

Astronomie in der Schule

DOK: G\Prosp\Zub\BlazeGitter\Sonderdruck-SuW.doc

Sternspektrographie in der Schule

Von Otto Zimmermann

Wenn der Astronomieunterricht mehr sein soll als ein Sammeln von Faktenwissen über das Weltall, muß er dem Schüler exemplarisch die wichtigsten Wege zeigen, auf denen der Astronom aus Beobachtungsergebnissen mit den für seine Wissenschaft charakteristischen Methoden Erkenntnisse über die Objekte seiner Forschung gewinnt. Es ist eine grundlegende didaktische Erfahrungstatsache, daß ein solches Unterrichtsziel am besten erreicht werden kann, wenn der Schüler diese Wege an einfachen Beispielen selbst gehen gelernt hat. In besonderem Maße bietet sich hierzu die Sternspektrographie an, denn einerseits stellen Sternspektren die wichtigste Informationsquelle für den physikalischen Zustand der Fixsterne dar – sie bilden deshalb einen wesentlichen Grundstein der Astrophysik –, andererseits ist die Aufnahme und Auswertung von Sternspektren eine Aufgabe, die im Schulunterricht relativ einfach durchgeführt werden kann. Wenn die Fixsternspektrographie trotzdem im Praktikum des Astronomieunterrichts nur selten zum Zuge kommt, dürfte dies in erster Linie darauf zurückzuführen sein, daß die Identifizierung der Spektrallinien bei den hierzu in der Regel verwendeten Prismenspektren Schwierigkeiten bereitet – abgesehen von Spektren der Sterne mit Spektralklassen um A0, die deutlich hervortretende Balmerlinien besitzen.

1. Zur Photographie von Sternspektren

1.1. Das Instrumentarium

Grundsätzlich kann man zur spektralen Zerlegung des Lichtes Prismen oder Beugungsgitter benützen. Der sofort ins Auge fallende Unterschied von Prismen- und Gitterspektren besteht darin, daß ein Prisma nur ein Spektrum erzeugt, das Gitter jedoch beiderseits vom Bild der Lichtquelle (0. Beugungsordnung) mindestens 1 Paar Spektren 1. Ordnung oder – je nach der verwendeten Anordnung – noch weitere Paare von Spektren höherer Ordnung liefert. Während also die Lichtenergie vom

Prisma auf ein einziges Spektrum konzentriert wird, verteilt sie das Gitter auf mehrere Spektren. Daraus folgt zwangsläufig, daß bei sonst gleichen Bedingungen das Prismenspektrum einer bestimmten Lichtquelle wesentlich lichtstärker ist als eines der von einem normalen Gitter erzeugten Spektren. Da wir es bei den Fixsternen mit sehr schwachen Lichtquellen zu tun haben und die optischen Instrumente, die in der Schule für die Sammlung des Sternlichts zur Verfügung stehen meist auch nicht besonders leistungsfähig sind, liegt es hier nahe, zur Herstellung von Sternspektren eine Methode zu wählen, die in bezug auf die Lichtstärke besonders effektiv ist. Dies ist der Grund dafür, daß in der Schule – und übrigens auch in der Amateurastronomie – bisher nahezu ausschließlich Prismen zur Erzeugung von Fixsternspektren verwendet wurden.

Zur amateurastronomischen Praxis photographischer Aufnahmen von Sternspektren mit Hilfe eines Prismas gibt es in der einschlägigen Literatur zahlreiche Hinweise; auch in dieser Zeitschrift sind zu diesem Themenkreis schon mehrere Aufsätze erschienen. Dabei sind hinsichtlich der Methode zwei Gruppen zu unterscheiden: Entweder wird das Prisma vor dem Objektiv angebracht, und die photographische Schicht befindet sich in der Objektiv-Brennebene (Objektivprismen-Spektrographie; vgl. [1], [3]), oder das vom Objektiv gelieferte Bild des Sterns liegt auf dem Spalt eines Prismenspektrographen der üblichen Bauart, in dessen Bildebene die photographische Schicht liegt (Spaltspektrographie; vgl. [2]).

Eine besonders einfache Variante der Objektivprismen-Spektrographie besteht darin, ein Prisma direkt vor das Teleobjektiv einer Kleinbildkamera zu setzen (vgl. [3], [4], [6]); da in diesem Fall kein Fernrohr benötigt wird, eignet sich diese Methode besonders für astronomische Praktikumsaufgaben, die von den Schülern zu Hause ausgeführt werden sollen. – Spaltspektrographen sind demgegenüber sehr schwerfällig zu handhaben, sie benötigen höhere Belichtungszeiten und liefern im Gegensatz zu Objektivprismenaufnahmen stets nur das Spektrum eines einzigen Sterns; deshalb werden sie nur in seltenen Fällen auf Schulsternwarten Anwendung finden.

Die Verwendung von Beugungsgittern ist in der Regel auf die Spaltspektrographie beschränkt, wo statt eines Prismenspektrographen ein Gitterspektrograph verwendet werden kann (für wissenschaftliche Zwecke werden Gitterspektrogra-

phen bevorzugt). Die aus dem Blickwinkel der Schule erwähnten aufnahmetechnischen Probleme der Spaltspektrographie sind jedoch unabhängig davon, ob ein Prismen- oder ein Gitterspektrograph benützt wird; deswegen wurde bisher die Sternspektrographie mit Beugungsgittern in der Schule kaum praktiziert – obwohl Gitterspektren gerade für Schüler sehr viel leichter zu interpretieren sind als Prismenspektren.

