

## Stellare Chromosphären

P. ULMSCHNEIDER

Institut für Astronomie und Astrophysik, Würzburg

### Summary

#### Stellar Chromospheres

Observations indicating the presence of stellar chromospheres, that is hot envelopes around stars are summarized. Undisputed indicators (called primary indicators) for hot stellar envelopes are spectral lines of highly ionized atoms, FeII emission lines and flares in late type stars and the presence of the HeI 10830 Å line. Whether indicators (called secondary indicators) like emission cores in the CaII H and K and MgII h and k lines or mass loss signify the presence of stellar chromospheres is still somewhat debated, although the discussion points in favour of the usefulness of these indicators. The combined evidence to date shows that all non-degenerate type stars have chromospheres except possibly the A stars. There are however theoretical reasons for expecting chromospheres in A stars. Empirical chromosphere models for a rapidly growing sample of stars have recently been constructed on the basis of CaII and MgII line observations. A discussion of possible heating mechanisms is given and the relative importance of these mechanisms is evaluated. For the low and middle chromosphere the short period acoustic heating mechanism seems to be the dominant process although there are still uncertainties. Both steady state and time dependent theoretical models of stellar chromospheres, based on the short period acoustic heating theory, are discussed, and predictions of these models are compared with results from empirical models. This relatively favourable comparison shows that the explanation of the Wilson-Bappu effect might be at hand.

### Einleitung

Die letzten zusammenfassenden Überblicke über das Thema Stellare Chromosphären sind auf der Konferenz in Goddard 1972 von Praderie (63) und Doherty (25) sowie anlässlich der Solar Output Workshop in Boulder 1976 von Linsky (55) gegeben worden.

Über die Frage, was ist eine Chromosphäre, gab es in Goddard eine ausführliche Diskussion, die aber leider ohne Übereinstimmung endete. Vielleicht ist es das Sicherste, eine Chromosphäre wie folgt zu definieren:

*Eine Chromosphäre ist eine heiße Hülle um einen Stern, in der die Temperatur nach außen über die Effektivtemperatur hinaus ansteigt.* Einen Temperaturanstieg über die

Effektivtemperatur hinaus zu fordern ist nötig, wenn man den durch den Cayrel-Effekt bewirkten rein radiativen Temperaturanstieg ausklammern möchte. Solche rein radiativen Temperaturanstiege treten in allen Non-LTE-Modellen von Photosphären früher Sterne auf, bei O- und B-Sternen etwa in den Modellen von Auer und Mihalas (4) oder bei A-Sternen in den Modellen von Borsenberger und Gros (16). Es ist jedoch noch nicht sicher, ob nicht starkes line-blanketing von Metalllinien diese rein radiativen Temperaturanstiege stark abschwächt, wenn nicht sogar verhindert. Bei sonnenähnlichen Sternen haben Athay (2) und andere (38, 83) jedenfalls gezeigt, daß es wahrscheinlich keinen radiativen Temperaturanstieg gibt. Deshalb könnte in der Zukunft vielleicht jede Schicht mit nach außen ansteigender Temperatur eine Chromosphäre genannt werden.

Im folgenden soll kein Unterschied zwischen *stellaren Chromosphären* und *stellaren Koronen* gemacht werden, weil die Physik über diese äußeren Sternschichten noch viel zu wenig aufgeklärt ist als daß man für die Sonne gültige Definitionen unbesehen übernehmen könnte. Es soll hier also jede genügend heiße Hülle um einen Stern Chromosphäre genannt werden. In dieser Übersicht über stellare Chromosphären werden zunächst die Beobachtungsstatsachen besprochen, die für die Existenz von stellaren Chromosphären sprechen. Dabei sollen nicht alle möglichen Indikatoren einer Chromosphäre berücksichtigt werden. Vielmehr wurden aus der Vielzahl von Hinweisen für Chromosphären nur diejenigen ausgewählt, über die ein breites Beobachtungsmaterial vorliegt und die es erlauben, bei fast allen normalen Sternen die Existenz einer Chromosphäre nachzuweisen.

