

**Zeitschrift:** Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft  
**Herausgeber:** Schweizerische Astronomische Gesellschaft  
**Band:** - (1959)  
**Heft:** 64

**Artikel:** Dreidimensionale Klassifikation der Sternspektren  
**Autor:** Egger, F.  
**DOI:** <https://doi.org/10.5169/seals-900325>

### **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:** 02.02.2025

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

# DREIDIMENSIONALE KLASSIFIKATION DER STERNSPEKTREN

Von F. EGGER, Glarus \*

## *Einleitung*

Im Bericht über den Stand der Forschungen auf dem Gebiete der Sternpopulationen ist auf die Notwendigkeit einer verfeinerten und zuverlässigeren Klassifikation der Sternspektren hingewiesen worden<sup>1</sup>. Im folgenden wird über die eigenen Forschungen von D. CHALONGE und seinen Mitarbeitern berichtet, denen es gelungen ist, geeignete Grössen zu finden, die eine leistungsfähige dreidimensionale Klassifikation ermöglichen.

Stellt man in einem rechtwinkligen Koordinatensystem jeden Stern durch einen Punkt über seinem Spektraltyp (Farbe) und auf der Höhe seiner Leuchtkraft dar, erhält man das sogenannte Farbenhelligkeits-Diagramm (Hertzsprung-Russell-Diagramm, kurz auch als F-H- oder als H-R-Diagramm bezeichnet). Dieses ist eine zweidimensionale Klassifikation mit den beiden Parametern Farbe (bezw. Farbenindex oder Temperatur) und Leuchtkraft (absolute Helligkeit). Die Eigenschaften dieses Diagramms und die Schlüsse, die aus ihm gezogen werden, sind bereits hier beschrieben worden<sup>1</sup>.

Es sind verschiedene Verfahren entwickelt worden, weitere Beobachtungsgrössen als zusätzliche Parameter für die Charakterisierung der Sterne zu gewinnen. Mit Erfolg wurden z.B. die Intensitätsverhältnisse bestimmter Spektrallinien (STRÖMGREN<sup>2</sup>, S. 385 ff) oder die Mehrfarbenphotometrie (W. BECKER und Mitarbeiter) angewendet. Die Methoden, welche verschiedene Farbbereiche miteinander vergleichen, haben aber mit der Verfärbung des Sternlichtes durch die interstellare Materie zu rechnen, deren Anteil an der Sternfarbe in der Regel nicht oder nur ungenügend bekannt ist.

Für heisse Sterne, ungefähr bis zu den frühen G-Typen, besteht die Möglichkeit, in einem sehr engen Spektralbereich an der Grenze zum Ultravioletten zwei Zustandsgrössen als Parameter zu gewinnen, ohne dass die interstellare Absorption deren Bestimmung beeinflusst. Zu-

---

\*) Nach dem Vortrag von Prof. D. CHALONGE an der Generalversammlung der Schweiz. Astronomischen Gesellschaft am 29. Juni 1958 in Neuchâtel. Der erste Teil dieses Vortrages wurde unter dem Titel «Sternpopulationen» in «Orion» № 63, S. 523/538 wiedergegeben.<sup>1</sup>

sammen mit einem weiteren geeigneten Parameter wird damit eine dreidimensionale Klassifikation ermöglicht, die erlaubt, der Zugehörigkeit der Sterne zu den verschiedenen Populationen – die sich in Zusammensetzung, Entwicklung und Alter unterscheiden – Ausdruck zu geben.