Eine grundlegende Änderung dieser Situation verspricht der Blaze-Gitter-Spektrograph, der von der Firma Baader Planetarium entwickelt wurde und seit etwas mehr als einem Jahr auf dem Markt ist. Das Gerät unterscheidet sich mindestens in zweifacher Hinsicht grundsätzlich von den Spaltspektrographen mit normalem Gitter:

1. Das Blaze-Gitter ist ein (holographisch hergestelltes) Transmissionsgitter, bei dem durch ein besonderes Profil der Gitterfurchen dafür gesorgt wurde, daß

Tabelle 1: Die für die Klassifizierung der Sternspektren nach Tabelle 2 wichtigsten Absorptionslinien.

Spektrum	Atom, Ion, bzw. Molekül	λ [nm]	Bezeichnung
HI-Balmer-serie	H	486.1	H β
		434.0	H γ
		410.1	H δ
		397.0	H ϵ = H7
		388.9	H8
		383.5	H9
		379.8	H10
		377.0	H11
		364.6	Serien-grenze
He I	He	402.6	
		447.2	
He II	He ⁺	392.4	
		420.0	
		454.2	
		468.6	
Ca I	Ca	422.7	g
Ca II	Ca ⁺	393.4	K
		396.9	H
Fe I	Fe	430,8	G
Ti II	Ti ⁺	430,8	G
Ca I	Ca	430,8	G
TiO	TiO	455.4	
		476.2	
		484.7	
		500.3	
		516.7	
		544.8	

die Lichtintensität auf eine der beiden 1. Ordnungen des Beugungsbildes konzentriert wird. Dadurch wird ein wesentlicher Mangel des Gitterspektrums gegenüber dem Prismenspektrum, nämlich die Verteilung des einfallenden Lichts auf mehrere Beugungsordnungen durch das Gitter und die dadurch bedingte geringe Helligkeit eines Gitterspektrums, größtenteils behoben.

2. Das Gitter wird ungefähr 12 cm vor der Brennebene des Fernrohrobjektivs in den Strahlengang gebracht. In der Objektivbrennebene befindet sich die photographische Schicht, auf der das Fokalbild des Sterns und seine Gitterspektren liegen. Außer dem Blaze-Gitter werden also keine weiteren optischen Teile benötigt; insbesondere entfällt die Einstellung des

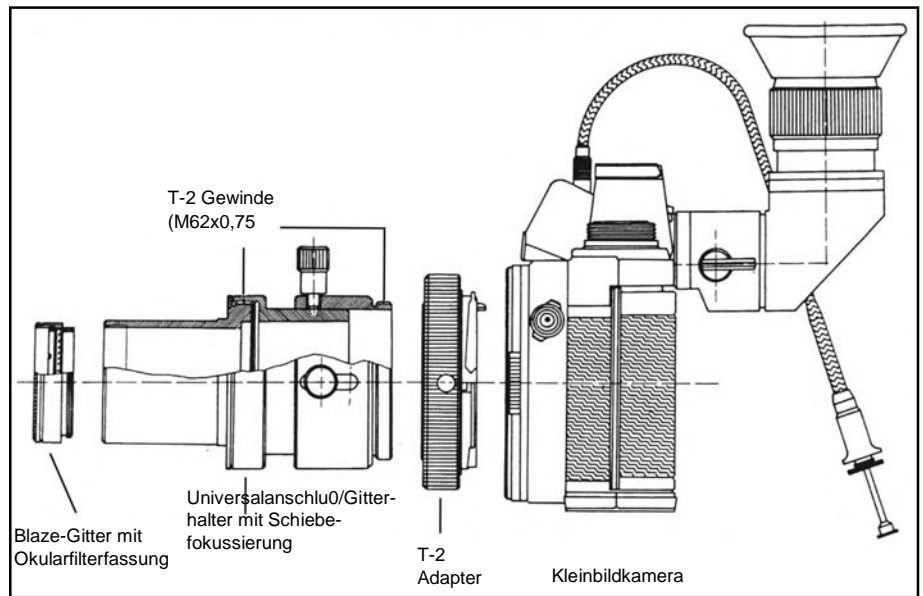


Abb. 1: Skizze der Bauteile des Spektrographen

Tabelle 2: Überblick über die Spektraltypen der Harvard-Spektralsequenz mit den wichtigsten Klassifikationskriterien

Spektraltyp	Klassifikationskriterien
O 5	Relativ wenige Fraunhoferlinien auf intensivem Kontinuum, vorherrschend He II.
B 0	Linien des neutralen Heliums He I stark. Balmer Serie des Wasserstoffs mäßig stark.
A 0	Balmer Serie des Wasserstoffs in maximaler Stärke. K-Linie des Ca II sehr schwach. Keine He II- oder He I-Linien.
F 0	Balmer Serie des Wasserstoffs nur noch halb so stark wie bei A 0. K-Linie des Ca II etwa gleich stark wie die Summe der H-Linie des Ca II und H ϵ . Durch Linien neutraler Metalle, besonders des Fe I, gegenüber den Spektralklassen O, B, A stark veränderter Gesamteindruck.
G 0	Balmer Serie des Wasserstoffs mäßig stark. Ca I etwa gleich stark wie H β oder H γ . Die von Fraunhofer mit G bezeichnete Liniengruppe und die H- und K-Linie des Ca II dominieren.
K 0	Ca II in maximaler Stärke. G-Liniengruppe stärker als Ca I. Keine deutlichen Molekülbanden.
M 0	Bandenspektrum des TiO vorherrschend. Intensivste Linie ist die von Fraunhofer mit g bezeichnete Linie des Ca I.

