

Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft
Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft
Band: 56 (1998)
Heft: 288

Artikel: Einblick in die Spektralklassifikation : Studentenprojekt mit dem neuen Spektrographen der Beobachtungsstation Metzerlen [Fortsetzung]
Autor: Wenger, Erich / Prohaska, Marcel / Trefzger, Charles
DOI: <https://doi.org/10.5169/seals-897519>

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. [Siehe Rechtliche Hinweise.](#)

Conditions d'utilisation

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. [Voir Informations légales.](#)

Terms of use

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. [See Legal notice.](#)

Download PDF: 14.03.2025

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, <https://www.e-periodica.ch>

Einblick in die Spektralklassifikation

Studentenprojekt mit dem neuen Spektrographen der Beobachtungsstation Metzerlen

ERICH WENGER, MARCEL PROHASKA, CHARLES TREFZGER

Nachdem der erste Teil der Geschichte und Physik der Spektralklassifikation gewidmet war, beschreiben wir im folgenden zweiten Teil die Durchführung des Beobachtungsprogramms, das Gegenstand eines im Sommer und Herbst 1996 abgehaltenen Kurses an der Sternwarte Metzerlen (Astronomisches Institut der Universität Basel) war.

Teil 2: Durchführung und Auswertung des Beobachtungsprogramms zur Spektralklassifikation

Aufgabenstellung

Die Aufgabenstellung bestand darin, mit dem neu gebauten Spektrographen des 60cm-Cassegrain-Teleskops eine Reihe von Spektren von Standardsternen aufzunehmen, um die Merkmale der zweidimensionalen MK-Spektralklassifikation zu studieren. Damit sollte der Nachweis erbracht werden, dass die aufgenommenen Spektren die notwendige Qualität aufweisen. Ferner sollte der Verlauf der Dispersionskurve, das heisst die Zuordnung von Position im Spektrum und der Wellenlänge, empirisch bestimmt werden. Schliesslich wurde der Versuch unternommen, einige Sternspektren zu klassifizieren, um daraus die Entfernungen der betreffenden Sterne abzuschätzen (Methode der spektroskopischen Parallaxen).

Der Spektrograph

Der für diese Übung verwendete Spektrograph ist am Cassegrain-Fokus des 60cm Spiegels der Sternwarte Met-

zerlen angebracht (siehe Figur 2). Er ist eigens dafür konzipiert und in der feinmechanischen Werkstatt des Astronomischen Instituts der Universität Basel gebaut worden. Ein verstellbarer Spalt in der Brennebene des Teleskops lässt nur ein schmales Lichtbündel durch; der darauf folgende Kollimator schiebt das parallele Licht auf das Beugungsgitter, das zur Erzeugung der Spektren dient. Zur photographischen Aufnahme der Sternspektren steht eine handelsübliche Kleinbildkamera mit einem Objektiv von 135 mm Brennweite zur Verfügung. Das verwendete Gitter weist 600 Linien pro mm auf, und seine grösste Effizienz in der 1. Ordnung liegt bei 4000 \AA ($1 \text{ \AA} = 1/10\,000\,000 \text{ mm}$). Damit eignet es sich vorzüglich zur Aufnahme unserer Sternspektren, da die meisten Klassifikationsmerkmale im blauen Spektralbereich liegen. Durch ein Okular kann die Position des Sterns auf dem Spalt kontrolliert werden.

Fig. 1: Ansicht der Beobachtungsstation Metzerlen.

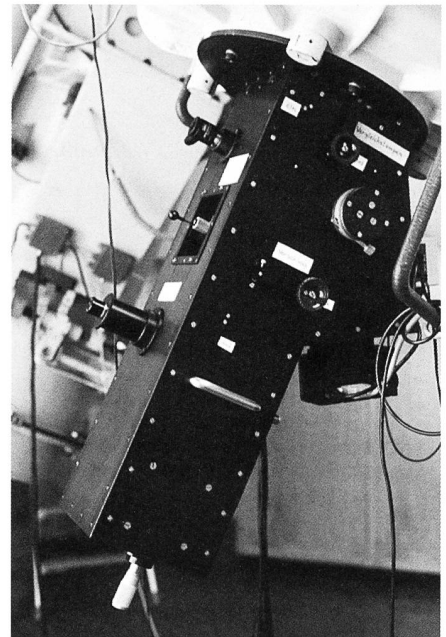
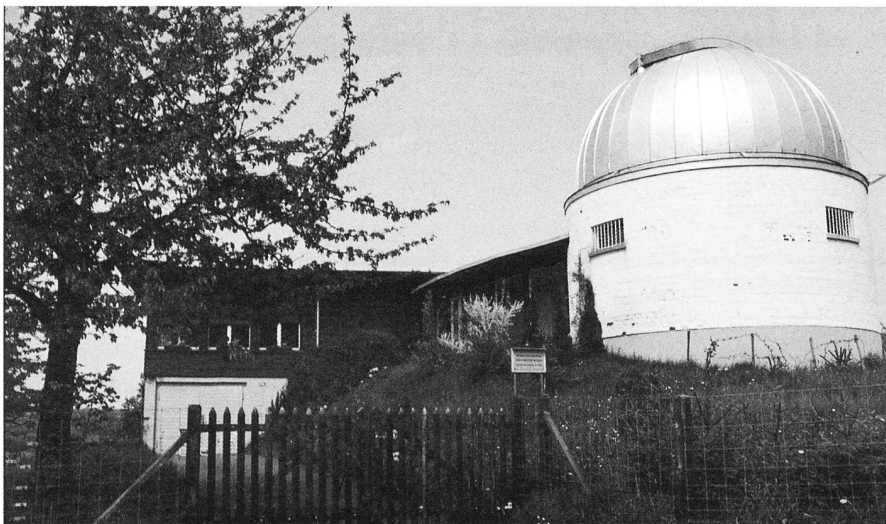


Fig. 2: Das Beobachtungsinstrument. Der Spektrograph ist am 60 cm Cassegrain-Teleskop montiert. Seine Gesamtlänge beträgt etwa 1 m.

