spektralklasse und damit der Temperatur. Wie schon vermutet, ergibt sich das Maximum der Wasserstoff-Absorption bei dem A0-Stern Wega. Zusätzlich ist der kräftige Anstieg auf der kälteren Seite und der eher flache Abfall auf der heißeren Seite zu beobachten.

Die Abbildung zeigt aber auch, dass die Klassifizierung von Sternen in eine Temperatur-Skala nicht alleine von der Stärke einer Linie abhängig (wie hier die H γ -Linie) gemacht werden kann. So zeigt z. B. Procyon (T = 6.400 K) etwa die gleiche Äquivalentbreite wie der Stern γ Peg (T = 20.000 K). Wie schon festgestellt, genügt es aber, eine weitere Absorptionslinie (z. B. Ca II) für eine eindeutige Klassifizierung hinzuzunehmen.

Vergleich von Riese und Zwerg

Die Abbildung 6 zeigt die Spektren von Deneb (A2Ia) und Mizar (A2V). Zunächst kann man ganz unbefangen an die Klärung

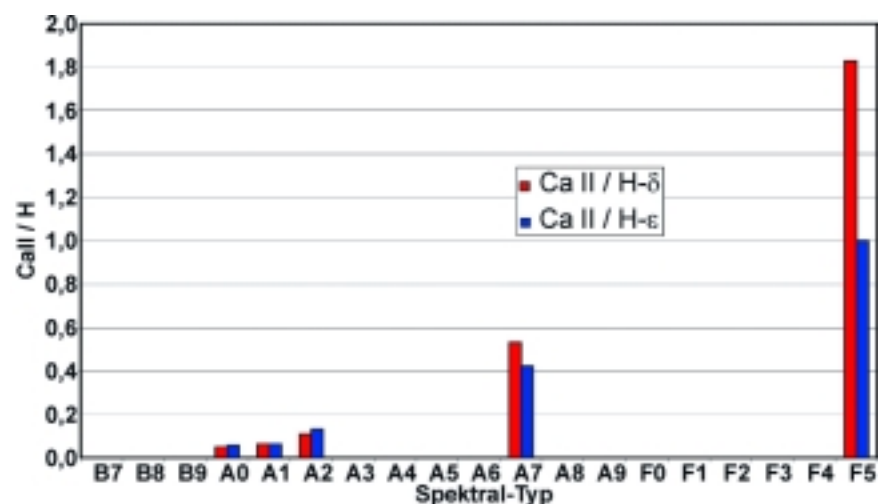


Abb. 3:
Relative Stärke der Ca II-Linie in Bezug zu den Balmer-Linien H δ und H ϵ

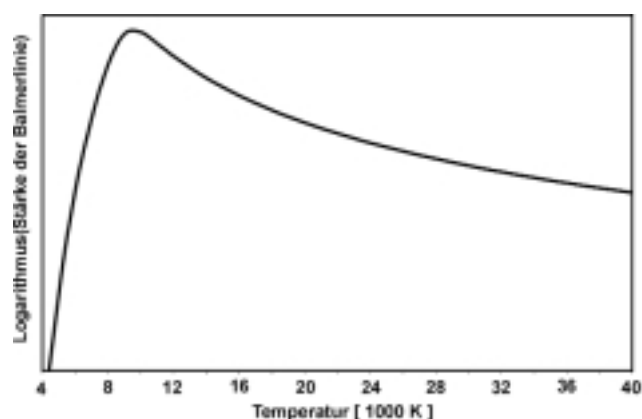


Abb. 4:
Rechnung für die Stärke der Balmerlinien in Abhängigkeit von der Temperatur

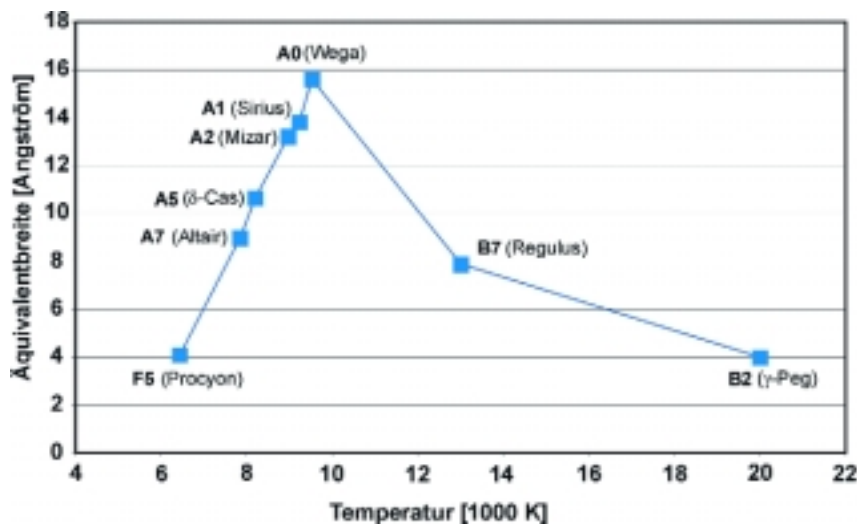


Abb. 5:
Gemessene Äquivalentbreite der H γ -Linie in Abhängigkeit von der Temperatur