Weißer Zwerge besitzen sehr wahrscheinlich Chromosphären. Die Frage ist aber zur Zeit noch umstritten wie die Arbeiten von Shipman (74), Cash et al. (18) sowie Lampton und Mewe (54) zeigen. Neutronensterne haben heiße Flecken; aber es ist fraglich, ob man dies als Chromosphäre verstehen will. Im folgenden wird auf diese beiden Sterntypen nicht weiter eingegangen.

Die ausgewählten diagnostischen Hinweise für das Auftreten von Chromosphären kann man in *primäre Indikatoren* einteilen, die wahrscheinlich als Hinweise auf heiße Hüllen überall anerkannt sind und in *sekundäre*, die zwar mit großer Wahrscheinlichkeit gültig, aber noch nicht unwidersprochen sind. Anschließend werden die empirischen Chromosphärenmodelle, die Heizungsmechanismen und schließlich die ersten theoretischen Chromosphärenmodelle behandelt.

## 1. Beobachtungshinweise auf stellare Chromosphären

### a) Primäre Indikatoren

Die wohl sichersten Hinweise auf stellare Chromosphären sind Spektrallinien von hochionisierten Atomen. Die Figur 1 der Arbeit von Reeves und Parkinson (65) zeigt zum Beispiel einen Ausschnitt des ultravioletten Spektrums der Sonne mit Emissionslinien etwa von O VI und Mg X. Dieses Spektrum wurde mit dem OSO 4 Satelliten aufgenommen. Wenn man ein Ionisationsgleichgewicht zwischen Stoßionisation und radiativer wie dielektronischer Rekombination annimmt, wobei die Photoionisation durch das schwache photosphärische Strahlungsfeld vernachlässigt wird, können die Temperaturen berechnet werden (35), bei denen sich die O VI und Mg X Ionen bilden. Für O VI findet man eine Temperatur von 220 000 K und für Mg X 900 000 K. Ein UV-Spektrum von Capella, einem G5 III + G0 III Doppelstern, bei dem die chromosphärische Aktivität dem G5 III Hauptstern zugeschrieben wird, ist in der Figur 1 der Arbeit von Vitz et al. (87)

gezeigt. Dieses Spektrum wurde mit einem neuen, sehr empfindlichen Detektor von einer Rakete aus gewonnen. Das Auftreten von N V, entsprechend einer Temperatur von 140 000 K, beweist eindeutig die Existenz einer Chromosphäre für Capella. Dies wurde auch bei Beobachtungen von anderen Linien mit dem Copernicus-Satelliten (27) und neuerdings (56) mit dem IUE-Satelliten bestätigt. Bis 1978 waren wegen der geringen Empfindlichkeit von Copernicus und den Raketenexperimenten nur 2 weitere späte Sterne mit Linien hochionisierter Atome bekannt: Pollux und Prokyon. Diese Situation hat sich jetzt mit dem neuen, sehr viel empfindlicheren IUE-Satelliten stark verbessert. Erste Resultate über 3 weitere späte Sterne liegen bereits vor (56).

Bei frühen Sternen hat der Copernicus-Satellit eine große Zahl von UV-Spektren gebracht. Lamers und Snow (53) zum Beispiel zeigen in ihrer Figur 1 drei Hertzsprung-Russell-Diagramme für eine Reihe von O- und B-Sternen, die mit Copernicus beobachtet wurden. Wäre das photosphärische Strahlungsfeld vernachlässigbar, so würde in diesen Diagrammen Si IV auf 52 000 K, N V auf 140 000 K und O VI auf 220 000 K hindeuten. In den frühen Sternen ist jedoch das photosphärische Strahlungsfeld um Größenordnungen stärker als in den späten Sternen. Berücksichtigt man Photoionisationen im Ionisationsgleichgewicht, so kann die Temperatur, bei der diese Ionen auftreten, erheblich kleiner sein. Lamers und Snow haben gezeigt, daß bei Sternen, die in den schraffierten Bereichen der HR-Diagramme liegen, die angegebenen Ionen noch in der Photosphäre auftreten. Erst für Sterne, die rechts von den schraffierten Bereichen liegen, muß eine heiße Hülle angenommen werden. Eine genaue Inspektion dieser 3 Diagramme zeigt, daß fast alle eingezeichneten Sterne Chromosphären besitzen, insbesondere auch fast alle Be- und Hüllensterne.

