

Sternspektren [Fortsetzung]

Autor(en): **Steinlin, U.**

Objektyp: **Article**

Zeitschrift: **Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft**

Band (Jahr): **8 (1963)**

Heft 80

PDF erstellt am: **22.07.2024**

Persistenter Link: <https://doi.org/10.5169/seals-900196>

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Inhalten der Zeitschriften. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern.

Die auf der Plattform e-periodica veröffentlichten Dokumente stehen für nicht-kommerzielle Zwecke in Lehre und Forschung sowie für die private Nutzung frei zur Verfügung. Einzelne Dateien oder Ausdrucke aus diesem Angebot können zusammen mit diesen Nutzungsbedingungen und den korrekten Herkunftsbezeichnungen weitergegeben werden.

Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Die systematische Speicherung von Teilen des elektronischen Angebots auf anderen Servern bedarf ebenfalls des schriftlichen Einverständnisses der Rechteinhaber.

Haftungsausschluss

Alle Angaben erfolgen ohne Gewähr für Vollständigkeit oder Richtigkeit. Es wird keine Haftung übernommen für Schäden durch die Verwendung von Informationen aus diesem Online-Angebot oder durch das Fehlen von Informationen. Dies gilt auch für Inhalte Dritter, die über dieses Angebot zugänglich sind.

STERNSPEKTREN *

Von U. STEINLIN

2. DIE SPEKTREN VERSCHIEDENER STERNE

Kontinuierliches Spektrum, Linienspektrum in Emission oder in Absorption, Bandenspektrum (ebenfalls in Emission oder Absorption) – das sind die verschiedenen Typen von Spektren, die der Physiker kennt. Alle diese Typen kommen unter den Spektren, die der Astronom mit dem am Fernrohr angehängten Spektrographen von verschiedenen Sternen aufnimmt, auch vor, – oft in buntem Durcheinander. Die grosse Mehrzahl der Spektren – der normalen Sterne wenigstens – fällt jedoch in eine einzige der obigen Kategorien: es sind kontinuierliche Spektren mit den Absorptionslinien verschiedenster chemischer Elemente und in verhältnismässig wenig Fällen dazu noch Banden von Molekülen, ebenfalls in Absorption. Das kontinuierlich über alle Wellenlängen, alle Farben verteilte Licht stammt aus dem sehr heissen Sterninnern, während eine im Verhältnis zur Grösse des ganzen Sternes dünne, etwas kühlere Schicht an seiner Oberfläche diesem Kontinuum die Absorptionslinien aufprägt.

Das Auftreten bestimmter Absorptionslinien sagt zunächst einmal, dass in dem Stern Atome des chemischen Elementes vorhanden sind, dessen Linien wir sehen, und dass darüber hinaus diese Atome dazu noch im richtigen Ausgangszustand für die im speziellen Fall beobachtete Absorption sein müssen. Am einfachsten Atom, das des Wasserstoffs (H), können wir am besten sehen, was damit gemeint ist und wie wir mehr über die Eigenschaften des Sternes lernen können. Ist das Wasserstoffgas kalt, dann läuft in jedem seiner Atome das einzige Elektron, das zu ihm gehört, im Grundzustand der tiefsten möglichen Bahn um den Kern. Diejenigen Absorptionslinien des Wasserstoffs, die in den sichtbaren Teil des Spektrums fallen, können damit nicht auftreten, denn die Serie von Linien zwischen Rot und Ultraviolett (Balmerserie genannt) entsteht ja dadurch, dass das Elektron von der zweiten der ihm möglichen Bahnen in eine der höheren Bahnen steigt und die dazu nötige Energie sich aus der Strahlung entnimmt. Im kalten Wasserstoff sind aber keine Elektronen in der zweiten Bahn, also kann es auch

* 1. Teil siehe « Orion » N° 79, Seite 30.

keine Balmer-Absorption geben. Wird der Wasserstoff aber langsam erwärmt, verstärkt sich die Bewegung seiner Atome und in manchen von ihnen laufen nun die Elektronen in der zweiten Bahn. Jetzt sind sie in der richtigen Ausgangslage für die Aufnahme der Energiequanten, die der Bahnserie entsprechen, und mit steigender Temperatur treten die Absorptionslinien immer deutlicher hervor. Steigt aber die Temperatur immer weiter und weiter, dann werden erst wenige, dann immer mehr Atome des Wasserstoffs ionisiert – sie verlieren ihr einziges Elektron und damit jede Möglichkeit, Strahlung zu absorbieren. Die Absorptionslinien werden also mit steigender Temperatur wieder schwächer und verschwinden ganz, wenn das Gas so heiss ist, dass praktisch alle Atome ionisiert sind.