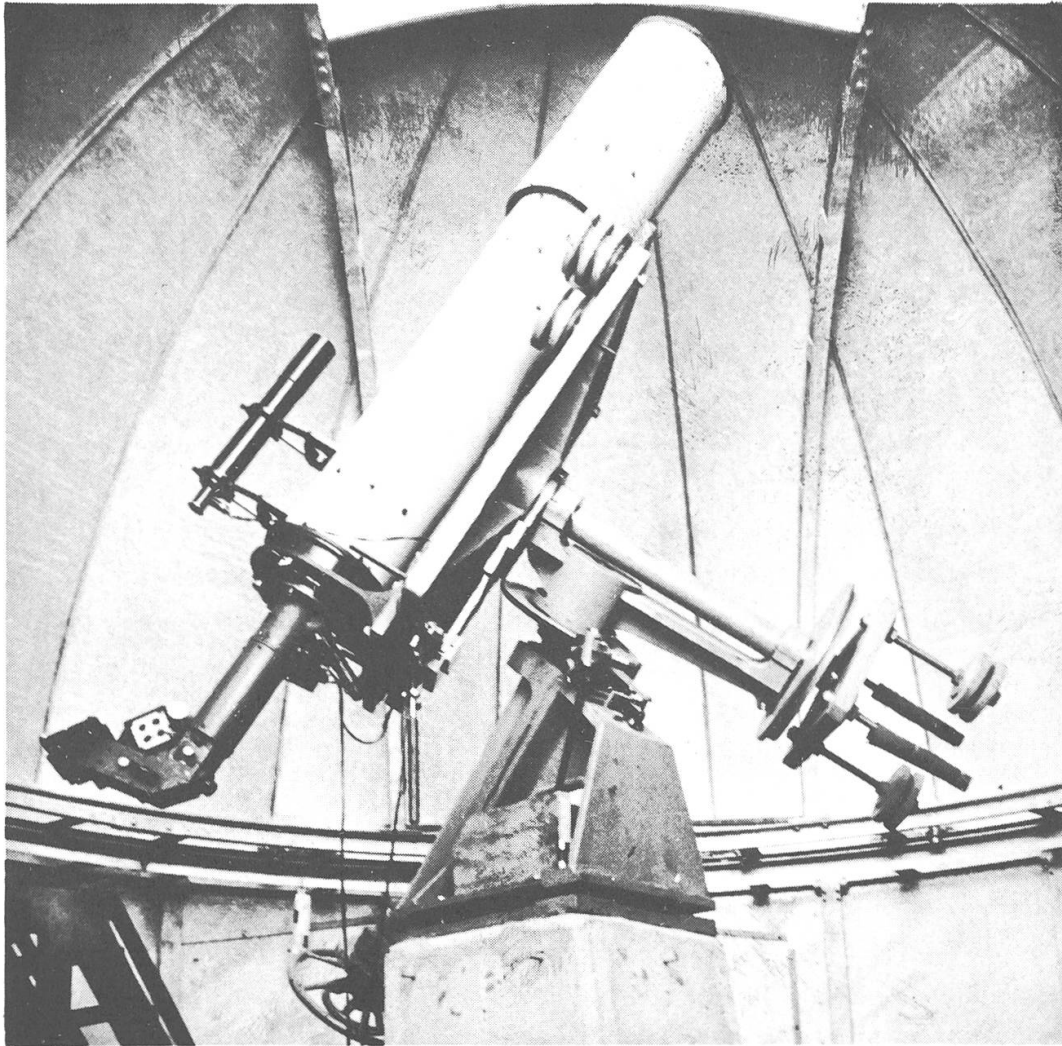


Abbildung 1 - Sphinx Observatorium der Hochalpinen Forschungsstation Jungfrauojoch (3570 m ü.M.). Table équatoriale mit 26 cm-Cassegrain Teleskop, an welchem der Quarzspektrograph montiert ist.

#### *Aufnahme der Spektren*

Für die Aufnahme der Spektren, die das Wellenlängenintervall von ca. 5500 bis 3000 Å umfassen, wird ein kleiner Quarz-Prismenspektrograph verwendet, in Verbindung mit einem Teleskop entsprechenden Oeffnungsverhältnisses. Schwächere Sterne (bis zu 10<sup>m</sup>) werden im

Observatoire de Haute Provence in Saint Michel am 80 cm-Reflektor fotografiert. Um die Absorption des Sternlichtes in den unteren Atmosphärenschichten zu vermeiden, sind viele Spektren (von Sternen bis ca. 6<sup>m</sup>) an einem 26 cm-Reflektor im Sphinx Observatorium der Hochalpinen Forschungsstation Jungfrauoch (3570 m ü.M.) gewonnen worden (Abb. 1 und 2). Die Spektren sind ca. 20 mm lang und werden durch Oszillation der Kassette verbreitert (Abb. 4). Jede Platte enthält rund 20 Stern- und 12 Gradationsspektren. Für letztere wird ein durch Quecksilberlicht zum Leuchten angeregtes Fluoreszenzpulver benützt.

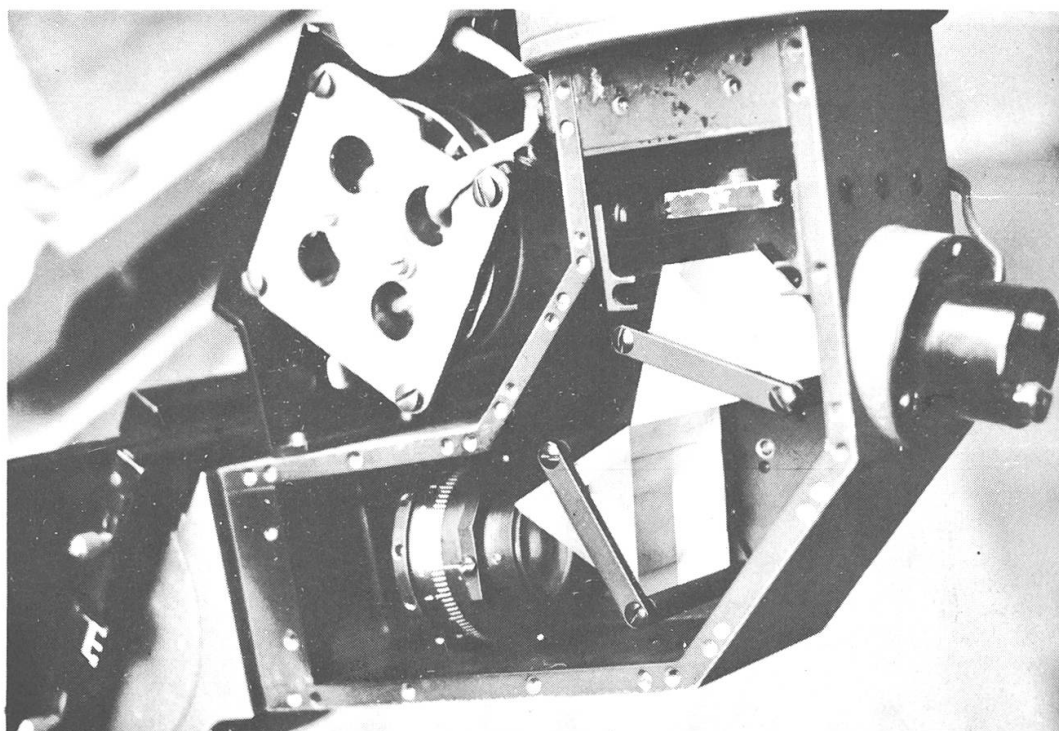


Abbildung 2 - Quarzspektrograph, Prismenteil geöffnet. Der Spalt befindet sich am andern Ende des sichtbaren Tubus; über den beiden Cornu-Quarzprismen ist der Kollimator sichtbar; die Fassung mit der Teilung enthält das korrigierte Quarzobjektiv. Links aussen, schräg zur Objektivachse, ist der oszillierende Kassettenträger (mit Antriebsmotor) zu erkennen. Optische Daten: Kollimator geöffnet 1 : 15 (33 cm Brennweite für 3613 Å); Objektiv geöffnet ca. 1 : 4 (Brennweite 103 mm, ebenes Bildfeld um 38° gegen Achse geneigt). Länge der Spektren zwischen 3100 und 5000 Å ca. 12 mm.