Ein anderer Typ von primärem Indikator für die Existenz von stellaren Chromosphären sind nah-ultraviolette Fe II Emissionslinien in M-Sternen. Diese Linien wurden zuerst von Herzberg (33) entdeckt. Die oberen Niveaus von Fe II, von denen die Emission herrührt, haben Anregungsenergien von 13.5 eV, vom Grundzustand von Fe I aus gezählt. Boesgaard und Boesgaard (15) zeigen in ihrer Figur 2 Sterntypen, bei denen Fe II-Emissionslinien beobachtet wurden. Wegen der geringen photosphärischen Temperaturen und der hohen Anregungsenergie hat bereits Herzberg (33) auf einen chromosphärischen Ursprung dieser Linien hingewiesen. Aus dieser Figur sieht man, daß ab MO in M-Riesen und Überriesen Chromosphären auftreten.

Ein drittes Beispiel für primäre Indikatoren ist die infrarote He I-Linie bei 10830 Å. Diese Linie ist die Resonanzlinie von Triplett-Helium, deren unterstes Niveau ein Anregungspotential von 20 eV besitzt. Obwohl die Bildung der He I- und He II-Spektren bis jetzt noch nicht vollständig verstanden ist, gibt es eine wachsende Übereinstimmung darüber, daß bei der He-Ionisation ein Gleichgewicht zwischen Photoionisation durch koronales Ultraviolett und Strahlungsrekombination besteht. Reine Stoßionisation würde nach Athay (1) Temperaturen im Bereich von 30 000 bis 100 000 K erfordern. In beiden Fällen muß also die He 10830 Å-Linie als Indikator für eine heiße Hülle angesehen werden. Zirin (94) gibt eine Aufstellung der Sterntypen, bei denen er die Anwesenheit der 10830 Å-Linie festgestellt hat. Wie schon Boesgaard und Boesgaard bei den Fe II Emissionslinien, findet auch Zirin, daß es Sterne von gleichem Spektraltyp und gleicher Leuchtkraftklasse gibt, bei denen der eine Stern die He 10830 Å-Linie zeigt, der andere nicht. Er beobachtet zudem, daß die Linie sehr variabel ist, so daß sie sich bei demselben Stern von beträchtlicher Absorption zu Emission oder zu Nichtvorhandensein in Zeitskalen von 2 – 5 Jahren verändert. Dieses Verhalten stimmt gut mit dem koronalen Anregungsmechanismus überein und ist den Variationen der Sonnenkorona ähnlich.

Ein vierter Typ primärer Indikatoren von Chromosphären ist das Auftreten von Flares und Linien-Emission in Flare-Sternen und Me-Zwergsternen. Kunkel (47) zeigte, daß wahrscheinlich alle Zwerg-Me-Sterne Flaresterne sind. In diesen Sternen wird die Existenz der Chromosphäre von der Anwesenheit des Heizungsmechanismus abgeleitet. Das Phänomen des Sternflares ist ähnlich wie bei der Sonne, jedoch ist die Energieausschüttung etwa 100 bis 10 000 mal größer als bei einem normalen Sonnenflare. Da die Flares ihre Energie aus der Annihilation von Magnetfeldern beziehen, müssen diese Felder um mindestens eine Größenordnung stärker sein als auf der Sonne. Alle magnetischen Heizungsmechanismen, die auf der Sonne eine Rolle spielen, müssen also in erhöhtem Maße auch auf diesen späten Sternen vorkommen. Die Häufigkeit der Me-Zwergsterne unter allen M-Sternen beträgt etwa 5 % bei frühen und 100 % bei späten M-Sternen ab M 5.5, wie Joy und Abt (37) gezeigt haben.

Trägt man alle Hinweise von primären Indikatoren zusammen, so zeigt sich, daß bei fast allen Sterntypen Chromosphären nachgewiesen sind, außer bei den A-Sternen, den hellen F-Sternen und den M-Überriesen.

