

Mitteilungsblatt

Fachgruppe

" S P E K T R O S K O P I E "

der Vereinigung der
Sternfreunde e.V.

Rundbrief Nr. 8 (1994)

Einzelheft: 3,50 DM (plus Porto)
Herausgeber: Ernst Pollmann
Charlottenburgerstraße 26c
51377 Leverkusen

Rundbrief Nr. 8 (1994)

Kurzfassungen der Referate, gehalten auf der
2. Spektroskopikertagung 14.5.94 Heilbronn

W. Diehl	Zur Geschichte der Spektroskopie	(1)
K. H. Uhlmann	Spektrographenselbstbau	(3)
M. Köhl	Computergesteuerte Auswertung von Sternspektren	(4)
F. Knappmann	Mein Selbstbau-Scan-Photometer	(5)
E. Pollmann	CaII-Profilbeobachtungen an Riesensternen des Typs K-M durch Amateure erwünscht (Aufruf der Sternwarte Hamburg)	(6)
P. Timm-Arnold	Beobachtungsergebnisse vom Sternsystem zeta Aurigae	(7)
B. Hanisch	Referenzlichtquellen in der Sternspektroskopie	(9)
B. Hanisch	Sternspektroskopie- ein Teil der Veränderlichen- beobachtung	(9)
B. Krauß	Erfahrungsbericht zum Baader-Gitter	(10)
E. Pollmann	Möglichkeit der Farbtemperaturbestimmung an Kohlenstoffsternen	(11)
A. Kaufer	CCD-Spektren reduzieren mit MIDAS	(11)

Auswertung der Mitgliederbefragung: Zusammenfassung von BOHETA '93 und Tagung Heilbronn 14.5.94		(12)
Fachgruppen-Organigramm als Kompetenzstruktur		(13)
B. Hanisch	Überlegungen zu Objektivprismenspektren (Teil II)	(14)
Dr. Zeitler	Rundbriefbeitrag	(16)
	Literaturhinweise	(16)
	Adressenliste	(17)

✓

CaII-Profilbeobachtungen an M- und K-Riesensternen

(von Ernst Pollmann, Leverkusen)

In der wissenschaftlichen Spektroskopie gibt es für Amateure kaum Möglichkeiten, qualitativ mit Großobservatorien zu konkurrieren. Anders ist es dagegen in der Beobachtungsquantität. So ist es z.B. unmöglich, für Variationsbeobachtungen regelmäßig Beobachtungszeit an Großteleskopen zu erhalten.

Bei vielen roten Riesen ist es ungeklärt, was zur Variation der CaII-Emission führt. Hier wäre es wichtig, den zeitlichen Verlauf der Emissionsintensität über einige Sichtbarkeitsperioden zu kennen. Grundsätzlich ist bekannt, daß die Spektrallinien von Riesensternen in Stärke und Profil vielfach Variationen zeigen. So wird unter anderem berichtet, daß die CaII-Linien H und K zeitlich variieren, es vielfach ungeklärt ist, was die Gründe für diese Linienvariationen sind und es darum von großem Interesse ist, den zeitlichen Verlauf der Linienintensitäten zu kennen.

Bei der sehr starken Calcium-Linie K werden bei vielen Riesensternen drei bis vier Komponenten unterschieden (siehe Abb.). Da ist zunächst die photosphärische Absorptionskomponente, die mit K1 bezeichnet wird. Die Photosphäre der Sterne ist die niedrigste erkennbare Atmosphärenschiicht und zugleich die sichtbare Oberfläche des Sternes, in der der Hauptteil der sichtbaren Strahlung entsteht. Wenn wir den Stern mit einem Spektroskop betrachten, so sehen wir hier ein helles Kontinuum, in dem dunkle Absorptionslinien eingelagert sind. Entsprechend dem dritten Kirchhoffschen Gesetz wird ein solches Spektrum produziert, wenn kontinuierliche Strahlung aus dem heißen Sterninnern kühle verdünnte Gasschichten auf dem Weg zum Beobachter passiert und diese dabei aus dem Kontinuum Strahlung verschiedener Wellenlänge absorbiert. Dies ist die Erklärung für das Auftreten der breiten H- und K-Linien des ionisierten Calciums.

Darüber hinaus ist im Zentrum der Absorption eine Emissionskomponente eingelagert, die mit K2 bezeichnet wird. Wie kann diese Emission erklärt werden?

Entsprechend dem zweiten Kirchhoffschen Gesetz ist es die hochverdünnte der Photosphäre überschichtete Chromosphäre, in der diese chromosphärische Emissionskomponente entsteht. Dieses Merkmal der chromosphärischen Reemission ist bei alpha Orionis als M-Riese besonders breit und daher wohl auch etwas geringeren Auflösungsvermögen zugänglich.