Die Intensitätsverteilung im Spektrum wird anschliessend mikro-photometrisch sehr genau ermittelt. Eine absolute Eichung durch Anschluss an den Schwarzen Körper ist im Gange, in Zusammenarbeit mit der Sternwarte Heidelberg, unter H. KIENLE.

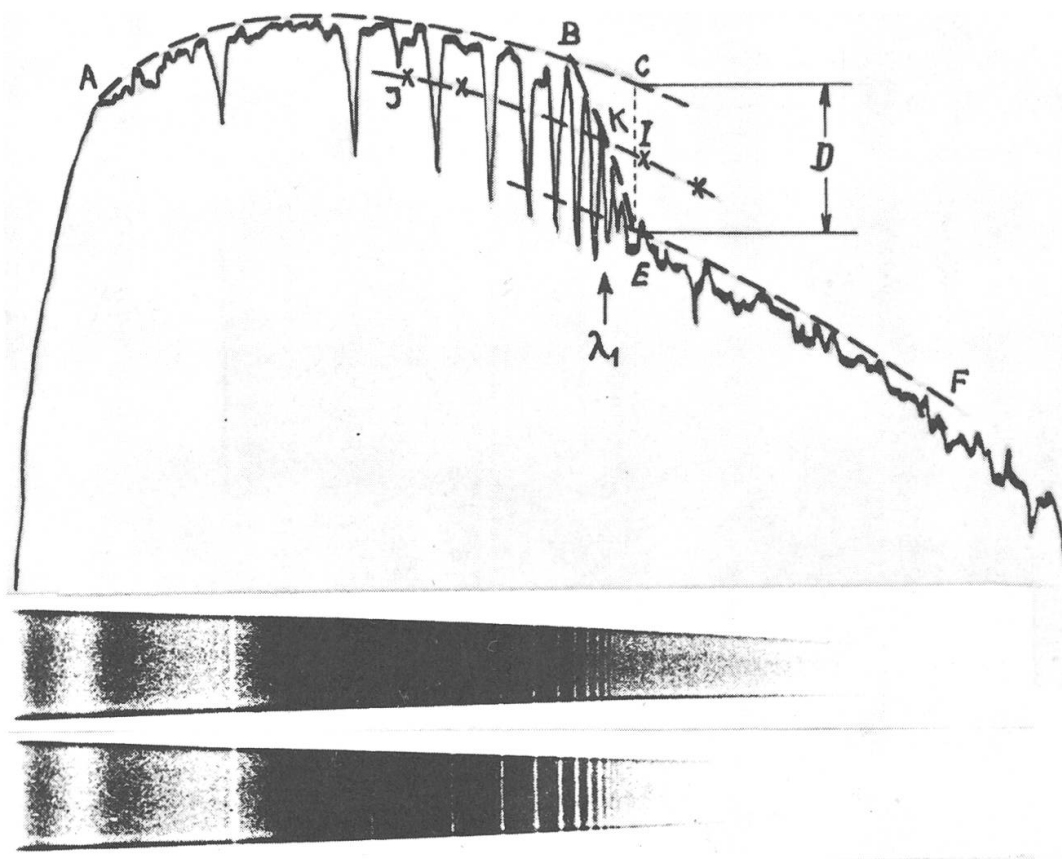


Abbildung 3 (oben) - Mikrophotogramm des Spektrums eines B-Sterns (schematisch).

Abbildung 4 (unten) - Spektren eines O 9- (oben) und eines B 3-Sterns (unten). Die Wellenlängen nehmen von rechts (ultraviolett) nach links (rot) zu.

### Definition der Parameter

Es handelt sich nun darum, aus den Spektren heraus charakteristische Grössen zu gewinnen, die eine eindeutige Klassifikation gestatten.

Im Spektrum der frühen Sterntypen fallen sofort die Absorptionslinien von Wasserstoff, die sog. Balmerreihe, auf. Diese Linien entsprechen den Uebergängen des einzigen Elektrons in der Hülle des Wasserstoffatoms von einem Energieniveau zum andern. Je höher diese Niveaus sind, umso enger liegen sie zusammen, was sich im Zusammenrücken der Spektrallinien gegen den violetten Teil des Spektrums ausdrückt. Die diskreten Sprünge hören auf, wenn die vom Atom absorbierte Strahlungsenergie genügend gross ist, um das Elektron ganz vom Atom zu lösen. An der sog. Balmergrenze, anschliessend an die letzte

Balmerlinie bei ca.  $3700 \text{ \AA}$  Wellenlänge, geht das Linienspektrum über in ein sog. kontinuierliches Spektrum. An derselben Stelle tritt ein mehr oder weniger grosser Intensitätssprung, die sog. Balmerdiskontinuität, auf. Lage und Grösse (Wellenlänge der letzten noch feststellbaren Balmerlinie und Intensitätsverhältnis des kontinuierlichen Hintergrundes vor und nach der Diskontinuität) sind abhängig vom physikalischen Zustand (vor allem Druck und Temperatur, aber auch von der chemischen Zusammensetzung) des Strahlers, in diesem Falle der Sternatmosphäre. Da dieser Zustand aber auch die üblichen Zustandsgrössen (z. B. Spektraltyp und Leuchtkraft) bestimmt, können Wellenlänge der letzten Balmerlinie ( $\lambda_0$ ) und Intensitätssprung (Diskontinuität  $D$ ) jene vertreten.

Anstatt  $\lambda_0$  wird aus praktischen Gründen  $\lambda_1$  verwendet (Abb. 3); die Wellenlänge des Punktes K auf der Linie BE, welche die Stellen grösster Schwärzung zwischen den Linien höherer Ordnung verbindet, ist gleich weit von den kontinuierlichen Hintergründen BC und EF entfernt. Die Grösse des Balmersprunges  $D$  ist der Logarithmus des Verhältnisses der photometrisch festgestellten Intensitäten bei C und E.