Auf dem verwendeten Film Kodak T-MAX 400 haben die Spektren im Original eine Länge von etwa 20 mm (vergleiche Figur 3); ihr Wellenlängenbereich erstreckt sich von etwa 3800 \AA bis gegen 6000 \AA . Die sogenannte reziproke lineare Dispersion (Abbildungsmaßstab) beträgt 107 \AA/mm . Die sich daraus ergebende spektrale Auflösung von 2 bis 3 \AA (d.h. zwei Spektrallinien, die 2 bis 3 \AA auseinanderliegen, können noch getrennt werden) eignet sich gut zur Spektralklassifikation.

Fixsterne sind punktförmige Objekte und erzeugen ein schmales, fadenförmiges Spektrum. Damit die Spektren gut betrachtet und untersucht werden können, müssen sie senkrecht zur Dispersionsrichtung verbreitert werden. Dies wird dadurch erreicht, dass man den Stern während der Belichtungszeit regelmässig entlang des Spaltes hin und her fahren lässt. Diese zusätzlichen Bewegungen des Sterns werden über variable Nachführgeschwindigkeiten ($\pm 10\%$ des Normalwerts) erreicht, wodurch sich der Stern langsam entlang des in Ost-West-Richtung liegenden Spaltes bewegt. Die vorher fadenförmigen Spektren werden so auf dem Negativ auf 0.6 bis 1 mm verbreitert.

Die Belichtungszeiten betragen je nach Sternhelligkeit und Spektraltyp einige Minuten bis zu zwei Stunden. Die Grenzhelligkeit dürfte etwa bei 8 Magnituden im Blauen liegen.

Damit die Spektrallinien identifiziert werden können, muss zu jedem Sternspektrum ein Vergleichsspektrum auf-

genommen werden. Zu diesem Zweck sind im Spektrographen zwei Spektrallampen eingebaut; die hier verwendete Lampe mit Argon als Füllgas erzeugt im blauen Spektralbereich etwa 20 helle Linien mit genau bekannten Wellenlängen (siehe Figur 3).

Vorbereitung der Beobachtungen

Zuerst mussten die mondarmen Nächte bestimmt werden. Weil das Licht eines Sterns nur durch den sehr schmalen Spalt im Spektrographen aufgenommen wird, ist die Störung durch das Streulicht des Mondes allerdings nicht sehr gross. So konnten wir das ganze Zeitintervall vom dritten Viertel über Neumond zum ersten Viertel der Mondphasen ausnützen. Damit einerseits die Beobachtungen noch in den Semesterferien stattfinden konnten, andererseits die Nächte doch genügend lang waren, wählten wir je drei Wochen um Neumond in den Monaten September und Oktober aus.

Nun konnte der Sichtbarkeitsbereich in Rektaszension am Himmel für diese Wochen bestimmt werden. Die Durchbiegung des Spektrographen, die bessere Handhabung und die wachsende Beeinträchtigung des Sternlichtes durch die Atmosphäre zum Horizont hin führten dazu, dass vorzugsweise nur im Zenitbereich beobachtet wurde. Dies schränkte den Sichtbarkeitsbereich in Deklination ein.

Eine Aufgabe des Kurses war die Auswahl und Aufnahme von 21 Standardsternen für die MK-Spektralklassifikation, wobei diese regelmässig über alle Spektral- und Leuchtkraftklassen zu verteilen waren. Unsere Wahl ist in Tabelle 1 zusammengefasst.

In Figur 4 ist die Lage dieser Sterne im HRD aufgezeichnet. Sie wurden dem Spektralkatalog «An Atlas of representative stellar Spectra» (YAMASHITA et al., 1977) entnommen und durch elektronische Abfragungen des CDS¹ in Strasbourg ergänzt. Nebst den oben erwähnten Einschränkungen mussten noch die scheinbaren Helligkeiten (bis ca. sechste Gröszenklasse) und die Kulminationszeiten berücksichtigt werden. Diese bestimmten die Reihenfolge der Aufnahmen.

Zum sicheren Auffinden der schwachen Sterne erstellten wir ausserdem Sucherkarten, deren Himmelsausschnitte mit dem Gesichtsfeld des Sucherfernrohrs in Metzgerlen identisch waren.

¹ Das CDS (Centre des données stellaires) ist eine professionelle Datenbank, in welcher Beobachtungen von Sternen gesammelt und verwaltet werden.