Sternbildchens auf den Spektrographenspalt.

Die Anwendung des Blaze-Gitter-Spektrographen ist mindestens so einfach wie die eines Objektivprismas vor dem Teleobjektiv einer Kleinbildkamera, allerdings benötigt man bei der Sternspektrographie mit dem Blaze-Gitter ein Fernrohr (Abb.5). Das Gitter wird auf das vordere Ende einer Stechhülse (1¼") geschraubt (Abb.1), die in den Okularstützen des Fernrohrs eingeführt und festgeklemmt wird. Die Stechhülse trägt an ihrem hinteren Ende einen Universalanschluß, der entweder ein Okular aufnehmen kann (für visuelle Beobachtung mit einer aufgesteckten Zylinderlinse zur Verbreiterung der Spektren), oder an den über einen entsprechenden Adapter eine Kleinbildkamera angebracht wird. Der Wechsel zwischen Okular und Kamera erfordert also nur wenige Handgriffe. Das benutzte Gitter besitzt etwa 200 Linien pro Millimeter; das Spektrum 1. Ordnung entsteht also ungefähr unter den Beugungswinkeln zwischen 4° und 8°. Da sich das Gitter rund 115 mm vor der Objektivbrennebene des Fernrohrs befindet, erstreckt sich das Spektrum 1. Ordnung im Abstand von 8 mm bis 16 mm von der 0. Ordnung; das Negativformat einer Kleinbildkamera nimmt also neben dem Spektrum 1. Ordnung auch noch das ungebogene Sternbildchen in der 0. Ordnung auf. Dementsprechend kann man auch im Lichtschacht der Spiegelreflexkamera gleichzeitig den interessierenden Stern selbst und sein Spektrum beobachten, was die Ausrichtung des Instruments auf den betreffenden Stern sehr erleichtert. In diesem Zusammenhang muß darauf hingewiesen werden, daß bei der Prismen-Spektrographie mit Teleobjektiv und Kamera zur Ausrichtung auf einen bestimmten Stern wegen des im Prisma abgelenkten Strahlengangs mindestens eine einfache Visiereinrichtung (vgl. [4]) benützt

werden muß, besser aber der Spektrograph auf die Montierung eines Fernrohrs gesetzt wird, das man dann als Leitrohr verwendet (vgl. [3]); eine Kontrolle der Ausrichtung kann also bei dieser Methode – wenn überhaupt – nur an Hand des Sternspektrums im Lichtschacht der Kamera vorgenommen werden, nicht aber am Bild des Sterns selbst, wie es beim Blaze-Gitter-Spektrographen möglich ist. Der relativ große Durchmesser des Blaze-Gitters von etwa 25 mm sorgt dafür, daß bei Fernrohren mit Öffnungsverhältnissen unter f/5 das Gesichtsfeld nicht durch die Gitterfassung eingeschränkt wird; dazu gehören z.B. die Celestron-Fernrohre, bei denen das Öffnungsverhältnis zwischen f/9 und f/11 liegt.

1.2. Die Methoden

Weil das Bild eines Fixsterns (also auch die 0. Ordnung seines Beugungsbildes) punktförmig erscheint, liefern Prisma und Gitter ein fadenförmiges Spektrum. Zur Bearbeitung muß dieses Spektrum senkrecht zur Dispersionsrichtung verbreitert werden. Bei visueller Beobachtung benützt man dazu eine Zylinderlinse. Für die photographische Aufnahme von Fixsternspektren ist es jedoch besser, eine der folgenden Methoden zu verwenden, denn diese liefern Abbildungen besserer Qualität; in jedem Fall orientiert man dazu den Spektrographen so, daß die Dispersionsrichtung senkrecht zur scheinbaren täglichen Bewegung der Sterne liegt (die brechende Kante des Prismas bzw. die Linien des Gitters sind dann parallel zum Himmelsäquator).

1. Im einfachsten Fall wird die Verbreiterung des Spektrums bei ruhendem Spektrographen durch die scheinbare tägliche Bewegung der Sterne erzeugt; sie spiegelt sich in einer Wanderung des Sternbildchens bzw. seines Spektrums in der Brennebene des Objektivs, also auf der photographischen Schicht. Die Geschwindigkeit, mit der sich dabei ein Stern-

bildchen bewegt, ist proportional zur Objektivbrennweite f und nimmt mit wachsender Deklination δ des abgebildeten Sterns ab:

$$v_0 = f \cdot \omega_0 \cdot \cos\delta \quad (1)$$

Dabei ist $\omega_0 = 15''/s$ die Winkelgeschwindigkeit, mit der die Sphäre zu rotieren scheint. Will man also ein Spektrum der Breite b erzeugen, so muß man während der Zeitspanne $\Delta t_n = b/v_0$ belichten. Wegen

$$15''/s = 15'' \cdot \frac{\pi}{180 \cdot 3600''} \text{ rad/s}$$

ergibt sich:

$$\Delta t_n = \frac{b}{f \cdot \cos\delta} \cdot 1.38 \cdot 10^4 \text{ s} \quad (2)$$

Um beispielsweise mit einem Objektiv der Brennweite $f = 2000 \text{ mm}$ (C 8) ein Spektrum der Breite $b = 1 \text{ mm}$ von β Ursae Majoris ($\delta \approx 56^\circ$) zu erzeugen, muß man demnach bei ruhendem Spektrographen $\Delta t_n \approx 12 \text{ s}$ exponieren.