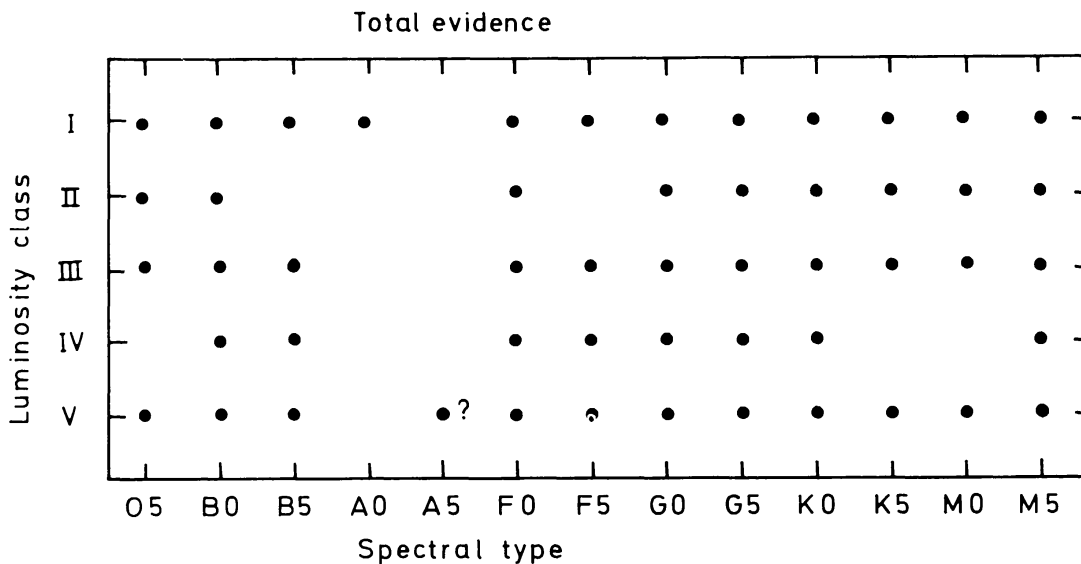
#### b) Sekundäre Indikatoren

Zu dieser Kategorie zähle ich erstens Resonanzlinien mit Emissionskernen wie die Ca II H- und K- oder die Mg II h- und k-Linien, bei denen zur Zeit die Theorie der Linienbildung noch umstritten ist, und zweitens Anzeichen von Massenverlust, wobei über den Massenabwurfmechanismus noch diskutiert wird. Obwohl die Mehrzahl der Kollegen diese sekundären Indikatoren zu den primären rechnen würde, ist hier eine gewisse Vorsicht geboten. Es gibt im wesentlichen zwei Möglichkeiten der Bildung der Emissionskerne der Mg II- und Ca II-Resonanzlinien. Beide Mechanismen wurden bereits von Wilson und Bappu (90) erwähnt. Entweder sind die Emissionskerne Manifestationen des Dopplereffekts und werden von turbulenten Bewegungen der äußeren Sternhülle erzeugt – das ist die *Dopplerverbreiterungstheorie* – oder diese Kerne entstehen durch Emission in optisch dicker Schicht und spiegeln den chromosphärischen Temperaturanstieg wieder. Dies ist die *Massenverbreiterungstheorie*. Die Dopplerverbreiterungstheorie wird z.B. von Hoyle und Wilson (34), Pasachoff (61, 62) und Suemoto (78, 79) vertreten. Pasachoff z.B. sieht in den Emissionskernen das Wirken von Spikulen. Die neuere Argumentation etwa von Cram (21) und Ayres (10) tendiert jedoch zunehmend zu der Annahme, daß die Massenverbreiterungstheorie richtig ist. Wilson und Bappu (90), Wilson (92), Kraft et al. (46), Warner (88) und Dravins (26) haben umfangreiche Kataloge von Sterntypen zusammengestellt, bei denen Ca II-K Emissionskerne beobachtet wurden. Ähnliche, jedoch erheblich weniger umfangreiche Aufstellungen von Sternen, bei denen Mg II-Emissionskerne auftreten, sind von Doherty (24), Kondo et al. (41, 42, 43, 44, 45), Evans et al. (28), McClintock et al. (58, 59), Bernat und Lambert (12) gegeben worden. Sowohl für die Ca K als auch für die Mg h und k Linien gibt es die nach Wilson und Bappu benannte wichtige empirische lineare Beziehung (siehe etwa die Figur 2 der Arbeit von Wilson (91)) zwischen dem Logarithmus der Breite  $W_0$  des Emissionskerns der Linie und der absoluten visuellen Helligkeit von  $M_V$  des Sterns. Der Wilson-Bappu-Effekt gilt über den faszinierenden Bereich von 15 Größenklassen und tritt bei fast allen späten Sternen auf. Dabei ist der Effekt unabhängig vom Alter des Sterns und im wesentlichen unabhängig von der Emissionsstärke der Linie.