Bei anderen als Wasserstoff-Atomen ist die Geschichte noch nicht so schnell zu Ende. Auch die Atome des Heliums, des Sauerstoffs, des Eisens werden ionisiert, wenn die Temperatur steigt. Aber wenn sie auch so ein Elektron verlieren, haben sie doch noch mehrere andere, die immer noch von Bahn zu Bahn wechseln, Licht absorbieren und wieder aussenden können. Allerdings: wenn ein Elektron fehlt, das Atom ionisiert ist, dann sind die Energieverhältnisse der restlichen Elektronen gegenüber dem neutralen Atom etwas verändert, das Atom absorbiert andere Energiequanten, und dies bedeutet, dass andere Linien im Spektrum auftreten. Bei noch höherer Temperatur verliert das Atom möglicherweise noch ein zweites und drittes Elektron – es wird damit zweifach oder dreifach ionisiert –, und jedesmal ändern sich die Verhältnisse, unter denen sich die übriggebliebenen bewegen. Jedesmal treten also neue Linien auf, während die des vorherigen Zustandes in dem Masse, in dem die Atome den neuen Ionisationszustand erreichen, schwächer werden und schliesslich verschwinden.

Im Artikel über «Sternphotometrie» («Orion» № 55, S. 189) wurden die Sterne nach ihrer Farbe und damit ihrer Temperatur in Klassen gruppiert. Diese Klassen wollen wir uns noch einmal vornehmen und sehen, welche Linien in jeder von ihr besonders hervorstechen – was für Elemente also in den betreffenden Sternen da sind und in welchem Ionisationszustand sie sich befinden. Der Physiker kann für uns ausrechnen, bei welcher Temperatur jede einzelne Linie jedes Elementes besonders stark ist (– wenn nämlich die Atome gerade im richtigen Ausgangszustand für die betreffende Absorption sind). Damit haben wir eine zweite Möglichkeit, die Temperatur der Oberfläche eines bestimmten Sternes zu bestimmen und können unsere Temperaturbestimmung auf Grund der Farbe des Sternes, wie sie im erwähnten Artikel vorgenommen wurde, kontrollieren.