Da hier der Belichtungsspielraum bei einem bestimmten Spektrographen ausschließlich durch die Deklination des untersuchten Sterns bestimmt ist, kann man die Schwärzung des Negativs im Spektralbild eines bestimmten Sterns nur durch verschieden empfindliches Filmmaterial variieren. Hat man also z. B. für β Ursae Majoris das geeignete Filmmaterial durch Probieren gefunden, so muß man – wenn die Spektralbilder anderer Sterne ungefähr gleich belichtet werden sollen – hellere Sterne mit niedrigerer Deklination bzw. schwächere Sterne mit höherer Deklination auswählen.

2. Die bei der ersten Methode vorliegende Einschränkung des Belichtungsspielraums beruht auf der Unveränderlichkeit der durch den ruhenden Spektrographen und das sich scheinbar drehende Himmelsgewölbe bestimmten Relativbewegung des Sternspektrums auf der photographischen Schicht. Dieser Mangel läßt sich also beheben, wenn auch der Spektrograph eine Drehung um die Stundenachse ausführen kann. Die eleganteste Möglichkeit ist die Verwendung eines Frequenzwandlers, mit dem sich die Drehzahl des Nachführungsmotors in einem bestimmten Rahmen stufenlos verändern läßt. Die Differenz $\Delta\omega$ der Rotationswinkelgeschwindigkeiten von Spektrograph und Himmelsgewölbe (und damit die Geschwindigkeit v des Spektrums relativ zur photographischen Schicht) läßt sich damit von 0 bis zu einem bestimmten Maximalwert $\Delta\omega_m$ beliebig variieren; allerdings liegt dieser Maximalwert in der Regel wesentlich unter dem Relativgeschwindigkeitsbetrag $\omega_0 = 15''/s$, den man bei ruhendem Spektrographen erhält.

Um den Frequenzwandler quantitativ richtig einsetzen zu können ist es nötig, seine Potentiometerskala zu eichen,

indem man zu jeder Einstellung das zugehörige Verhältnis $\Delta\omega/\omega_0$ der relativen Winkelgeschwindigkeit bei der betreffenden Einstellung zu derjenigen bei ruhendem Fernrohr ermittelt. Am einfachsten geschieht dies, indem man die Zeiten t_0 (ohne Nachführung) und t (mit entsprechend korrigierter Nachführung) mißt, die ein bestimmter Stern zum diametralen Durchgang durch das Gesichtsfeld benötigt; dann ist $\Delta\omega/\omega_0 = t_0/t$. Nähert man sich mit der Winkelgeschwindigkeit ω der Nachführung der Winkelgeschwindigkeit ω_0 des Himmelsgewölbes, so geht die Differenz $\Delta\omega = |\omega_0 - \omega|$ gegen 0, und die Durchgangszeit t wird für eine direkte Messung unangenehm groß. In diesem Fall kann man jedoch das Verhältnis $\Delta\omega/\omega_0$ bestimmen, indem man bei Tag mit laufender Nachführung die Durchgangszeit eines weit entfernten Gegenstandes durchs Gesichtsfeld mißt. Findet man bei verlangsamter Nachführung die Zeit t' bei unkorrigierter Nachführung den Wert t'_n , so ist das gesuchte Verhältnis $\omega/\omega_0 = t'_n/t'$, also $\Delta\omega/\omega_0 = 1 - t'_n/t'$.

3. Steht kein Frequenzwandler zur Verfügung oder kommt es nicht so genau auf die gleiche Belichtung der verschiedenen Sternspektren an, so kann man sich im Lichtschacht der Kamera parallel zur Dispersionsrichtung des Sternspektrums zwei parallele Striche als Marken anbringen, deren Abstand der gewünschten Breite des Spektrums auf dem Negativ entsprechen. Man belichtet dann, während das fadenförmige Sternspektrum von der einen zur anderen Marke wandert. Nachdem man jeweils durch Nachführung des (parallaktisch montierten) Spektrographen von Hand das fadenförmige Spektrum wieder an die Ausgangslage gebracht hat, läßt sich der Vorgang beliebig oft wiederholen und damit die Belichtung vervielfachen. Die Zahl der Wiederholungen ergibt sich aus dem Folgenden.