Sowohl die Aufnahme der Spektren als auch ihre Auswertung muss mit äusserster Sorgfalt vorgenommen werden. Die erreichte Genauigkeit in der Bestimmung der beiden Grössen  $\lambda_1$  und  $D$  ist denn auch entsprechend gross: die mittleren Abweichungen bei rund einem Dutzend Messungen betragen für  $\lambda_1$   $1 \text{ \AA}$  und für  $D$   $0.003$  (d. h. ca.  $0.7 \%$ ).

Schon diese beiden neuen Bestimmungsgrössen bieten gegenüber den im H-R-Diagramm verwendeten sehr grosse Vorteile. Beide sind unabhängig von der interstellaren Absorption, ja auch von der Entfernung des Sterns überhaupt, da sie in einem äusserst engen Spektralbereich gemessen werden.

Etwas schwieriger gestaltet sich die Bestimmung eines dritten Parameters, für den CHALONGE den sog. absoluten photometrischen Gradienten  $\phi_b$  zwischen den Wellenlängen  $3800$  und  $4800 \text{ \AA}$  gewählt hat (s. a. 3: p. 28; 5).  $\phi_b$  entspricht im wesentlichen dem reziproken Wert einer Temperatur, ermittelt aus der Neigung der Linie ABC, welche den kontinuierlichen Hintergrund des Spektrums darstellt (Abb. 3).  $\phi_b$  ist naturgemäss durch die interstellare Absorption beeinflusst (Verfärbung im Sinne einer Rötung des Sternlichtes).

Wir besitzen somit von jedem Stern drei charakteristische Grössen, die es erlauben sollten, ihm in einem dreidimensionalen Diagramm einen bestimmten Platz zuzuordnen. Ferner sollten diese Parameter auch die absolute Helligkeit einzeln eindeutig festlegen.



Da für diese Untersuchungen weder Lage noch Intensität der einzelnen Spektrallinien von wesentlicher Bedeutung ist, genügt zur Aufnahme der Spektren ein lichtstarker Spektrograph relativ bescheidener Dispersion ( $250 \text{ \AA/mm}$  bei  $H\gamma$ ). Leider eignet sich die Methode von CHALONGE für die linienreichen Spektren der späteren Typen nicht sehr gut, weil in ihnen der kontinuierliche Hintergrund kaum sichtbar ist.

### Klassifikation der Sterne von Population I

Zuerst wurden die drei Parameter  $\lambda_1$ ,  $D$ ,  $\phi_b$  von Sternen bestimmt, die bereits zweidimensional nach MORGAN, KEENAN und KELLMAN (MKK- oder Yerkes-Klassifikation) klassifiziert waren<sup>5</sup>. Da sich die

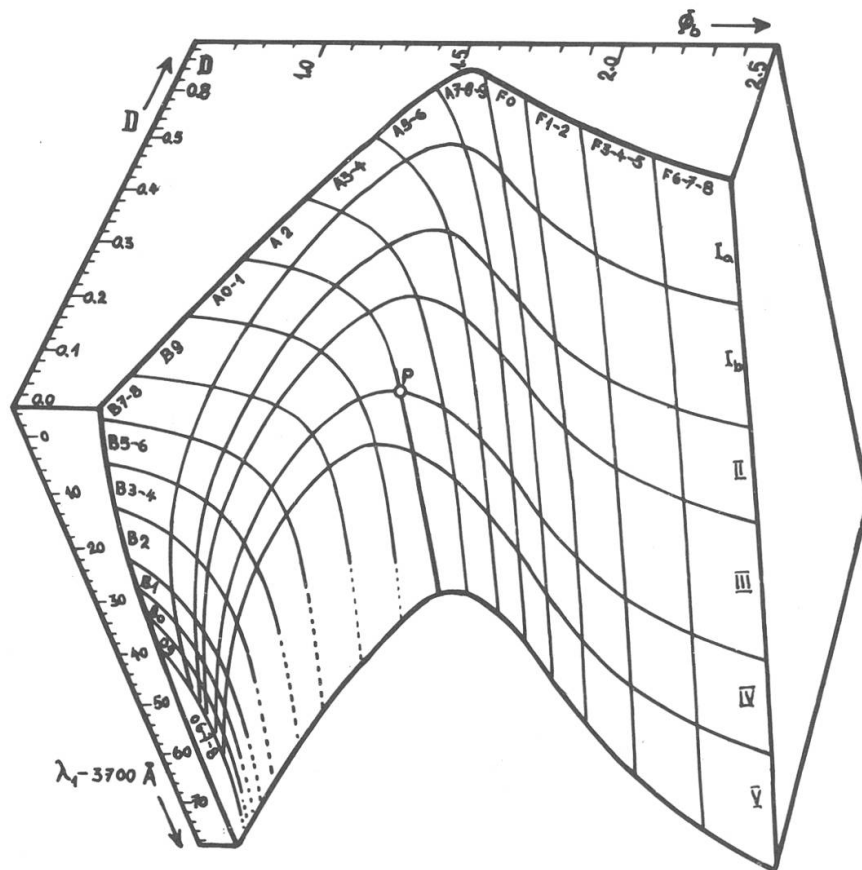


Abbildung 5 - Dreidimensionales Diagramm (Fläche  $\Sigma$ ). Nach einem räumlichen Modell<sup>4</sup>. Die Kurven, welche die Spektralklassen (Yerkes) trennen, sind Schnitte von Ebenen, senkrecht zur  $\phi_b$ -Achse, mit  $\Sigma$ . Die andere Schar von nahezu Orthogonalen Kurven zu den ersten teilt die verschiedenen Luminositätsklassen (MKK) ab. Der Punkt P entspricht dem gleich bezeichneten in Abb. 8. (Vergleiche auch<sup>5</sup>, Abb. 7; die vorstehende Darstellung ist um  $90^\circ$  gedreht.)