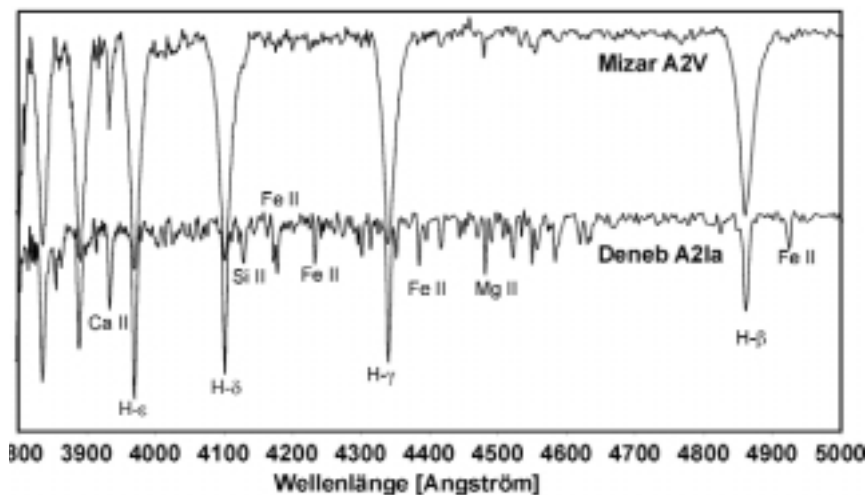


Abb. 6:
Spektren von Deneb und Mizar

der Frage gehen, welche Temperatur Deneb aufweist? Da die Ca II-Linie vorhanden ist, sollte er wie schon festgestellt, kälter als ein B-Stern sein. Allerdings ist diese Linie im Vergleich zu He nicht besonders stark. Somit wird er heißer als ein F-Stern sein. Aufgrund der Ausprägung der Wasserstoff-Absorption scheint die Zuordnung zu einem A-Stern sinnvoll. Dies führt unmittelbar zu der Frage, welcher Unterklasse dieser Stern angehört. Nimmt man das Kriterium der „unruhigen Grundlinie“, wird man ihn eher bei A7 anordnen. Allerdings ist die absolute Stärke der Ca II-Linie zu gering für einen A7-Stern. Diese passt wieder besser zu einem A2-Stern. Oder er ist ein sehr heftiger Am-Stern und täuscht wegen der intensiven Metalllinien eine niedrigere Temperatur vor.

In diesem Zusammenhang fällt auch auf, dass die Äquivalentbreiten der Balmerlinien bei Deneb deutlich geringer sind als bei den Vergleichssternen (Tab. 2). Dies ist darin begründet, dass es sich bei Deneb um einen Überriesen handelt. In der im Vergleich zu Hauptreihensternen dünnen Photosphäre des Überriesen werden die Absorptionslinien des Wasserstoffes durch den geringeren Druck weniger verbreitert. Spektren von Riesen und Überriesen sind demnach nach anderen Kriterien zu beurteilen als die der Hauptreihensterne.

Zusammenfassung

Auch mit einem kleinen Selbstbau-Spektrographen lassen sich interessante Dinge am Nachthimmel erforschen. Das man dabei auf die helleren Objekte beschränkt ist, tut der Sache keinen

Abbruch. Es gibt genügend davon in unterschiedlichster Ausprägung. Die geringe Auflösung des verwendeten Spektrographen beschränkt sich allerdings auf die Spektroskopie der Sterntypen B, A und F. Die heißen O-Sterne sind meist zu lichtschwach. Bei den kühleren Sterne der Klassen G bis M steigt die Anzahl der Linien dermaßen an, dass ein Spektrograph mit höherer Auflösung erforderlich wird.

Literaturhinweise

- [1] J. B. Kähler: *Sterne und ihre Spektren*, Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg, Berlin, Oxford
 [2] C. Jaschek, M. Jaschek: *The Classification of Stars*, Cambridge University Press

INSERENTENVERZEICHNIS

APM Teleskopes, Saarbrücken	21
Astrocom, Gräfelfing	53
Astro Optik Keller, Pentling	29
Astro-Shop, Hamburg	U2
Baader Planetarium	U4
Dörr Foto-Optik-Video GmbH, Neu-Ulm	37
Fernrohrland, Fellbach	109
ineltech Sales & Service, Hasloh	89
Intercon Spacetec GmbH, Augsburg	43
Kosmos, Stuttgart	U3
Meade Instruments Europe, Borken	73
Gerd Neumann jr., Hamburg	87/113
Spektrum der Wissenschaft, Verlagsgesellschaft mbH, Heidelberg	119
Sunshine Wintergarten GmbH, Stadtlonn	47
Teleskop-Service Wolfgang Ransburg, Putzbrunn	75
Vehrenberg KG, Meerbusch	93