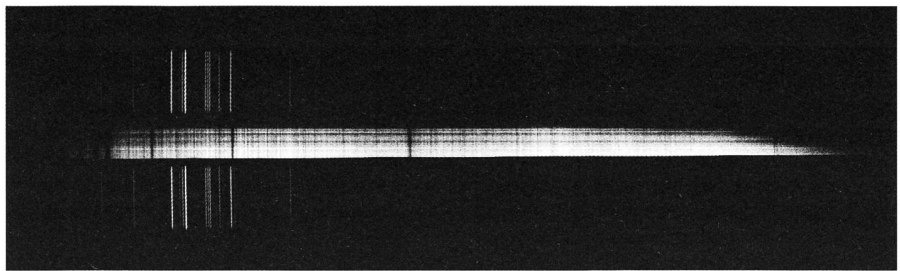
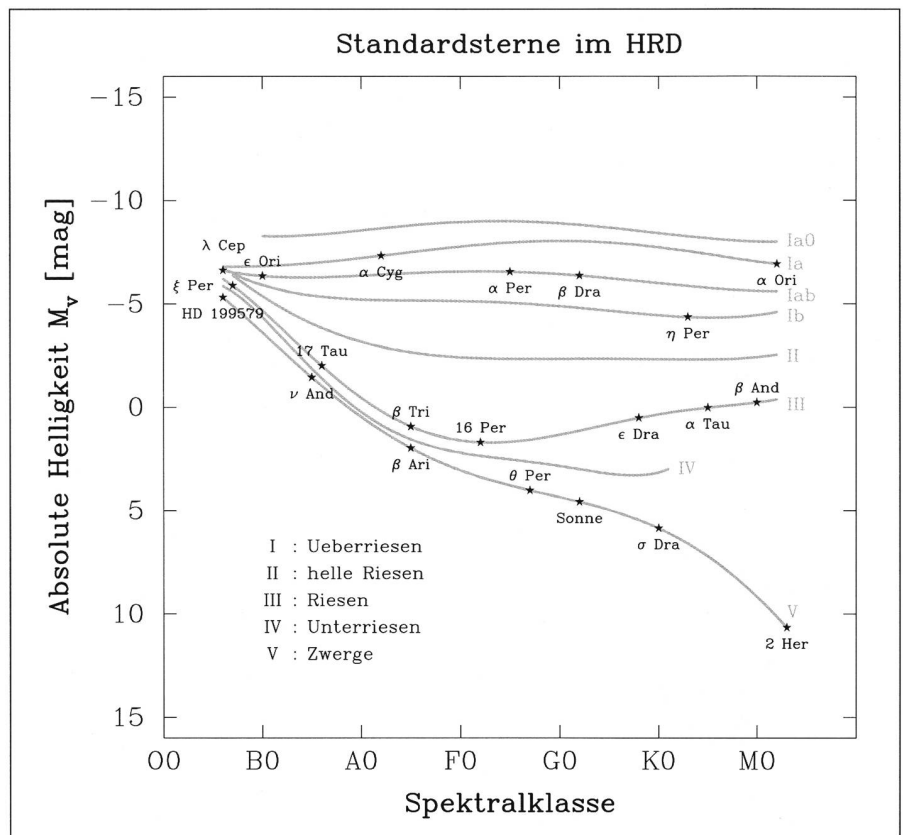


Fig. 3: Einzelne Aufnahme eines Sternspektrums. Zu erkennen ist das Absorptionsspektrum des Sternes mit darüber- und darunterliegendem Emissionsspektrum von Argon. Das Spektrum hat auf dem Negativ eine Länge von ca. 20 mm.



Durchführung der Beobachtungen

Unser Team, bestehend aus den Studenten RETO AMBROSINI, DOMINIQUE BLASER, PHILIPPE DOISY, BERNHARD PARODI, MARCEL PROHASKA und ERICH WENGER, teilten wir in zwei Gruppen auf; eine für die September- und eine für die Oktoberwochen. Ferner übernahm die erste Gruppe den blauen Spektralbereich (O,B,A,F) und die zweite den roten (F,G,K,M).

Fig. 4: Beobachtete Sterne im Hertzsprung-Russell-Diagramm. Die Sterne sind über alle Spektral- und Leuchtkraftklassen regelmässig verteilt. Alle Sterne derselben Leuchtkraftklasse befinden sich auf einer grauen Linie.

Tab. 1: Die gewählten 21 Standardsterne verteilt über alle Spektral- und Leuchtkraftklassen.

Leuchtkraftklasse	Spektralklasse						
	O	B	A	F	G	K	M
I Überriesen	λ Cep O6 Iab	ε Ori B0 Iab	α Cyg A2 Ia	α Per F5 Iab	β Dra G2 Iab	η Per K3 Ib	α Ori M2 Ia
III Riesen	ξ Per O7 III	17 Tau B6 III	β Tri A5 III	16 Per F2 III	ε Dra G8 III	α Tau K5 III	β And M0 III
V Zwerge	HD 199579 O6 V	ν And B5 V	β Ari A5 V	θ Per F7 V	Sonne G2 V	σ Dra K0 V	2 Her M3 V

Eine Schwierigkeit bei der Aufnahme der Spektren bildete die Bestimmung der optimalen Belichtungszeit. In unserem Fall war dies die Anzahl Pendelbewegungen des Sterns entlang des Spaltes. Dazu wurden von demselben Stern jeweils mehrere (bis sechs) Aufnahmen mit unterschiedlichen Belichtungszeiten gemacht und diese sogleich entwickelt. Einerseits konnten wir so das gewonnene Resultat gleich auf seine Güte überprüfen und andererseits die Belichtungszeiten für die weiteren Sterne abschätzen.