Sterne von Population I ziemlich gut zweidimensional im Farben-Helligkeits-Diagramm (H-R) darstellen lassen, war zu erwarten, dass sie sich in einer dreidimensionalen Darstellung in eine bestimmte Fläche einordnen (wir bezeichnen sie im folgenden mit  $\Sigma$ ). Das so entstandene dreidimensionale Diagramm ist in Abbildung 5 wiedergegeben. Die genauere Bestimmung von  $\lambda_1, D, \phi_b$  zeigte aber, dass die entsprechenden Punkte beidseitig der Fläche  $\Sigma$  verteilt sind, was darauf hinweist, dass bereits für eine richtige Klassifikation der Population I drei Parameter erforderlich sind. Wir bezeichnen im folgenden dieses Gebiet in nächster Nähe beidseitig  $\Sigma$  mit «Raum E» (siehe Abb. 6 und 7). Sterne der Population II haben ihre repräsentativen Punkte entschieden ausserhalb E.

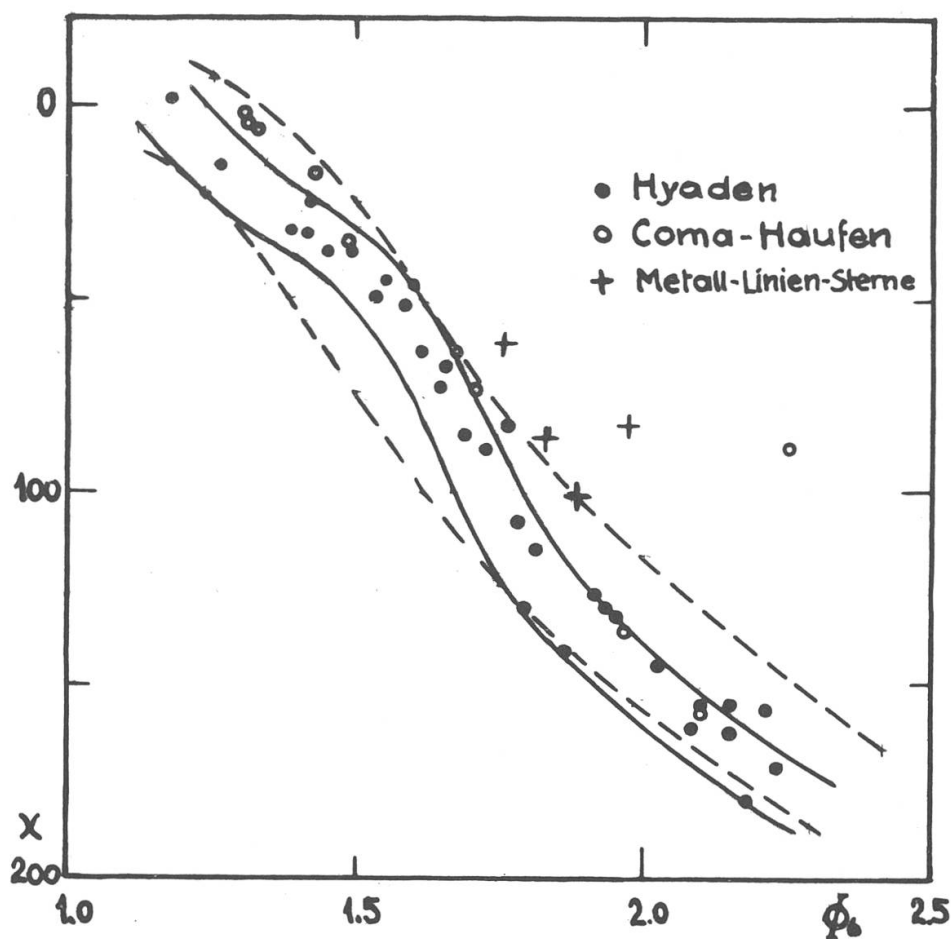


Abbildung 6 - Projektion von Sternen der Hyaden und des Coma-Haufens auf die xy-Ebene. Die Spur der xy-Ebene ist auf Abbildung 8 rechts eingezeichnet. Die der Koordinate x entsprechenden D-Werte können näherungsweise Abbildung 7 entnommen werden. Die gestrichelte Begrenzung entspricht dem Volumen E für normale Sterne (ohne Metall-Linien). Die ausgezogenen Kurven umschliessen ungefähr das von den Hyadensternen besetzte Gebiet.



Die Prüfung dieser Streuung, welche die weiter oben erwähnte Fehlergrenze um nahezu das Zehnfache übersteigt, ergab für die Zwergsterne der Klassen A und F, dass wir hier ein Anzeichen vor uns haben für die Verschiedenheit der Sterne hinsichtlich ihrer Zusammensetzung, ihrer Entwicklung und ihres Alters. Dabei wurden Sterne untersucht, bei denen von einer interstellaren Absorption abgesehen werden kann.