1.3. Überlegungen zur Belichtung

Unter der Belichtung B der photographischen Schicht versteht man das Produkt der Beleuchtungsstärke E und der Belichtungszeit T (der Schwarzschild-Exponent wurde dabei näherungsweise gleich 1 gesetzt). Bei der Belichtung der photographischen Schicht durch das darüber wandernde, fadenförmige Sternspektrum kann man E als Mittelwert der Beleuchtungsstärke der photographischen Schicht innerhalb dieses fadenförmigen Spektrums ansehen; dann ist T die Zeitspanne die dieses Spektrum benötigt, um über einen bestimmten Punkt der photographischen Schicht zu wandern. Diese Zeitspanne ist jedenfalls umgekehrt proportional zur Geschwindigkeit v des Spektralfadens relativ zur photographischen Schicht. Mit einer Proportionalitätskonstanten k kann man also schreiben:

$$B = k \cdot \frac{E}{v} \quad (3)$$

Entsprechend zu Gleichung (1) gilt: $v = f \cdot \Delta\omega \cdot \cos\delta$. Damit ergibt sich aus Gleichung (3):

$$B = k \cdot \frac{E}{f \cdot \Delta\omega \cdot \cos\delta} \quad (3a)$$

Zwei Sterne mit den scheinbaren Helligkeiten m und m' und den Deklinationen δ und δ' sollen im gleichen Spektrographen fadenförmige Spektren mit den mittleren Beleuchtungsstärken E und E' auf der photographischen Schicht erzeugen. Dann ist das Verhältnis der Belichtungen der photographischen Schicht:

$$\frac{B}{B'} = \frac{E}{E'} \cdot \frac{\Delta\omega'}{\Delta\omega} \cdot \frac{\cos\delta'}{\cos\delta} \quad (4)$$

Berücksichtigt man hier die Definitionsgleichung der scheinbaren Helligkeiten

$$m - m' = -2.5 \text{ mag} \cdot \lg \left(\frac{E}{E'} \right)$$

So erhält man aus (4):

$$m - m' = -2.5 \text{ mag} \cdot \lg \left(\frac{B}{B'} \cdot \frac{\Delta\omega}{\Delta\omega'} \cdot \frac{\cos\delta}{\cos\delta'} \right) \quad (5)$$

Wir nehmen nun an, durch Spektrographieren nach der 1. Methode sei aus einer Serie von Probeaufnahmen verschiedener Sterne festgestellt worden, daß ein bestimmter Stern (scheinbare Helligkeit m' Deklination δ') bei dem verwendeten Spektrographen und dem benutzten Filmmaterial die gewünschte Schwärzungsdichte des Negativs im Spektrum zeige. Dieser Stern wird im folgenden zur Normierung der Belichtung benützt. Da sein Spektrum nach der ersten Methode gewonnen wurde, ist für ihn $\Delta\omega' = \omega_0 = 15''/s$.

Soll nun das Spektrum eines anderen Sterns (scheinbare Helligkeit m , Deklination δ) die gleiche Schwärzungsdichte im Negativ aufweisen wie der Normierungstern, so müssen die Belichtungen für beide Sterne gleich, also $B' = B$ sein. Damit folgt aus (5):

$$m - m' = -2.5 \text{ mag} \cdot \lg \left(\frac{\Delta\omega}{\omega_0} \cdot \frac{\cos\delta}{\cos\delta'} \right) \quad (5a)$$

Arbeitet man nach der 1. Methode, also mit feststehendem Spektrographen, so ist die Differenz der Rotationswinkelgeschwindigkeiten von Spektrograph und Sphäre $\Delta\omega = \omega_0$. Man erhält also aus der Gleichung (5a):

$$m - m' = -2.5 \text{ mag} \cdot \lg \left(\frac{\cos\delta}{\cos\delta'} \right) \quad (5b)$$

Wählte man z. B. den schon oben erwähnten Stern β Ursae Maioris ($m' = 2.4$ mag; $\delta' = 56^\circ$) als Normierungstern, so muß für jeden anderen Stern, dessen Spektrum gleich belichtet werden soll, die Beziehung gelten:

$$m - 2.4 \text{ mag} = -2.5 \text{ mag} \cdot \lg \left(\frac{\cos \delta}{\cos 56^\circ} \right)$$

oder

$$m = 1.8 \text{ mag} - 2.5 \text{ mag} \cdot \lg (\cos \delta)$$

In dem von Mitteleuropa aus beobachtbaren Teil des Himmels erfüllen etwas mehr als zwanzig Sterne diese Bedingung wenigstens näherungsweise, darunter α , β , γ Andromedae und α , γ , δ Cassiopeiae. Trotzdem ist die Auswahl von Sternen, die bei der 1. Methode gleich belichtete Spektren liefern, sehr beschränkt. Dies gilt um so mehr, je heller der Normierungstern ist; benutzt man dafür z. B. die Wega (α Lyrae), so kann man mit der gleichen Methode nur für Arktur (α Bootis) und Kapella (α Aurigae) etwa gleich stark belichtete Spektren erhalten.

Wesentlich mehr Möglichkeiten bietet die 2. Methode, bei der mit Hilfe eines Frequenzwandlers der Spektrograph mit stufenlos veränderlicher Winkelgeschwindigkeit der täglichen Drehung der Sphäre nachgeführt wird. In diesem Fall kann die Nachführung so eingestellt werden, daß sich in Gleichung (5a) $B = B'$ ergibt. Dann erhält man aus (5a):

$$\frac{\Delta \omega}{\omega_0} = \frac{\cos \delta'}{\cos \delta} \cdot 10^{\frac{m'-m}{2.5 \text{ mag}}} \quad (5c)$$

Hat man z.B. wieder β Ursae Maioris als Normierungstern gewählt und möchte ein gleich belichtetes Spektrum von γ Bootis ($m = 3.0$ mag; $\delta = 38^\circ$), so ergibt sich aus Gleichung (5c):

$$\frac{\Delta \omega}{\omega_0} = \frac{\cos 56^\circ}{\cos 38^\circ} \cdot 10^{-0.24} = 0.41$$

Damit kann man dann am geeichten Potentiometer des Frequenzwandlers die entsprechende Einstellung vornehmen.