Ein anderer sekundärer Indikator für Chromosphären ist Massenverlust. Überblickte über dieses Thema haben de Loore (22), Weymann (89), Reimers (67) und Schmid-Burgk (72) gegeben. Trotz der starken Korrelation zwischen dem Auftreten von Chromo-

sphären und Massenverlust konnte bis jetzt die Frage noch nicht eindeutig beantwortet werden, ob jeder Massenverlust notwendig eine Chromosphäre voraussetzt. Kalte Strahlungsdruckmodelle für Sternwinde von Lucy und Solomon (57) und von Castor et al. (19, 20) benötigen keine Chromosphären. Jedoch besitzen alle frühen Sterne, für die diese Modelle entwickelt wurden, heiße Hüllen. In neueren Arbeiten von Hearn (32), Lamers und Morton (51), Lamers und Rogerson (52), Lamers und Snow (53), ist die Existenz der heißen Hülle von fundamentaler Bedeutung für den Massenabwurfmechanismus. Zu dem Schluß, daß heiße Hüllen für den Massenverlust nötig sind, kommt auch Mihalas (60). Die Figur 1 aus der Arbeit von Snow und Morton (76) zeigt in einem HR Diagramm frühe Sterne, die von dem Copernicus-Satelliten aus beobachtet wurden. Bei fast allen Sternen mit  $M_V < -6$  hat man Massenverlust beobachtet mit Abflußgeschwindigkeiten, die größer sind als die Entweichgeschwindigkeiten vom Stern. Aber auch alle Sterne mit  $M_V > -6$  haben Violettverschiebungen in Linien hochionisierter Atome, die einen erheblichen Massenabfluß nach außen andeuten.

Bei späten Riesensternen ist der Massenverlust von Reimers (66, 67, 68), Sanner (71) und Bernat (13) eingehend untersucht worden. Es zeigt sich, daß wahrscheinlich auch bei späten Sternen ein ursächlicher Zusammenhang zwischen Chromosphäre und Massenverlust besteht. Bei zwei der drei für späte Sterne vorgeschlagenen Massenabwurfmechanismen, dem heißen Sternwind und dem mit Wellendruck getriebenen Wind, sind chromosphärische Heizungsmechanismen am Massenabwurf fundamental beteiligt. Beim dritten Mechanismus, dem Kwokschen Modell von Strahlungsdruck auf Staub, besteht die Notwendigkeit einer turbulenten Hüllenschicht, die genügend Masse bis zum Staubbildungsradius bringen soll. Es ist naheliegend anzunehmen, daß diese turbulente Hülle, über die Beobachtungen von Gasbewegungen etwa aus  $\zeta$  Aurigae-Systemen vorliegen, auch ursächlich mit den beobachteten Chromosphären zusammenhängt. Massenverlust muß also höchstwahrscheinlich immer als Indikator für eine Chromosphäre angesehen werden.



Figur 1. HR-Diagramm mit Sterntypen (Punkte), bei denen Chromosphären beobachtet sind. Diese Daten basieren sowohl auf den primären wie auf den sekundären Indikatoren.