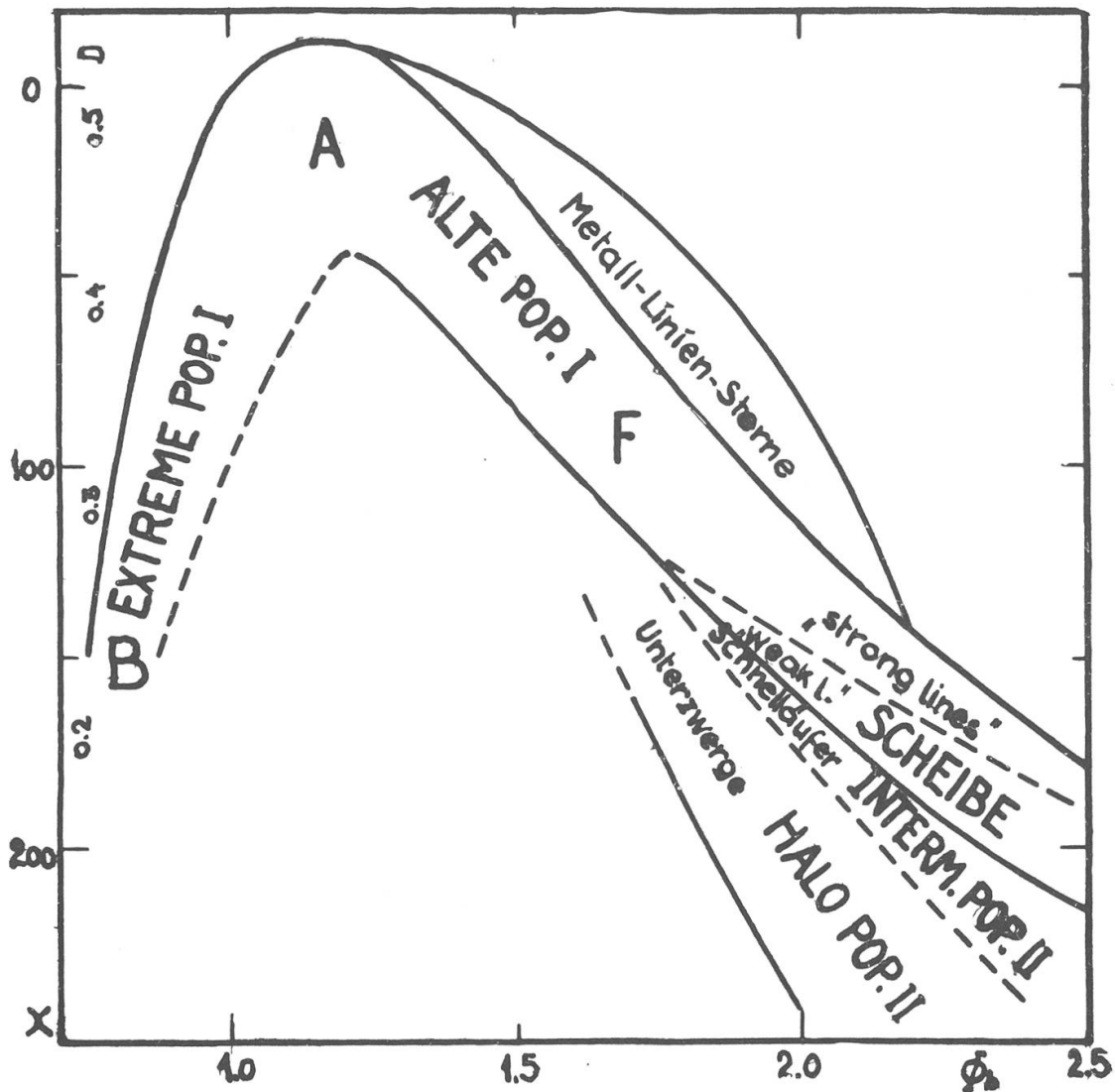


Abbildung 7 - Schnitt des Volumens E mit der xy-Ebene. Es sind die ungefähren Lagen der verschiedenen Sternengesellschaften eingetragen. Das Diagramm gibt im wesentlichen einen Horizontalschnitt durch Abbildung 5 und ist im gleichen Masstab gehalten wie Abbildung 6. Neben x sind die entsprechenden Werte für D auf der Höhe der Luminositätsklasse IV angegeben.

Es liegt somit nahe, die Lage jener Sterne im Diagramm gesondert zu untersuchen, die gleichen Ursprungs sind, wie dies SANDAGE für das H-R-Diagramm getan hat<sup>1</sup>. Zu diesem Zweck müssen geeignete

Schnitte durch den «Körper» von Abbildung 5 gelegt werden. Die Fläche  $\Sigma$  in der Gegend der Typen A und F ist in sehr guter Näherung ein Zylinder; die Trennungslinien zwischen den MKK-Spektraltypen entsprechen ungefähr seinen Mantellinien. Die Sternpunkte werden zunächst auf eine Ebene projiziert, die senkrecht zu diesen Mantellinien liegt. Wir nennen sie  $xy$ -Ebene (es ist ungefähr der «Boden» des Körpers). Abbildung 6 zeigt diese Projektion. Eingezeichnet sind die Punkte von Sternen des Hyaden- und des Coma-Haufens\*. Abbildung 6 zeigt, dass die Sterne des Coma-Haufens sich eher auf der hintern Seite des Volumens E ansammeln. Noch weiter hinten liegen die Sterne mit Metall-Linien (eingezeichnet sind nur jene der Hyaden). Es scheint also, dass man beim Eindringen in E von vorn zuerst auf die älteren Sterne und dann auf immer jüngere trifft, was in der Gesamtdarstellung von Abbildung 7 noch deutlicher zum Ausdruck kommt<sup>4</sup>.