Aber nicht nur die scheinbare Helligkeit des Sterns ist für die Belichtung massgebend, sondern auch dessen Deklination. Je näher ein Stern beim Himmelspol liegt, desto langsamer bewegt er sich durch den Spalt und kann somit die Fotoemulsion pro Pendelbewegung länger belichten. Bei der Wahl der Anzahl Pendelbewegungen musste dieser Effekt mitberücksichtigt werden.

Eine erste Überprüfung mit dem oben erwähnten Spektralatlas von YAMASHITA zeigte, dass die zur Spektralklassifikation notwendigen Merkmale auf den Aufnahmen identifiziert werden konnten.

Auf diese Weise konnten wir in vier Nächten 45 Negative gewinnen und alle 21 gewünschten Sternspektren aufnehmen, wobei wir die geschätzte Gastfreundschaft von Herrn Dr. TREFZGER auf der Sternwarte Metzleren in Anspruch nehmen durften.

Messen der Spektrallinien

Die gewonnenen Aufnahmen bestehen aus dem Sternspektrum mit Absorptionslinien und dem Argonspektrum mit Emissionslinien als Referenzspektrum (siehe Figur 3). Da die Wellenlängen der Emissionslinien des Argonspektrums bekannt sind, kann man daraus die Wellenlängen der Absorptionslinien des Sternspektrums berechnen. Ziel ist also eine gemeinsame Vermessung der Positionen beider Linien in Dispersionsrichtung.

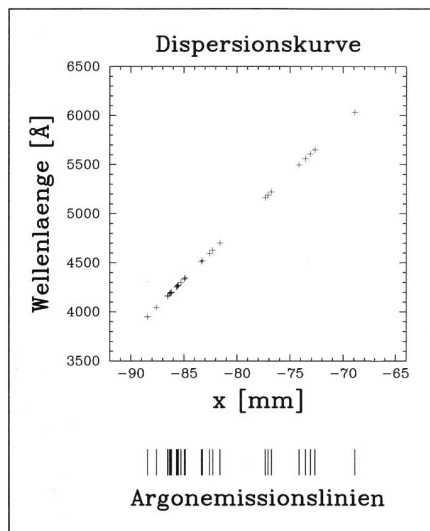
Zu diesem Zweck verwendeten wir einen Messapparat, der zur Astrometrie von Zimmerwalder Schmidtaufnahmen am Astronomischen Institut der Uni Bern gebaut wurde. Herr Prof. WILD benützt ihn zur Positionsbestimmung von Kometen, Kleinplaneten und Supernovae. Das Gerät besteht aus zwei rechtwinklig zueinanderliegenden Messachsen, an welchen je ein Nonius angebracht ist. So lassen sich x- und y-Positionen auf 1 Mikrometer (1/1000 mm) genau bestimmen. Zur Vermessung der Emissions- und Absorptionslinien benötigt man nur die x-Achse, wobei die Aufnahmen möglichst parallel zu dieser in den Messapparat eingelegt werden müssen.

Zuerst wurden die bekannten Argonlinien identifiziert. Danach folgte die kontinuierliche abwechselnde Messung von Emissions- und Absorptionslinien. Eine Schwierigkeit war die Unauflösbarkeit gewisser Argondoppellinien. So ist z.B. in Figur 3 die erste Argonlinie von links doppelt. Diese wurden als eine Linie vermessen, und für die Wellenlänge nahmen wir den Mittelwert der beiden Wellenlängen. Ein anderes Problem war die Ausdehnung der Emissionslinien, welche oft breiter als die Messmarkierung waren. Mehrmaliges Messen derselben Linie schaffte Klarheit. Auf diese Weise wurden zehn der 21 Spektren vermessen.

Berechnung der Dispersionskurve

Zwischen den Wellenlängen der Argonlinien und deren Positionen auf der x-Achse besteht in erster Näherung ein linearer Zusammenhang. Dieser lässt sich durch eine sogenannte Dispersionskurve (vgl. ORION Feb. 94, Seite 43, Figur 3) darstellen: Figur 5 zeigt die Wellenlänge λ der Argonlinien in Abhängigkeit von deren gemessenen Positionen x . Ziel ist es nun, die Funktion $\lambda(x)$ zu bestimmen. In diese können dann die x-Messwerte der Absorptionslinien eingesetzt werden, um deren Wellenlänge zu berechnen und diese besser identifizieren zu können. Die Funktion, welche die Messpunkte möglichst genau repräsentiert, nennt man Näherungsfunktion (Fit). Möglichst genau repräsentieren heisst, dass die Differenzen zwischen Messungen und Berechnungen möglichst gering sind. Diese Differenzen