Fassen wir jetzt das Beobachtungsmaterial aus primären und sekundären Indikatoren zusammen. In Figur 1 ist im HR-Diagramm die gesamte Information für die Existenz von Chromosphären bei verschiedenen Sterntypen aufgetragen. Gegenüber dem Sachverhalt bei den primären Indikatoren ist das Bild abgerundeter, und es sind auf Grund der Mg II- und Ca II-Emissionskerne die F-Sterne aufgefüllt. Die Anwesenheit von Chromosphären bei frühen A-Überriesen und späten M-Überriesen wird aus den Massenverlusten geschlossen.

Die Existenz von Chromosphären bei den übrigen A-Sterntypen ist z.Zt. nicht nachzuweisen, obwohl eine große Zahl von detaillierten Untersuchungen gemacht wurde. Hier ist auch Wega keine Ausnahme, für die im Infraroten ein Exzess und Linienemission beobachtet wurde. Wie Johnson und Wisniewski (36) gezeigt haben, könnte dieses gegenüber anderen Sternen desselben Spektraltyps, wie z.B.  $\alpha$  Cr B, pekulare Verhalten von Wega durch eine Be-Doppelsternnatur erklärt werden. Der mit einem Fragezeichen versehene Sterntyp wird nur von  $\alpha$  Aql, einem A 7 V Stern, vertreten, bei dem das Auftreten von Mg II-Emission nicht gesichert ist (45). Die Frage nach der Existenz von Chromosphären bei A-Sternen muß also zur Zeit noch unbeantwortet bleiben. Hier richtet sich unsere Aufmerksamkeit auf den neuen IUE-Satelliten, der dieses Problem klären kann. Wie weiter unten gezeigt wird, gibt es jedoch gewichtige theoretische Gründe für die Existenz von Chromosphären in A-Sternen.

Wir haben nun gesehen, daß es bei fast allen Sterntypen Sterne gibt, die Chromosphären besitzen. Das heißt aber noch nicht, daß auch alle Sterne, die zu einem bestimmten Sterntyp gehören, notwendigerweise eine Chromosphäre besitzen müssen. In der Tat haben, wie schon erwähnt, sowohl Boesgaard und Boesgaard als auch Zirin gezeigt, daß es Sterne gleichen Typs gibt, bei denen für den einen Stern eine Chromosphäre nachgewiesen werden kann und für den anderen nicht. Daß jedoch wahrscheinlich alle Sterne eines Sterntyps Chromosphären besitzen, wird durch die Ca K- und Mg h + k-Linienbeobachtungen nahegelegt, wo bei genügender Auflösung und Empfindlichkeit fast jeder späte Stern einen Emissionskern zeigt. Die Zirinschen und Boesgaardschen Beobachtungen demonstrieren wahrscheinlich nur, daß die Fe II- und He 10830 Å-Linien aus koronahenen Schichten kommen, wo die Variabilität der Magnetfelder hervortritt, während die Ca- und Mg-Linien in tiefergelegenen Schichten entstehen, in denen wegen der nichtmagnetischen Heizungsmechanismen eine viel geringere Variabilität herrscht.

## 2. Empirische Chromosphärenmodelle

Außer für die Sonne gibt es zur Zeit aus der Arbeitsgruppe um Linsky (7, 8, 9, 39, 40) für neun Sterne empirische Chromosphärenmodelle. Alle diese Modelle beruhen auf Ca II K- und Mg II h- und k-Beobachtungen und setzen die Massenverbreiterungstheorie voraus. Zur Konstruktion eines solchen Modells gibt man eine beliebige Temperaturschichtung der äußeren Sternatmosphäre vor und berechnet unter Annahme von hydrostatischem Gleichgewicht ein synthetisches Spektrum. Die Temperaturschichtung wird dann so lange verändert bis eine gute Übereinstimmung mit dem beobachteten H und K Linienprofil entsteht. Empirische Modelle für die Sonne basieren im allgemeinen auf sehr viel mehr Daten. Die besten empirischen Modelle der Sonne von Gingerich et al. (29), (HSRA) und von Vernazza et al. (86) (VAL) fitten eine große Zahl von Mitte-Rand Daten von Kontinua der infraroten, sichtbaren und ultravioletten Spektralbereiche. Ein Vergleich der HSRA und VAL Kontinuum-Modelle mit dem Linienmodell von Ayres und Linsky (8) zeigt nur im Bereich des Temperaturminimums Diskrepanzen. Da neuere Argumenta-