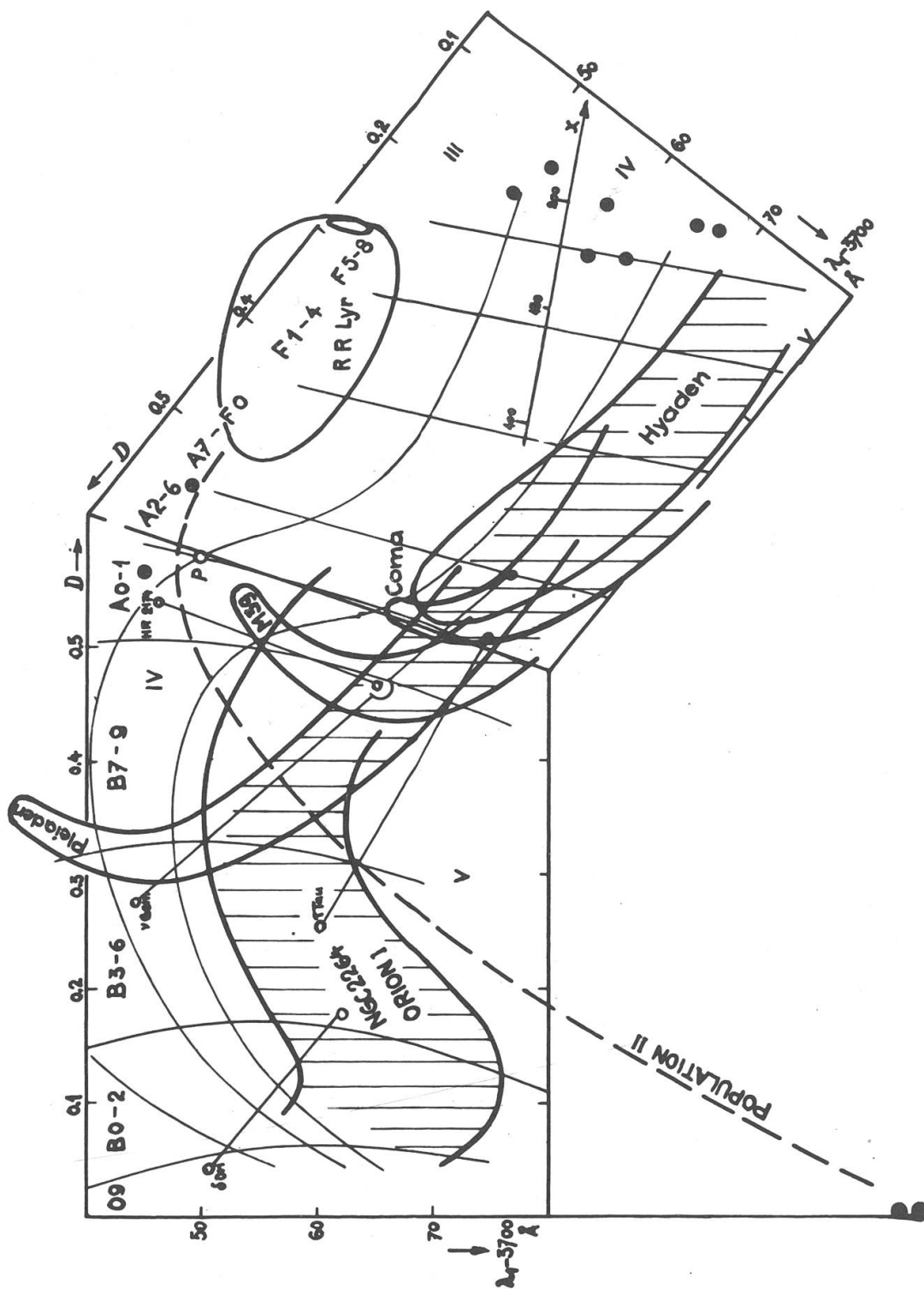
In der  $xy$ -Darstellung von Abbildungen 6 und 7 ist noch der Parameter  $\phi_b$  enthalten, der vor allem für die frühen Spektraltypen (O und B) durch interstellare Absorption beeinflusst ist. Sehen wir vorübergehend von  $\phi_b$ , also der Sternfarbe, ab und projizieren die Sternpunkte in E auf die Ebene  $\lambda_1 D$ . Um eine Zweideutigkeit, hervorgerufen durch die gebogene Form von  $\Sigma$ , zu vermeiden, projizieren wir die linke Schale (bis ungefähr zur Trennungslinie Al-2, in Abbildung 5 stark ausgezogen) auf die linke Seitenfläche des Körpers und die rechte Schale entsprechend auf die rechte Seitenwand. Wenn beide Projektionen längs der erwähnten Trennungslinie wieder zusammengestossen werden, ergibt sich für die Leuchtkraftklassen IV und V die Darstellung von Abbildung 8. Es entsteht so etwas wie ein H-R-Diagramm: die Spektraltypen sind in vertikal laufenden mehr oder weniger parallelen Banden dargestellt; an die Stelle der absoluten Leuchtkraft tritt  $\lambda_1$ .

Obschon dieses  $\lambda_1 D$ -Diagramm auf ganz andere Weise zustande gekommen ist als das H-R-Diagramm (vor allem ohne Berücksichtigung von Entfernung und Farbe, damit frei von interstellarer Absorption), nehmen auch hier die Mitglieder je eines Sternhaufens oder einer Assoziation ein bestimmtes Gebiet ein, als Ausdruck der Entwicklung und des Alters. Im gleichen Diagramm können hier die Vertreter der verschiedenen Gesellschaften unmittelbar miteinander verglichen werden. Im H-R-Diagramm ist es ja z. B. nicht möglich zu entscheiden,

---

\*) In der Darstellung nach SANDAGE<sup>1</sup>, Abbildung 4, schwenkt das H-R-Diagramm des Coma-Haufens zwischen den Hyaden und M 11 von der Hauptreihe ab, dieser ist also etwas jünger als die Hyaden.

Abbildung 8 - Projektion auf die  $\lambda_1 D$ -Ebene (linke und rechte Seitenwand von Abb. 5). Diese Darstellung entspricht in großen Zügen der Fläche  $\Sigma$  (Abb. 5) von vorn gesehen. Man vergleiche dieses Diagramm mit dem H-R-Diagramm in (Abb. 3 und 6). Es stellt nur den unteren Teil (Luminositätsklassen IV und V) von  $\Sigma$  dar. Das schraffierte Gebiet entspricht der Hauptreihe im üblichen H-R-Diagramm; die offenen Kreise vertreten Sterne der Population I, die vollen solche von Population II. Die geschlossene Kurve am Ende der gestrichelten Linie (Ort von Population II) gibt den Weg von RR Lyrae während einer Periode (0.57 Tage) wieder.



in welchem Masse die verschiedenen Sternhaufen gemeinsame Teile der Hauptreihe besitzen. Abbildung 8 (als vorläufige Zusammenstellung) gibt darüber eindeutig Auskunft: die jungen Haufen (NGC 2264, Orion I) benützen mehr den «oberen» Teil der Hauptreihe («Riesenseite»), die älteren (M 39, Coma...) eher den «unteren» («Zwergseite»).