Nun folgt aber aus $v = f \cdot \Delta \omega \cdot \cos \delta$ und $v_0 = f \cdot \omega_0 \cdot \cos \delta$ für das Verhältnis der Geschwindigkeiten, mit denen sich das fadenförmige Spektrum bei dieser Einstellung und bei ruhendem Spektrographen über die photographische Schicht bewegt, $v/v_0 = \Delta \omega / \omega_0$. Um ein Spektrum der Breite b zu erzeugen, muß man mit Nachführung die Zeit $\Delta t = b/v$, ohne Nachführung die Zeit $\Delta t_0 = b/v_0$, belichten. Daraus folgt:

$$\Delta t = \frac{\omega_0}{\Delta \omega} \cdot \Delta t_0 \quad (6)$$

Der Verlängerungsfaktor der Belichtungsdauer ist demnach der Kehrwert des nach Gleichung (5c) berechneten Verhältnisses der Winkelgeschwindigkeiten des Spektrographen relativ zur Sphäre mit und ohne Nachführung.

Beim obigen Beispiel muß man also bei der gewählten Einstellung der Nachführung, die nach Gleichung (2) berechnete Belichtungsdauer mit dem Faktor $1/0.41 = 2.4$ multiplizieren.

Arbeitet man nach der 3. Methode, so gibt der Quotient $\omega_r / \Delta \omega$, auf eine ganze Zahl auf- oder abgerundet, die Anzahl der Wanderungen des fadenförmigen Spektrums zwischen den beiden Marken an. Bei dem oben angeführten Beispiel würde man also von γ Bootis ein etwa gleich belichtetes Spektrum bekommen wie ohne Nachführung von β Ursae Maioris, wenn man das fadenförmige Spektrum von γ Bootis zwei- oder dreimal zwischen den beiden Marken im Gesichtsfeld bei ausgeschalteter Nachführung laufen ließe.

2. Die Auswertung der Spektren

Zur Auswertung der Photographien von Sternspektren – visuelle Beobachtungen von Sternspektren und Photographien der Spektren anderer Objekte, etwa Planetarischer Nebel, sollen hier außer Betracht bleiben – legt man zweckmäßigerweise die Negative in Diarähmchen und projiziert sie mit einem Diaprojektor auf eine ebene Projektionswand, die senkrecht zur optischen Achse des Projektors aufgestellt ist. Die Entfernung Projektor – Projektionswand wird durch die Erfordernisse der jeweiligen Auswertungsmethode bestimmt; sie sollte aber nicht so groß sein, daß man die Körnigkeit der photographischen Schicht erkennen kann. Voraussetzung jeder Art von Klassifizierung der photographisch gewonnenen Sternspektren ist, daß der Schüler die Spektralsequenz als eine Temperatursequenz verstehen gelernt hat. Einfache Argumente dafür – z. B. das Auftreten der Linien des ionisierten Heliums bei den O-Sternen oder von Molekülbanden bei den M-Sternen – muß

er kennen. Er sollte außerdem wissen, daß die Intensität der Balmerabsorptionslinien des Wasserstoffs mit wachsender Oberflächentemperatur von der Spektralklasse M bis zur Spektralklasse A zunimmt, weil immer mehr H-Atome auf das Ausgangsniveau der Balmerabsorption mit der Energie 10.2 eV angeregt werden, dann aber weiter über die B- bis zu den O-Sternen wieder abnimmt, weil immer mehr H-Atome bei 13.6 eV ionisiert werden.

2.1. Charakterisierung von Sternspektren nach dem Augenschein

Mit den erwähnten Kriterien lassen sich die photographierten Sternspektren an Hand der Projektionsbilder ihrer Negative grob einordnen: Deutlich hervortretende Balmerlinie bei den „frühen“ Spektralklassen B bis F, viele Linien bei den „späten“ Spektralklassen G bis M, bei M auffallende Banden.

Eine weitere Differenzierung erhält man sofort durch zwei weitere Kriterien:

1. Wenn in einem außer den Balmerlinien linienarmen Spektrum zwischen den Balmerlinien $H\delta$ und $H\epsilon$ eine Absorptionslinie zu sehen ist, so handelt es sich um eine Linie des neutralen Heliums. Sie ist ein Kennzeichen für B-Sterne.

2. Eine Doppellinie etwa an der Stelle der Balmerlinie $H\epsilon$ ist das Linienpaar des ionisierten Kalziums, das Fraunhofer mit H und K bezeichnet hat. Es tritt bei den späten Spektralklassen etwa ab F auf und erreicht bei K0 seine größte Stärke.

Es ist wichtig, daß diese Kriterien den Schülern nicht nur mitgeteilt, sondern auch plausibel gemacht werden. Am einfachsten geschieht dies, indem man die Höhe der Ausgangsniveaus der He-Linie bzw. der H- und K-Linie mit der des Balmer-niveaus vergleicht und daraus auf die Anregungstemperatur schließt. (Die Ausgangsener-

KUNDENURTEIL

für die Zusendung Ihres Blaze-Gitter-Spektroskopes danke ich Ihnen ganz herzlich.

Wenn ich auch nicht allzuoft Gelegenheit zur Erprobung hatte, so konnte ich mir doch einen Eindruck über die Handhabung dieses Gerätes an einem FI-90 und einem C-8 machen.