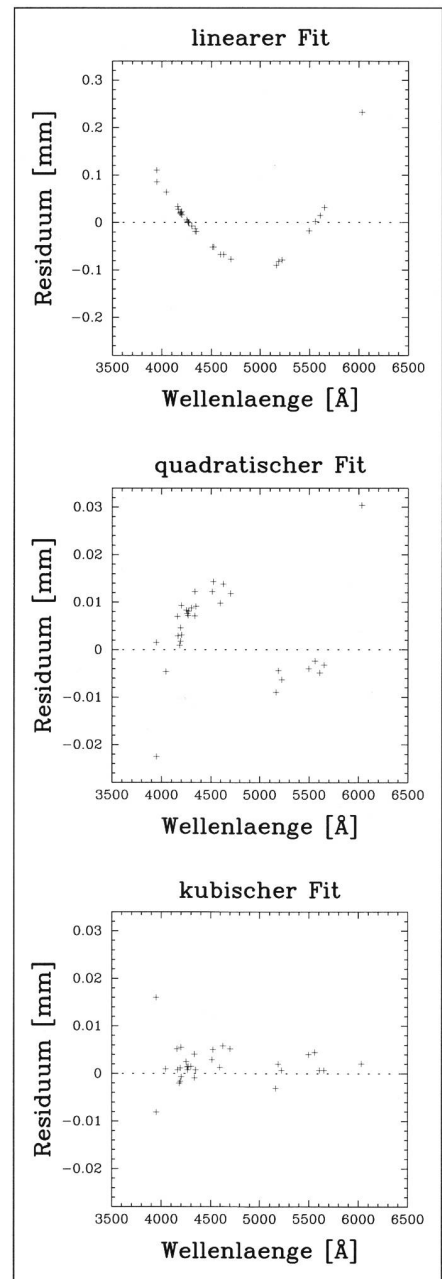
Fig. 5: Dispersionskurve. Die Wellenlänge der Argonemissionslinien und deren Position auf der Aufnahme stehen in einem linearen Zusammenhang. Unterhalb sind schematisch die Argonemissionslinien aufgezeichnet.



werden Residuen genannt. Die Berechnung einer Näherungsfunktion, in unserem Falle die Bestimmung der Koeffizienten (a, b, c, \dots) eines Polynoms $\lambda(x) = a + bx + cx^2 + dx^3 + \dots$, wird durch ein Computerprogramm vorgenommen.

Nun ist der oben erwähnte Zusammenhang zwischen Wellenlänge und Position nicht exakt linear. Die Abbildung des Spektrums unterliegt verschiedenen Verzerrungen, hervorgerufen einerseits durch die Geometrie des Strahlenganges, andererseits durch das Instrument selber (Optik, Montierung, Halte-

Fig. 6a,b,c: Residuen. Die Differenzen zwischen gemessenen Werten und durch eine Näherungsfunktion berechneten Funktionswerten werden Residuen genannt. Diese Funktionen sind hier Polynome ersten, zweiten und dritten Grades.



rungen etc.). Eine Gerade, also ein Polynom ersten Grades $\lambda(x) = a + bx$, reicht nicht aus, um die Dispersionskurve eines Argonspektrums darzustellen, denn die dazugehörigen Residuen in Figur 6a zeigen klare systematische Abweichungen (Trend). Dasselbe gilt für die Residuen einer quadratischen Näherungsfunktion ($\lambda(x) = a + bx + cx^2$) in Figur 6b. Erst für ein Polynom dritten Grades ($\lambda(x) = a + bx + cx^2 + dx^3$) verschwindet dieser Trend, d.h. die Residuen in Figur 6c streuen zufällig. Man beachte die zehnfach grössere Skala für die Residuen der linearen Näherungsfunktion.

So konnten für die zehn gemessenen Spektren je eine Näherungsfunktion (Satz von je vier Polynomkoeffizienten) berechnet werden. Ausserdem lieferte der Koeffizient b des linearen Fits (die Steigung der Geraden) einen guten Mittelwert für die reziproke lineare Dispersion des Spektrographen. Dieser liegt bei 107 \AA/mm .

Bestimmung von spektroskopischen Parallaxen

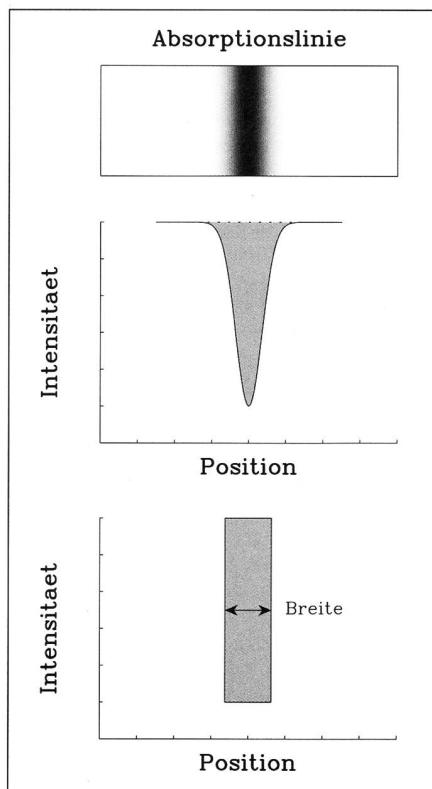
Durch Klassifizierung eines Sternspektrums lässt sich die Distanz (Parallaxe) zu diesem Stern bestimmen. Da die Spektralklasse ein Mass für die Temperatur darstellt, kann aus jener die absolute Helligkeit des Sterns berechnet werden. Dieser Zusammenhang ist in Figur 4 ersichtlich und wird mit Hilfe von Tabellenwerten bestimmt. Diese Werte ihrerseits beruhen auf Berechnungen von mittleren absoluten Helligkeiten von Standardsternen, die mit trigonometrischen Parallaxen geeicht wurden. Aus absoluter und scheinbarer Helligkeit lässt sich dann die Entfernung berechnen.² So erhielten wir von Herrn Dr. TREFZGER drei unbekannte Sternspektren (siehe Figur 10) mit dazugehörigen scheinbaren Helligkeiten und die Aufgabe, die entsprechenden Sternentfernungen zu bestimmen.