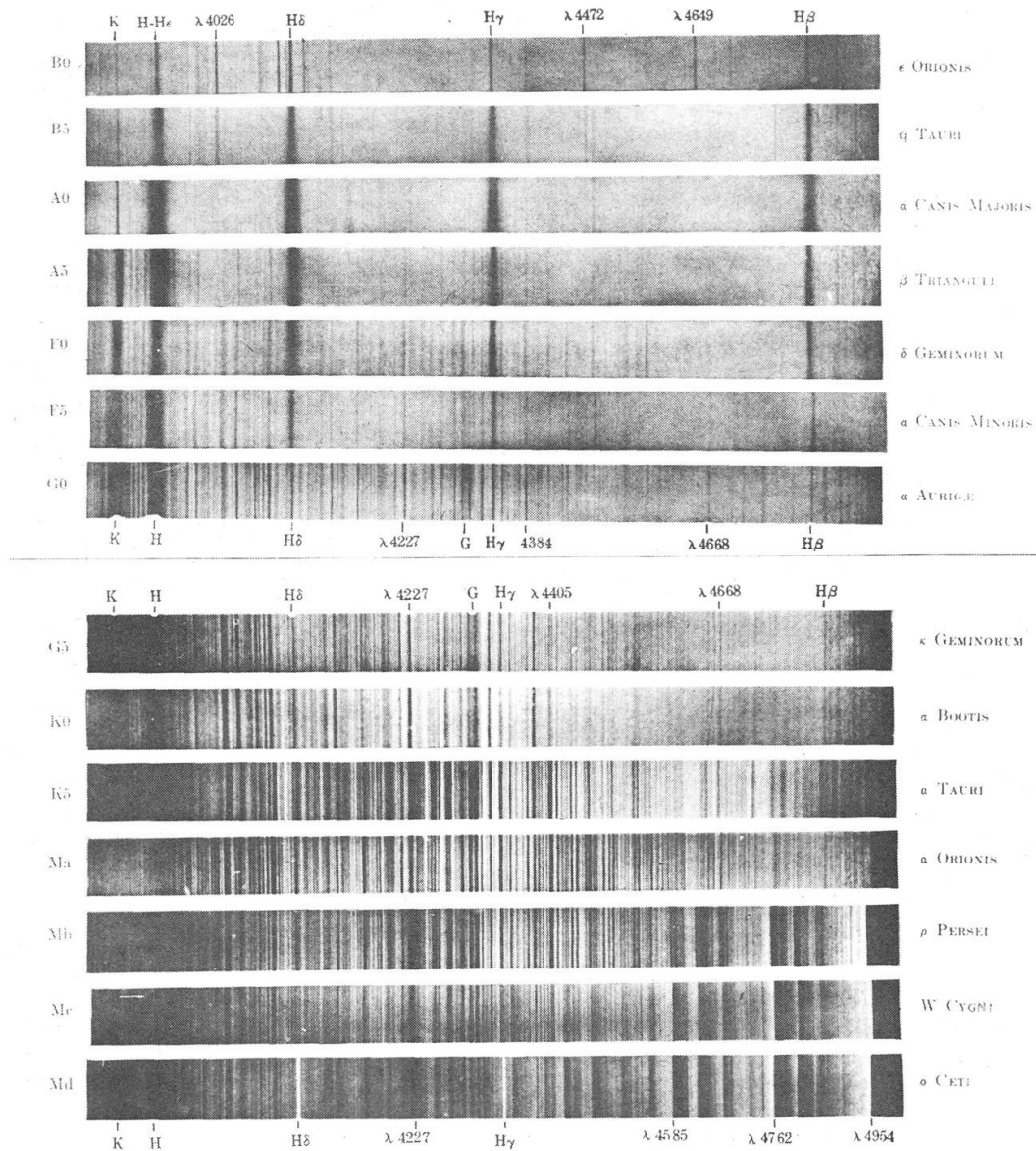


Abbildung 1 — Sternspektren von Sternen verschiedener Temperatur. Einige wichtige Linien werden mit Buchstaben bezeichnet, die anderen mit ihrer Wellenlänge in Ångström-Einheiten (Å).

H β , H γ , H δ , H ϵ : 2., 3., 4., 5. Linie der Balmer-Serie des Wasserstoffs. H, K: Linien des einfach ionisierten Calciums (die Linien H ϵ und H fallen auf dieselbe Stelle im Spektrum).

G: Linie des Kohlenstoff-Wasserstoff-«Radikals» CH. 4026, 4472: Helium.

4649: doppelt ionisierter Kohlenstoff. 4227: Calcium.

4384, 4405: Eisen. 4668: Titan.

4585, 4762, 4954: Titanoxyd: Bandenspektrum eines Moleküls. Die Banden, Gruppen sehr eng liegender Linien, sind meistens nach der einen Seite scharf begrenzt (sog. Bandenkopf), während sie nach der anderen Seite auslaufen.

Im untersten Spektrum (Klasse Md) treten die Wasserstofflinien H γ und H δ in Emission auf.

Fangen wir bei den heissesten, den O-Sternen an, so finden wir dort Linien einiger ionisierter Elemente: Kohlenstoff und Stickstoff, die zwei Elektronen verloren haben, Silizium mit drei fehlenden Elektronen, und vor allem Linien des Heliums (He): der grössere Teil des vorhandenen He ist ionisiert, ein Teil ist aber noch in neutralem Zustand da. So schliessen wir daraus, dass die Linien des ionisierten He stärker sind als die des neutralen He. Der vorhandene Wasserstoff ist bei diesen hohen Temperaturen beinahe völlig ionisiert und damit nicht fähig, Licht zu absorbieren: die Balmerreihe ist nur ganz schwach zu sehen.