tionen von Avrett (5) und neueste IR-Messungen von Rast et al. (64) auf einen höheren Wert des Temperaturminimums von etwa 4500 K hindeuten, scheint jetzt offensichtlich eine recht gute Übereinstimmung beider Typen von empirischen Modellen zu bestehen. Dies ist ein weiteres starkes Argument für die Gültigkeit der Massenverbreiterungstheorie. Ist einmal ein empirisches Chromosphärenmodell bekannt, kann daraus etwa die gesamte chromosphärische Emission und deren Höhenverlauf abgeleitet werden. Diese Werte stellen einschneidende Bedingungen an die Natur der Heizungsmechanismen und erlauben es, unter den verschiedenen möglichen Heizungstheorien auszuwählen.

### 3. Heizungstheorien

Es ist klar, daß wegen der starken Temperaturerhöhung über die Effektivtemperatur hinaus eine mechanische Heizung der Chromosphäre unumgänglich ist. Man kann die zur Zeit vorgeschlagenen Heizungsmechanismen grob in 3 Klassen einteilen: Wellenheizung, quasistetige Heizung und explosive Heizung.

Zunächst zur Wellenheizung: Jede der vier magnetohydrodynamischen Rückstellkräfte produziert einen reinen Wellenmode. Gasdruck erzeugt Schallwellen, Schwerkraft Schwerewellen, magnetische Spannung Alfvén Wellen und Corioliskraft Rossby Wellen. Das Wirken von zwei und mehr Rückstellkräften erzeugt kompliziertere Wellenmoden. Obwohl wahrscheinlich alle Wellenmoden in Sternatmosphären vorkommen, hat man auf der Sonne bisher noch nicht alle Typen nachgewiesen. Deubner (23) und Beckers und Canfield (11) haben über die 4 beobachteten akustischen Schwerewellenmoden einen Überblick gegeben. Danach findet man auf der Sonne:

- A. Globale Oszillationen mit großräumiger Kohärenz und Perioden zwischen vielen Minuten und Stunden.
- B. Die sogenannten 300 s Oszillationen mit erheblicher Kohärenz über große Bereiche der Hülle.
- C. Kurzperiodische akustische Wellen mit typischen Perioden von 30 s, die lokal am oberen Rand der Konvektionszone erzeugt werden.
- D. Konvektion als instabile Repräsentation von Schwerewellen mit typischen Perioden von 8 min für Granulationszellen und Stunden oder Tagen für Supergranulationszellen.

Weitere wahrscheinlich nachgewiesene Wellentypen sind Rossby-Wellen und über Sonnenflecken Alfvén-Wellen.

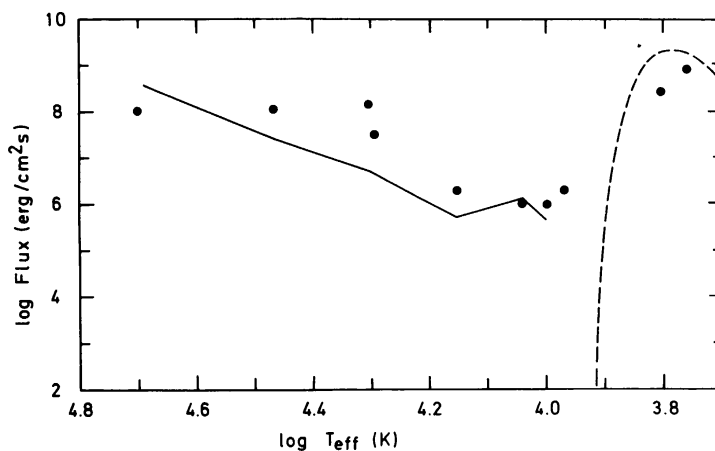
Typische Beispiele für den zweiten Heizungstyp, den quasistetigen Mechanismus, sind der Gold-Tucker-Mechanismus, der von Rosner et al. (70) für die Heizung von aktiven Gebieten vorgeschlagen wurde und der Mechanismus von Somov und Syrovatski (77). Beide Mechanismen gewinnen Energie aus dem Abbau von Magnetfeldern.