Die grobe Spektralklassifikation gemäss MK-System läuft nach einem festen Schema ab (siehe *Die MK-Spektralklassifikation*), wobei das Vorhandensein und das Verhältnis der Breiten bestimmter Absorptionslinien entscheidet. Diese Linien sind jedoch nicht scharf begrenzt, sondern zeigen den in Figur 7 schematisch dargestellten Intensitätsabfall. Die Breite berechnet sich nun aus jenem Rechteck, dessen Flächeninhalt demjenigen des Intensitätsverlaufes entspricht.

Die Linien zur Klassifizierung sind so gewählt, dass eine Zuordnung zu den Hauptspektralklassen (O,B,A,...) möglich ist. Die Feineinteilung in Leuchtkraft- und Unterspektralklassen erfolgt durch die Abschätzung der Breiten gewisser Absorptionslinien. Dies ist allgemein schwieriger, da die Breite der Linien zwischen den Spektralklassen und zwischen den Leuchtkraftklassen kontinuierlich variieren kann. In den Figuren 11 bis 13 können wir solche Variationen erkennen. Unabdingbar ist hier der Vergleich mit Standardsternen aus Atlanten oder aus unseren eigenen Beobachtungen. Erst der Vergleich mit solchen Referenzsternspektren ermöglicht eine genauere Klassifikation. Wir verwendeten den MK-Atlas «An Atlas of stellar Spectra» (MORGAN, KEENAN, KELLMAN, 1943) und «An Atlas of low-dispersion grating stellar Spectra» (ABT, MEINEL, MORGAN, 1968).

Für alle drei Übungsspektren gaben wir eine «wahrscheinlichste» Klassifizierung an, denn die Unsicherheiten betragen bis zu zwei Leuchtkraft- und vier Unterspektralklassen. Der Vergleich mit den Literaturwerten sind in Tabelle 2 zusammengefasst.

Fig. 7: Breite und Position einer Absorptionslinie. Eine Absorptionslinie zeigt den hier dargestellten Intensitätsabfall. Die Breite einer solchen Linie berechnet sich aus jenem Rechteck, dessen Flächeninhalt demjenigen des Intensitätsverlaufes entspricht.



	19 Cep	17 Tau	ϵ Tau
unsere Klassifikation	B0 Ia	B8 V	K0 III
Literaturwerte	O9 Ib	B6 III	K0 III
unsere Entfernung	1820 pc	54 pc	45 pc
Literaturwerte	1000 pc	120 pc	45 pc

Tab. 2: Der Vergleich unserer Klassifikation mit den Literaturwerten.

Zusammenfassung

Die Auswertungen führten zu vier Erkenntnissen:

Erstens muss das fixe Blockscheema zur Bestimmung der Hauptspektralklassen streng eingehalten werden, d.h. auch wenn gewisse Linien fehlen oder andere zusätzlich vorhanden sind, muss man sich auf die vorgegebenen Linien beschränken.

Zweitens ist der Vergleich mit Spektralatlanten und den darin enthaltenen Referenzsternspektren zwingend. Auch hier dürfen keine «eigenen» Klassifikationskriterien geschaffen werden.

Drittens ist je nach Lage im HRD die Leuchtkraftklasse zur Bestimmung der Sternentfernung entscheidender als die Spektralklasse. Dies können wir in Figur 4 deutlich erkennen. Schätzen wir z.B. die Leuchtkraftklasse eines K0 II Sterns um eine Leuchtkraftklasse zu hoch (also K0 III), erhalten wir eine absolute Helligkeit, die eine dreifach geringere Entfernung liefert. Eine falsche Einschätzung der Spektralklasse für denselben Stern hingegen ändert dessen absolute Helligkeit (und damit dessen Entfernung) kaum. Diese aus der Theorie bekannte Erkenntnis konnten wir durch unsere Übung nachvollziehen.

Viertens haben die Beobachtungen gezeigt, dass das Instrumentarium in Metzleren sowohl hinsichtlich Auflösungsvermögen als auch bezüglich Abbildungsqualität für die MK-Spektralklassifikation geeignet ist.

ERICH WENGER, MARCEL PROHASKA
Astronomisches Institut der Universität Bern
Sidlerstrasse 5, CH-3012 Bern

DR. CHARLES TREFZGER
Astronomisches Institut der Universität Basel
Venusstrasse 7, CH-4102 Binningen

Bibliographie

- «An Atlas of representative stellar Spectra» (YAMASHITA et al., 1977)
- «An Atlas of stellar Spectra» (MORGAN, KEENAN, KELLMAN, 1943)
- «An Atlas of low-dispersion grating stellar Spectra» (ABT, MEINEL, MORGAN, 1968)
- «Astrophysical Data : Planets and Stars» (LANG, 1992)