Auch die B-Sterne sind bläulich leuchtende, heisse Sterne, doch nicht gar so heiss wie die O-Sterne. In den früheren Unterklassen (B0 - B4 etwa) sind die Linien des neutralen Heliums ausgeprägt, ionisiertes Helium ist dagegen fast ganz verschwunden. Silizium zeigt sich als nur noch doppelt ionisiert, in den späteren Unterklassen (B5 - B9) ist es nur noch einfach ionisiert. Die Heliumlinien verschwinden in den späteren Unterklassen. Dagegen nimmt die Stärke der Balmerlinien des Wasserstoffs Schritt um Schritt zu, bis sie schliesslich im Spektrum dominieren: mit der langsam sinkenden Temperatur sind immer weniger H-Atome ionisiert, immer mehr im neutralen Zustand mit ihrem Elektron in der zweiten Energiestufe, von der aus es die Lichtquanten mit der Wellenlänge dieser Linien absorbieren kann.

In den folgenden Klassen A0, A1, A2 erreichen die Balmerlinien ihre maximale Intensität. In den weiteren, immer kühleren Klassen von A über F und G bis K werden sie wieder schwächer, um schliesslich beinahe ganz zu verschwinden: das Elektron des H-Atoms ist bei den betreffenden Temperaturen fast immer im Grundzustand und darum nicht mehr zu dieser speziellen Absorption fähig. Dafür treten von A0 an mehr und mehr Linien verschiedener Metalle auf. Besonders zwei Linien von ionisiertem Calcium werden immer stärker, je weiter wir gehen, und haben darum sogar einen eigenen Namen erhalten: H- und K-Linie. Ist der Stern sehr viel kühler – etwa vom Typ K – dann sind viele der Calcium-Atome nicht mehr ionisiert, und mit allen ihren Elektronen zu ihrer Verfügung können sie z. B. Licht von der Wellenlänge 4227 Å absorbieren. Für alle erwähnten Linien schaue man sich Abbildung 1 an. Die Wellenlängen werden gewöhnlich in Einheiten von 0,00000001 cm angegeben, die Angström (Å) genannt werden, nach einem schwedischen Physiker. Je kühler der Stern, umso vielfältiger werden die Linien verschiedener Metalle, des Eisens vor allem, und in den M-Sternen treten sogar die Banden von Molekülen auf – oder was der Astronom zum Schrecken des Chemikers wenigstens Moleküle

nennt. Die Temperatur von 3-4000 Grad ist immer noch zu hoch, als dass grössere Moleküle in der Sternatmosphäre bestehen könnten, doch einige Verbindungen von zwei oder drei Atomen, die der Chemiker teils Radikale nennt, können trotz der hohen Temperaturen ihren Zusammenhalt bewahren. Die Verbindung CH etwa zeigt sich schon in den G- und K-Sternen im sogenannten G-Band; bei kühleren Sternen kommt etwa das Cyan-Radikal CN zum Vorschein oder die Oxyde einiger Metalle: des Titans TiO, des Zirkon ZiO und CO – das erstere in der Klasse M, das zweite und dritte in den sehr seltenen Sternen der Klassen S bzw. R und N, die in der Temperatur etwa den M-Sternen entsprechen, aber wegen dieser Besonderheiten ihres Linienspektrums in spezielle Klassen zusammengefasst wurden.