In den Riesen und Überriesen hoher Leuchtkraft ist in dieser chromosphärischen Emissionskomponente noch eine zweite Absorptionskomponente eingelagert, die mit K3 bezeichnet wird. Diese Selbstabsorption, wie sie auch genannt wird, entsteht in den Gasatomen der sehr weit über die Chromosphäre hinaus ausgedehnten dort wieder kühleren atmosphärischen Schichten. Die Linienformen dieser Calcium-Linie variieren über den K-M-Bereich der Leuchtkraftklasse I-III erheblich. Sie unterliegt den Einflüssen aller Bereiche der inneren Sternhülle, der Photosphäre und Chromosphäre, wie auch der äußeren Windbereiche. Dies dürfte auch der Grund dafür sein, daß sich die CaII-Profile je nach Leuchtkraft und Spektraltyp des Sterns sehr stark unterscheiden.

Generell sind die unterschiedlichen Formen der CaII-Linien bei roten Riesen schon lange bekannt, wobei in der Vergangenheit vor allem auf die Breite der K2-Komponente abgezielt wurde. Bereits kleine Änderungen der physikalischen Gegebenheiten, wie Geschwindigkeit, Dichte, Temperatur, Ionisationszustände, können hier sichtbar werden. Die Linie zerfällt in drei bis vier Komponenten, die eine grobe geometrische Unterscheidung der variierenden Bereiche ermöglichen. Daher eignet sich diese Linie besonders zur Untersuchung von zeitlichen Variationen in Sternatmosphären.

Variationen in den Hüllen roter Riesen verdienen besonderes Interesse, weil die Ursachen die bei solchen Sternen zur Windbeschleunigung führen noch nicht geklärt sind. Um die hierzu existierenden Theorien zu überprüfen und zu vergleichen, sind Beobachtungsdaten aus den Bereichen des Sternwindes erforderlich, wobei oftmals nicht klar ist, in welchen Höhenbereichen die jeweils beobachtete Linie entsteht. Für solche Untersuchungen kommen nur die wenigen Linien in Frage, die in den betrachteten Höhenschichten über der Sternoberfläche opak genug sind, so daß Untersuchungen über die Form des gesamten Profils Aufschluß über die zugrunde liegenden physikalischen Prozesse liefern.

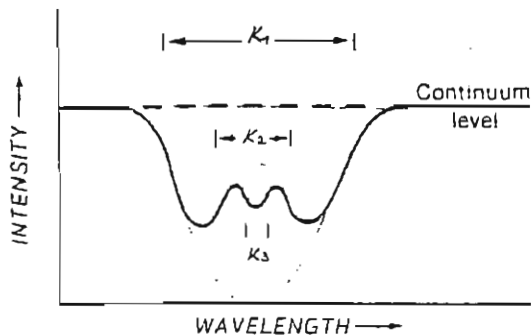
Gerade bei alpha Orionis gab es kaum Bemühungen, bei den Ca-II-Linien Profiländerungen über einen längeren Zeitraum hinweg zu untersuchen. Von Herrn Dr. Toussaint von der Hamburger Sternwarte ist nun darauf hingewiesen worden, von alpha Orionis und einigen anderen roten Riesen Überwachungsspektren aufzunehmen, wobei hierzu die Auflösung des Spektrographen etwa 1 Angström oder besser sein sollte.

Wie die Tabelle zeigt und wie eingangs bereits erwähnt, ist die chromosphärische Emission bei diesem Stern besonders breit und daher wohl auch geringeren Auflösungsvermögen zugänglich. Der Weg, um zu einem optimal geschwärzten Spektrum zu gelangen, ist jedoch, das darf hier nicht verschwiegen werden, ein dornenreicher Weg.

Wie bereits erwähnt, muß ein Auflösungsvermögen von einem Angström oder besser angestrebt werden. Dies erfordert eine Mindestdispersion von etwa 50 Å/mm wie auch lange Brennweiten der Spektrographen und darüber hinaus eine sehr sauber arbeitende Nachführung.

Riesen der Spektralklasse K-M haben in dem Spektralbereich der CaII-Linien H und K kaum noch Strahlungsfluß, was bedeutet, daß man mit langen Belichtungszeiten bei Filmemulsionen wie etwa Kodak T MAX 400 zu rechnen hat. Erste Vorversuche mit diesem Film an alpha Ori und einer Prismenkamera von 10 cm Öffnung und 100 cm Brennweite führten bei unverbreitertem Spektrum in Kulmination zu Belichtungszeiten der Größenordnung von etwa 20 Minuten bei noch immer zu geringer Schwärzung. An der für diese Beobachtungsaufgabe zu geringen Blauempfindlichkeit der gängigen Filmemulsionen wird man auch durch Hypersensibilisierung nicht viel ändern können. Bei Anwendung von Spektrographen der genannten Größenordnung bedeutet diese Tatsache, daß man hier nur erfolgreich gut geschwärzte Spektren mit Belichtungszeiten der Größenordnung 45-60 Minuten erhält, ohne dabei das Spektrum selber zu verbreitern.