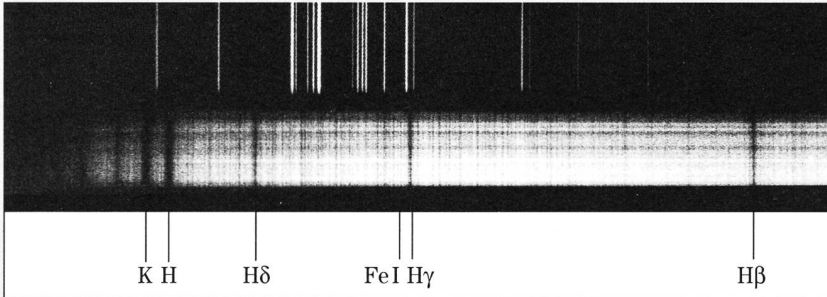
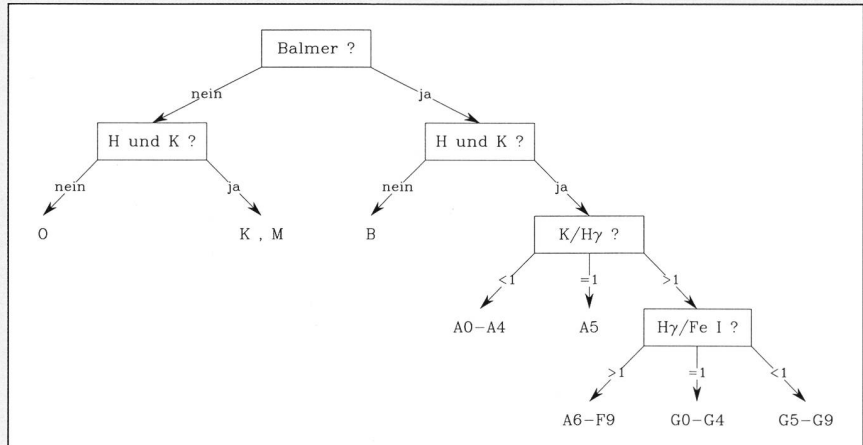
² $m - M = -5 + 5 \log(r)$
m: scheinbare Helligkeit, M: absolute Helligkeit, r: Entfernung in Parsec (1 Parsec \approx 3.3 Lichtjahre)

Die MK-Spektralklassifikation

Das MK-System ist eine Erweiterung des eindimensionalen Harvard-Systems, d.h. zum Spektraltyp kommt die Leuchtkraftklasse hinzu (siehe Teil 1, ORION 287, Seite 8). Im MK-Atlas werden alle Spektralklassen einzeln charakterisiert und die Merkmale der verschiedenen Leuchtkraftklassen aufgezeigt. So lässt sich ein Blockschema (siehe Figur 8) erstellen, wonach die Sternspektren in die Hauptspektralklassen (O,B,A,...) eingeteilt werden können. Die im Atlas abgebildeten Standardspektren dienen dann zur Feineinteilung in Leuchtkraft- und Zehntelsspektralklassen.

Fig. 8: Blockschema zur Spektralklassifikation mit den vier entscheidenden Kriterien:

- Sind die Balmerlinien $H\gamma$, $H\delta$, $H\epsilon$, ... (Wasserstoff) vorhanden?
- Sind die H- und K-Linien (Kalzium) vorhanden?
- Wie gross ist das Breitenverhältnis zwischen der K- und der $H\gamma$ -Linie?
- Wie gross ist das Breitenverhältnis zwischen der $H\gamma$ - und der Fe I-Linie?

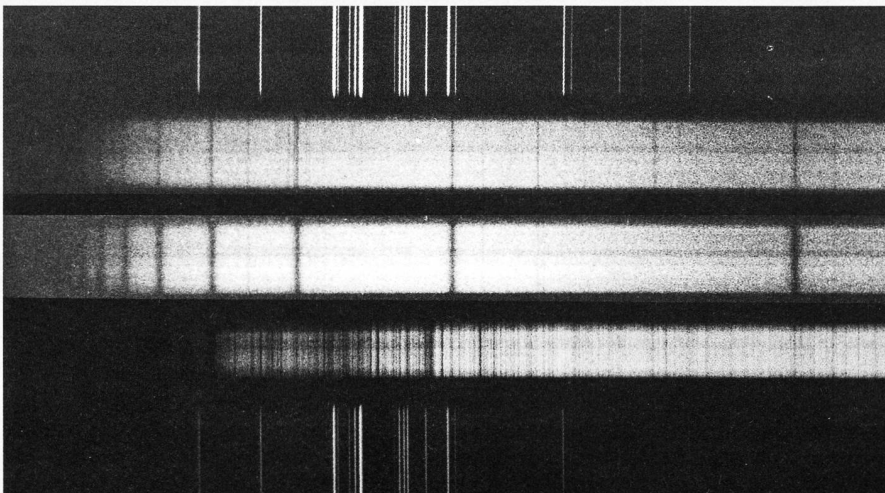


Absorptionslinie	Wellenlänge [Å]
K	3933
H	3968
H δ	4102
Fe I	4325
H γ	4340
H β	4861

Tab. 3

Fig. 9: Absorptionslinien zur Grobklassifikation von Sternspektren. Die entsprechenden Wellenlängen sind in Tabelle 3 zusammengestellt.