Die Untersuchungen darüber, in welchem Masse und Sinn die Haufen bestimmte Teile von E in Richtung der Veränderlichen  $\phi_b$  besetzten, sind noch nicht abgeschlossen.

In Abbildung 8 sind auch einige klassifizierte Doppelsterne eingetragen. Die Lage der Punkte gestattet eine Aussage über das Alter der Komponenten. So ist  $\nu$  Geminorum als etwas jünger zu taxieren als die Pleiaden: die schwächere Komponente liegt mitten im gemeinsamen Teil der Hauptreihe (Pleiaden, M 39, Coma, Hyaden), die hellere hingegen, die sich rascher entwickelt hat, ist bereits aus der Hauptserie ausgetreten (Leuchtkraftklasse IV, auf der «jüngeren» Seite der Pleiaden). Bei  $\delta$  Ori,  $\tau$  Tau und HR 2174 kann die gleiche Ueberlegung wiederholt werden.

Durch Fortsetzen dieses Verfahrens auf gut untersuchte Haufen, Doppel- und Einzelsterne kann so der Raum E in Alter geeicht und für jeden Stern der Entwicklungsgang als Kurve festgelegt werden.

An Sternen mit gut bekannter absoluter Helligkeit ist auch nachgewiesen worden, dass die drei Variablen,  $\lambda_1$ ,  $D$ ,  $\phi_b$ , in einer bestimmten Kombination eine Leuchtkraft eindeutig festlegen. Jeder Punkt in der räumlichen Darstellung von Abbildung 5 kann so als Vertreter einer wohldefinierten absoluten Helligkeit angesehen werden.

#### *Versuch einer Klassifikation von Population II*

Trotz den grossen Schwierigkeiten, die eine spektralanalytische Untersuchung der Sterne von Population II bietet, kann in groben Zügen die Lage dieser Sterne in der dreidimensionalen Darstellung angegeben werden. Die repräsentativen Punkte der wenigen bisher untersuchten Vertreter liegen eindeutig ausserhalb des Volumens E (siehe Abbildung 7). In der  $\lambda_1$ ,  $D$ -Darstellung (Abbildung 8) sind einige Sterne eingezeichnet (ausgefüllte Kreise und RR-Lyrae) und der vermutliche Ort von Population II durch eine gestrichelte Linie angedeutet. Diese würde im H-R-Diagramm ungefähr dem Ast von M3 längs der Hauptreihe, dann diese kreuzend, entsprechen (Abbildung 6 in<sup>1</sup>). In beiden Fällen endet dieser Bereich bei den sogenannten Haufen-Veränderlichen (z. B.

RR-Lyrae-Sterne). Die isolierten Punkte rechts in Abbildung 8 würden zum Ast von M3 gehören, der im rechten Teil des H-R-Diagramms liegt. Im  $\lambda_1 D$ -Diagramm nähme also die Population II einen gut definierten Platz ein, wobei zu berücksichtigen ist, dass die Bereiche der beiden Populationen sich nur in  $\lambda_1 D$  scheinbar kreuzen, räumlich, nach Hinzufügen von  $\phi_b$ , aber vollkommen getrennt liegen.

Ohne Hypothese über die Sternentwicklung, die Distanz und die interstellare Absorption gestattet die Wahl der genannten spektralphotometrischen Grössen (die vorwiegend aus dem kontinuierlichen Anteil der Spektren erhalten werden) die eindeutige Festlegung der den Sternen entsprechenden Punkte in einem körperhaften Diagramm. Jedem Punkt in diesem ist ebenso eindeutig eine absolute Helligkeit zugeordnet.

Selbst wenn die durch interstellare Absorption beeinflusste Grösse  $\phi_b$  ausser Betracht gelassen wird, ergibt sich – in der  $\lambda_1 D$ -Ebene – ein dem entsprechenden H-R-Diagramm überlegenes Mittel für die Klassifikation sämtlicher Sterntypen und Populationen.

Die vorläufigen Resultate dieser erst begonnenen Untersuchungen sind erreicht worden ohne gewagte Theorie, einzig durch Verwendung einer geeigneten und rationellen Klassifikation. Die weitere Entwicklung und die Vermehrung der untersuchten Sterne und Sternhaufen wird bestimmt viel Licht in all die heute noch ungeklärten Fragen werfen.

BAADE konnte am Schluss der Diskussion über den Beitrag von CHALONGE an der Studienwoche der Pontificalen Akademie in Rom<sup>2</sup> sagen, dass die vortrefflichen Resultate, die CHALONGE vorlegt, zeigen, wie viel auf diesem Gebiet getan werden kann, wenn die wohl spärlichen Beobachtungsdaten mit der grösstmöglichen Präzision gesammelt und ausgewertet werden. Wir möchten an dieser Stelle Prof. CHALONGE und seinen Mitarbeitern zu diesen Erfolgen gratulieren; wir wissen, dass sie die ersten Früchte jahrelanger Kleinarbeit sind, ein erster Ausblick auf neue Wege, dem Geheimnis der Entwicklung der Sterne und Sternengesellschaften näherzurücken. Es sei dem Forscher auch gedankt für die Bereitwilligkeit, mit der er die Unterlagen für diesen Bericht zur Verfügung stellte und für die vielen Stunden der Diskussion über seine Arbeiten.

#### *Literatur*

- 1) CHALONGE, Sternpopulationen. «Orion» N° 63, 1959, S. 523/538. -
- 2) O'CONNELL, Stellar Populations (Ricerche Astronomiche, Vol. 5), Vatican Observatory 1958 (North Holland Publ. Co, Amsterdam). -
- 3) BECKER, W. Sterne und Sternsysteme (1950). -
- 4) CHALONGE, Nécessité de trois paramètres pour la classification précise des étoiles de premiers types spectraux. Effets photométriques de l'âge (Manuskript). -
- 5) RUFENER, Classifications stellaires. «Orion» N° 63, 1959, S. 539/552. - Weitere Literatur ist in<sup>1</sup> gegeben.