Bei der späteren Scannung solcher Spektren gilt es darauf achten, beidseits des fadenförmigen Spektrums jeweils ein 0,5-1,0 mm breites Stückchen klaren Films mit zu registrieren. Würde man mit einer Spalthöhe scannen, welche dem unverbreiterten Spektrum entspräche, so erhielte man in dem Scan einen zu starken Anteil Kornrauschens. Und genau das gilt es ja um jeden Preis zu verhindern, wenn es darum geht, Linienprofile zu spektroskopieren.



Stern	Typ	$K_{1R}-K_{1V}$		$K_{2R}-K_{2V}$	
		MW	(Å) σ	MW	(Å) σ
α Cet	M2 III	2.17	0.055	0.85	0.028
γ Hyi	M0 III	1.82	0.039	0.72	0.026
γ Eri	M0 III	1.79	0.041	0.71	0.021
α Tau	K5 III	1.80	0.024	0.66	0.052
α Ori	M1 Iab	2.97	0.052	1.40	0.044
π Pup	K8 Iab + B5	3.13	0.331	1.22	0.053
c Pup	K3 II + A0	-	-	-	-
ε Car	M3 Ib + B4V	2.95	0.057	1.21	0.019
α Hya	K3 III	1.80	0.024	0.76	0.023
γ Cru	M3 III	1.89	0.038	0.70	0.017
α Sco	M1 Ib	3.12	0.076	1.30	0.049
α Boo	K2 IIIp	1.54	0.089	0.64	0.022
ι Oph	M1 III	1.81	0.007	0.80	0.009
μ TrA	K2 III	2.59	0.076	0.98	0.041
β Ara	K3 Ib	2.70	0.021	1.45	0.008

Beobachtungsergebnisse vom Sternsystem zeta Aurigae

(von K. Peter Timm-Arnold, Leverkusen)

Zeta Aur ist ein klassisches Bedeckungsternsystem mit atmosphärischer Bedeckung. Der Stern zeichnet sich dadurch aus, daß um einen Überriesen mit ausgedehnter Atmosphäre ein kleiner normaler Begleitstern kreist, der im Laufe seiner Bahnbewegung von dem Überriesen bedeckt wird. Das Licht des Begleiters durchleuchtet dann schichtweise die Gashölle des Hauptsterns.

Zeta Aurigae wurde Ende des vorigen Jahrhunderts als spektroskopischer Doppelstern und im Winter 1931/32 als bedeckungsveränderliches System erkannt. Schon bald wurde vermutet, daß zeta Aur aus einem K-Stern besteht, der von einem Begleiter der Spektralklasse B umkreist wird. Bald gelang auch eine fundamentale Beobachtung: Im Spektrum des Systems treten chromosphärische Linien auf, wenn der B-Stern hinter die K-Komponente tritt und damit für einen Beobachter auf der Erde die Atmosphäre des K-Sterns durchleuchtet.

Nachdem man die Lichtkurve von zeta Aur genau beobachtet hatte und die Amplitude des Lichtwechsels feststellte, konnte man Annahmen über die Flächenhelligkeit machen. Daraus wurden die Radien und Massen beider Sterne bestimmt: Für den K-Stern ergab sich ein Radius von 200 Sonnenradien und eine Masse von 22 Sonnenmassen bei einer absoluten Helligkeit von -2,5 mag. Der B-Stern soll rund 3 Sonnenradien besitzen und 10 Sonnenmassen in sich vereinigen. Seine absolute Helligkeit beträgt -0,5 mag.

Man führe sich einmal die riesigen Ausmaße des K-Sterns vor Augen: Versetzte man ihn in die Mitte unseres Sonnensystems, reichte seine Oberfläche bis weit über die Erdbahn hinaus und erreichte fast die Bahn des Mars. Seine mittlere Dichte ist aber demgegenüber sehr gering. Sie beträgt nur etwa $3 \cdot 10^{-6}$ der Dichte der Sonne. Im Vergleich zum K-Stern kann man die B-Komponente fast punktförmig nennen.

Das Hauptminimum des Lichtwechsels verläuft synchron mit der Bedeckung des B-Sterns durch den Hauptstern. Unter