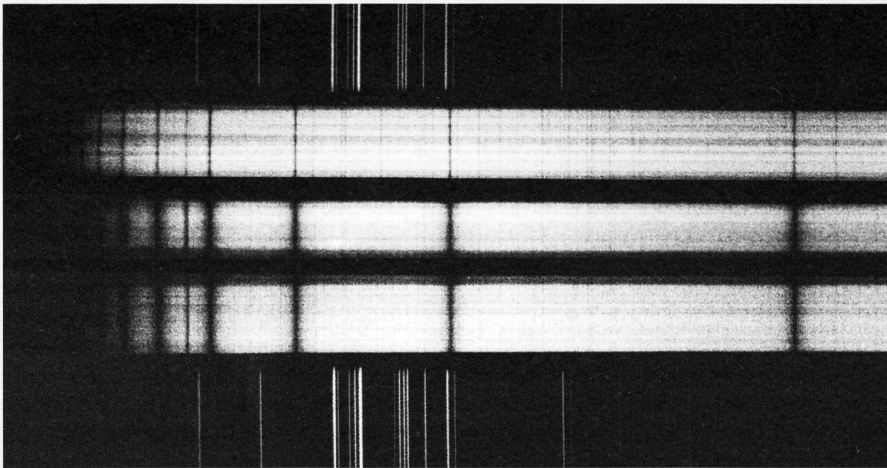
Fig. 10: Übungsspektren. Diese drei Sternspektren wurden gemäss obigem Blockschema eingeteilt. Die Resultate sind in Tabelle 2 zusammengestellt.



19 Cep O9 Ib

17 Tau B6 III

ϵ Tau K0 III

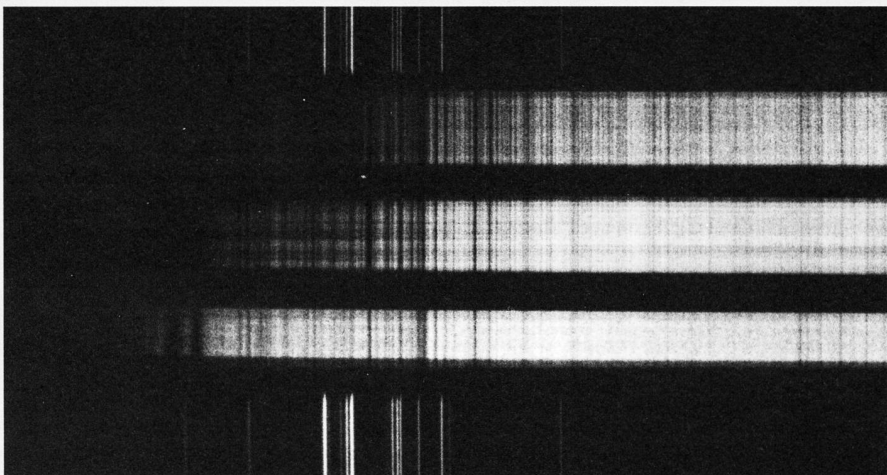


α Cyg A2 Ia

β Tri A5 III

β Ari A5 V

Fig. 11: A-Sterne. Hellblaue Sterne mittlerer Temperatur (10000°); Absorptionslinien von Wasserstoff (Balmerreihe) sehr deutlich.



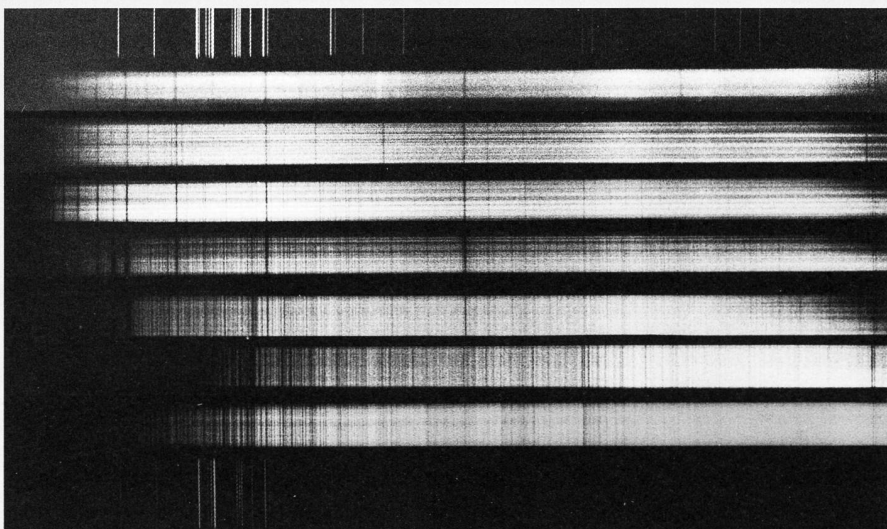
η Per K3 Ib

α Tau K5 III

σ Dra K0 V

Fig. 12: K-Sterne. Gelb-rote Sterne von geringer Temperatur (5000°); schwache Wasserstoff- und deutliche Metalllinien.

Fig. 13: Überriesen. Sternradien von 20 bis 500 Sonnenradien; Temperaturen von 50000° bis 3000°; Verschiebung des Farbschwerpunktes von blau (links) nach rot (rechts); Variationen von verschiedenen Absorptionslinien erkennbar.



λ Cep O6 Iab

ϵ Ori B0 Iab

α Cyg A2 Ia

α Per F5 Iab

β Dra G2 Iab

η Per K3 Ib

α Ori M2 Ia