Bei visueller Beobachtung sind die H_β und H_γ -Linien (Spektral-Klassen B u. A) deutlich zu sehen, bei rötlichen Sternen (Ku. M) zeigt sich eine ganze Fülle von Linien. Lohnend für die visuelle Beobachtung sind vor allem die helleren Sterne. Entscheidend für die Güte der Spektren ist dabei das »Seeing«. Eine größere Fernrohröffnung ergibt hellere Spektren, aber nicht unter allen Bedingungen besser aufgelöste Spektren. Das bestechendste Merkmal aber ist die einfache Handhabung. Der An- und Abbau am Teleskop geht blitzschnell und die Zuordnung Objekt – Spektrum ist völlig problemlos und erlaubt einen schnellen Wechsel der beobachteten Objekte z. B. zu Vergleichszwecken. Alles in allem gibt dieser Spektroskop-Ansatz dem Amateur die Möglichkeit, eine der wichtigsten Arbeitsmethoden der Astronomie einmal selbst in den Grundzügen kennenzulernen.

Damit sind die Anwendungsmöglichkeiten aber noch nicht erschöpft. Man nehme eine Pappröhre 50 cm lang und 3 cm \varnothing (ca.), befestige vorne einen ca. 0,2 mm breiten Spalt aus zwei Rasierklingen und am hinteren Ende das Gitter. Fertig ist das Handspektroskop. Gegen den hellen Taghimmel gerichtet, werden eine ganze Menge Fraunhofer-Linien des Sonnenspektrums sichtbar. (Geht auch bei bedecktem Himmel!) Interessant ist auch die Untersuchung verschiedener Lichtquellen wie z. B. Leuchtstoffröhren, Na-Dampf-Lampen, Glimmlampen, Leuchtdioden usw. usw.

H. Ebert
Org.-chemisches Institut
der TU/München

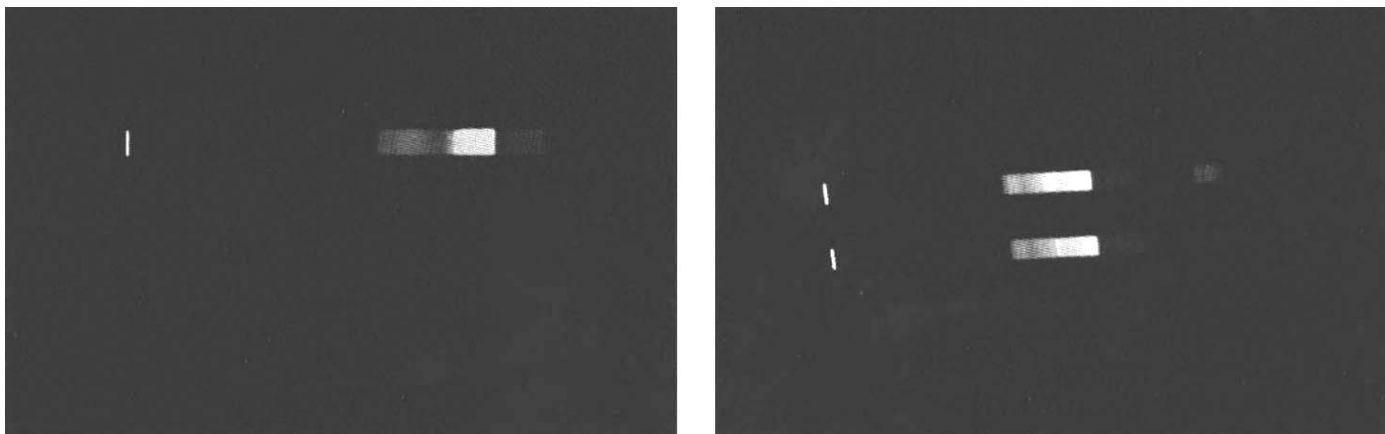


Abb. 4: a) Spektrum von Beta Andromedae, 2,5 Minuten mit Teleskop MPT 200 auf Fuji 100 belichtet. b) Doppelt belichtetes Vega-Spektrum. Belichtungszeit 4 min mit 5"-SC-Teleskop. Hier ist bereits die 2. Ordnung schwach sichtbar. Bei beiden Aufnahmen ist wieder die Zuordnung von 0. Ordnung auf dem Spektrum selbst sofort erkenntlich.

Projektionsbilder der Sternspektren. Um die Eichkurve mit dem Projektionsbild des untersuchten Spektrums zur Koinzidenz bringen zu können, muß man allerdings von mindestens einer Linie in dem Spektrum die Wellenlänge kennen. Bei den Spektraltypen K und M ist dies jedoch für den Schüler oft nicht möglich, da er keine der – meist nur wenigen – ihm bekannten Linien wahrnehmen kann. Dieses Problem läßt sich bei einem Prismenspektrum nur beheben, indem man das betreffende Spektrum mit normierten Spektren der gleichen Spektralklassen vergleicht. Bei einem Blaze-Gitter-Spektrum tritt es gar nicht auf, denn man kann stets den Nullpunkt der Eichgeraden mit dem Bild der 0. Ordnung zur Deckung bringen.