Mancher mag sich wundern, warum die Buchstaben zu Bezeichnung der Klassen so ohne jede Regelmässigkeit aus dem Alphabet herausgepickt sind. Dies ist ein Ueberbleibsel aus frühester Zeit der Sternspektroskopie. Als man nur eben gerade die Spektren aufnehmen konnte, aber über die Bedeutung der Linien im Zusammenhang mit dem Zustand des Sterns noch wenig wusste, versuchte man zunächst einmal Ordnung in die Vielfalt zu bringen, indem man die Spektren nach der Intensität der Wasserstoff-Linien einteilte. Spektren mit sehr starken Linien waren Gruppe A, die nächsten B usw., und so führte man eine ganze Menge von Klassen ein. Später zeigte sich, dass die Stärke der H-Linien allein ein schlechtes Kennzeichen ist. Wie wir gesehen haben, können sowohl sehr heisse als auch sehr kühle Sterne schwache H-Linien haben, einzig und allein nach ihnen geordnet, ständen darum die heissen O-Sterne zwischen den «kühlen» Klassen M, N, R, S. So wurden später diese Klassen wieder umgestellt, gleichzeitig einige Vereinfachungen eingeführt, da und dort mehrere unnötigerweise unterschiedene Klassen in eine zusammengefasst – und so kam am Ende die jetzige Auswahl an Buchstaben zustande.

Kleine Buchstaben werden benützt, um weitere Details, die aus der eigentlichen Spektralklasse noch nicht ersichtlich sind, zu bezeichnen. Wichtig sind vor allem d und g (für englisch «dwarf und giant»), die die Spektren von Zwergen und Riesen unter den Sternen kennzeichnen, also etwa dF8 - gF8 wären zwei Sterne mittlerer Temperatur, die in fast allen Einzelheiten das gleiche Spektrum (nämlich von Typus F8) haben, aber sich in einigen kleinen Details als Zwerg oder als Riese unterscheiden. Ein «n» bezeichnet diffuse, verschwommene Linien («nebulous»), «s» besonders scharfe Linien, «e» weist hin auf das Auftreten von Emissionslinien im Spektrum, «p» («peculiar») auf andere Besonderheiten.

Die Linien in einem Sternspektrum geben nicht nur Auskunft über die Temperatur der Sternatmosphäre und über die vorhandenen Elemente – sie sind darüber hinaus eine äusserst vielseitige Informationsquelle für alle möglichen Dinge, die in einem Stern (und, wie wir noch sehen werden, auch im Raume zwischen dem Stern und uns) vor sich gehen. Aus der Intensität der einzelnen Linien lässt sich nicht nur sagen, dass ein bestimmtes Element (zu dem die betreffenden Linien gehören) im Stern vorhanden sein muss, sondern auch die Menge, der Anteil des Elementes an der Materie des Sternes ablesen. Starke Fe-Linien: viel Eisen – schwache H-Linien: wenig Wasserstoff – ganz so einfach ist es natürlich nicht. Daraus, dass etwa die K- und M-Sterne so gut wie keine H-Linien zeigen, dürfen wir nicht schliessen, dass in ihnen kein Wasserstoff vorhanden ist, im Gegenteil: die Atmosphären dieser Sterne bestehen so gut wie die der A-Serie aus mindestens 95 % H. Allein, bei den tieferen Temperaturen absorbiert der Wasserstoff kaum etwas an Licht. Im physikalischen Laboratorium haben wir zunächst herauszufinden, wie stark die Absorption eines bestimmten Elementes bei verschiedenen Temperaturen ist, oder – vor allem, wenn die Temperaturen über das hinausgehen, was wir im Laboratorium handhaben können – wir lassen uns vom theoretischen Physiker sagen, wie gross die «Uebergangswahrscheinlichkeiten» der verschiedenen Atome sind, das heisst, wie leicht oder wie schwierig es für die Elektronen eines bestimmten Atomes ist, von einem Zustand in einen anderen überzugehen und damit Licht einer bestimmten Wellenlänge zu absorbieren. Erst unter Berücksichtigung dieser Angaben können wir aus der Intensität der Linien im Sternspektrum schliessen, in welchen Mengen verschiedene Elemente in der Atmosphäre eines Sternes vorkommen. Und dann mag es sich wohl so treffen, dass ein Element, dessen Linien alle anderen an «Dichte» übertreffen, nur in geringen Spuren vorhanden ist, und andere mit viel feineren, kaum erkennbaren Linien hundertfach häufiger da sind – nur absorbiert eben das erste viel bereitwilliger Licht «seiner» Wellenlänge als das zweite.

Adresse des Verfassers:

*Dr. U. Steinlin, Astronomisch-meteorologische Anstalt, Binningen-
Basel*