3. Gerade bei der einfachsten Art der Herstellung von Prismenspektren, bei der ein Objektivprisma vor das Teleobjektiv einer Kleinbildkamera gesetzt wird, zeigt sich u. U. eine weitere Komplikation. Will man nämlich mit dieser Methode eine genügend große Dispersion des Spektrums erreichen, so wird man ein Prisma mit großem brechendem Winkel (meist 60°) und großer Brechungszahl (z. B. Flintglas) wählen (bei einer Objektivbrennweite von 135 mm liefert ein solches Prisma Spektren von etwa gleicher Länge wie der Blaze-Gitter-Spektrograph). Dann führt aber die starke Brechung des Lichts im Prisma dazu, daß z. B. die Balmerlinien zweier Spektren dann nicht mehr genau zur Deckung gebracht werden können, wenn die Bilder der beiden Spektren verschieden weit von der optischen Achse des Spektrographen entfernt sind; in diesem Fall ist es also auch nicht mehr möglich, mit einer einzigen Eichkurve solche an verschiedenen Stellen im Bildfeld plazierte Spektren zu untersuchen.

Diese Schwierigkeit wird bei Blaze-Gitter-Spektren nicht beobachtet. Einerseits ist die Optik im Blaze-Gitter-Spektrographen geometrisch viel einfacher als im Prismenspektrographen mit seinen wellenlängenabhängigen Lichtwegen durch das Prisma; andererseits ist es bei der Einstellung des Blaze-Gitter-Spektrographen auf einen bestimmten Stern nahezu selbstverständlich, daß dieser jeweils ins Zentrum des Bildfeldes gebracht wird.

2.2.2. Die Photometrierung von Sternspektren

Weitaus mehr Informationen, als man bei der Betrachtung mit dem bloßen Auge aus den Bildern der Sternspektren entnehmen kann, lassen sich aus den Photometerkurven der Spektren gewinnen. Deshalb arbeitet der Wissenschaftler bei der Interpretation von Sternspektren grundsätzlich photometrisch. Photometerkurven der photographierten Sternspektren kann man in der Schule leicht herstellen, wenn man die in der Physiksammlung vorhandenen Geräte verwendet.

Eine Photodiode (oder ein Photoelement), die über einen Verstärker an einen t - y -Schreiber angeschlossen ist, wird mit einem langsam und mit genau konstanter Drehzahl laufenden Motor durch das Projektionsbild des Spektrums gezogen. Die Geschwindigkeit der Photodiode muß so klein sein, daß weder die Einstellzeit der Photodiode (bzw. des Photoelements) noch die Trägheit des Schreibers bei der Registrierung der Photometerkurve eine Rolle spielen. In der Regel wird es notwendig sein, die lichtempfindliche Photometerfläche durch eine vorgesetzte Spalt-

blende zu reduzieren; der Spalt wird parallel zu den Spektrallinien orientiert, seine Breite muß klein sein gegenüber der Linienbreite, aber groß relativ zur Korngröße der photographischen Schicht.

Eine auf diese Weise erhaltene Photometerkurve zeigt eine Menge von Einzelheiten, die mit dem bloßen Auge in den Projektionsbildern der Spektren nicht wahrgenommen werden können. Die Abb. 2b und 3 demonstrieren dies an einigen charakteristischen Spektren, die mit dem Blaze-Gitter-Spektrographen bei annähernd gleicher Belichtung nach Gleichung (5c) und (6) an einem C 5 gewonnen worden sind. Die für die Klassifizierung nach Tabelle 1 und 2 wichtigsten Linien sind markiert. Weitere Linien, die für die Sternspektrographie Bedeutung haben, findet man in [5]. Die Abbildungen 4a und b sollen einen Eindruck davon vermitteln, welche Farbdichte mit dem Blaze-Spektrographen bei Farbaufnahmen von Sternspektren erreicht werden können. □

Literatur

- [1] W. Alt: Sternspektrometrie mit einfachen Mitteln, SuW 8, 93 [4/1969].
- [2] Gebhardt/B. Helms: Ein Selbstbau-Prismenspektrograph zum Gebrauch am Celestron 8, SuW 15, 58 [2/1976].
- [3] E. Pollmann: Sternspektroskopie, SuW 16, 296 [9/1977].
- [4] L. Laepple: Anregungen für den praktischen Astronomieunterricht, SuW 28, 26 [1/1989].
- [5] D. Böhme/H. Greissner: Praktische Spektralklassifikation für Amateurastronomen, Die Sterne, 59, 110 [1983].
- [6] P. Ahnert: Kalender für Sternfreunde 1968, S. 18S, Johann Ambrosius Barth Verlag, Leipzig.

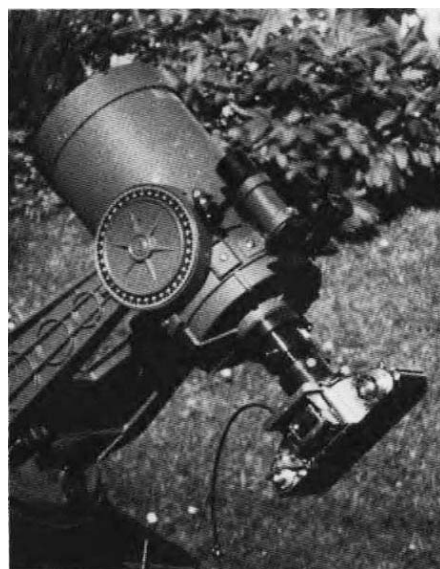


Abb. 5: Celestron 5 mit angeschlossenem Spektrographen