Beispiele für den explosiven Heizungstyp sind vor allem die Mechanismen, die zur Erzeugung von Flares, Microflares, Spikulen und den kürzlich von Brückner et al. (17) entdeckten Hochgeschwindigkeits-Jets dienen. Außer einer direkten Heizung dürften diese Mechanismen beträchtliche Masse in die Korona bringen, die von dort, wie beobachtet ist, in das chromosphärische Netzwerk zurückfließt und zur erheblichen Emission dieser Gebiete beiträgt. Auch die explosiven Mechanismen sind sehr stark an die Existenz von Magnetfeldern gebunden.

Nicht alle dieser 3 Typen von Heizungsmechanismen sind gleich wichtig. Da die äußeren Sternschichten einen erheblichen Dichteabfall besitzen und Gebiete hoher und niedriger Magnetfeldstärke vorkommen, ist die Bedeutung eines Heizungsmechanismus vom Ort in der äußeren Hülle eines Sterns abhängig. Ganz allgemein kann man sagen, daß wegen des Anwachsens des Verhältnisses von magnetischer Energiedichte zur Energiedichte des Gases die magnetischen Heizungsmechanismen nach außen hin immer stärker dominieren. Das bedeutet aber auch umgekehrt, daß mit zunehmender Gasdichte, d.h. geringerer Höhe in der Atmosphäre, die nichtmagnetischen Heizungsmechanismen stärker hervortreten. Dies läßt sich etwa anhand von Figur 9.10 aus dem Buche von Zirin (93) zeigen, in der man deutlich das stärkere Hervortreten des mit dem Magnetfeld eng korrelierten Netzwerks in der oberen Chromosphäre sieht. Man muß aus diesen und ähnlichen Aufnahmen etwa in den CN-Banden (Figur II-7 aus dem Buch von Athay (3)) schließen, daß für die untere und mittlere Chromosphäre die nichtmagnetischen Mechanismen, d.h. akustische Wellen, den Hauptbeitrag der chromosphärischen Heizung liefern. Von den akustischen Mechanismen sind aber die langperiodischen Wellen, die globalen und 300 sec Oszillationen, wegen ihres geringen Energieflusses und ihrer ungenügenden Dissipation ungeeignet, die empirische chromosphärische Emission zu decken, so daß für die untere und mittlere Chromosphäre die kurzperiodischen akustischen Wellen als einziger wichtiger Heizungsmechanismus übrigbleiben. Dieser Mechanismus erfüllt auch in der Tat alle Bedingungen, die man aufgrund der empirischen Chromosphärenmodelle an ihn stellen muß: Er besitzt genügend Energie und hat das richtige Dissipationsverhalten.

Renzini et al. (69) haben vor kurzem die Energieerzeugungsraten kurzperiodischer akustischer Wellen für eine große Zahl später Sterne mit Konvektionszonen angegeben. Diese Rechnungen basieren auf der Lighthill-Theorie. Ein Charakteristikum solcher Rechnungen ist, daß zu den frühen Sternen hin, etwa bei den A-Sternen, die akustische Energieerzeugung stark abfällt, weil die Konvektionszonen dort ineffektiv werden.

Bei frühen Sternen tritt wegen des immer stärker werdenden Strahlungsfeldes der Hearn-Mechanismus (31) auf. Schwache, von ineffektiven He-Konvektionszonen erzeugte Schallwellen werden in einem dem K-Mechanismus analogen Prozess verstärkt so lange, bis sich Dissipation und Verstärkung die Waage halten.



Figur 2. Aus beobachteten turbulenten Geschwindigkeiten abgeleitete Energieflüsse (Punkte) werden nach Lamers und de Loore (49) und Renzini et al. (69) mit theoretischen akustischen Energieerzeugungsraten (gestrichelt: Lighthill-Theorie, ausgezogen: Hearn-Mechanismus) verglichen.



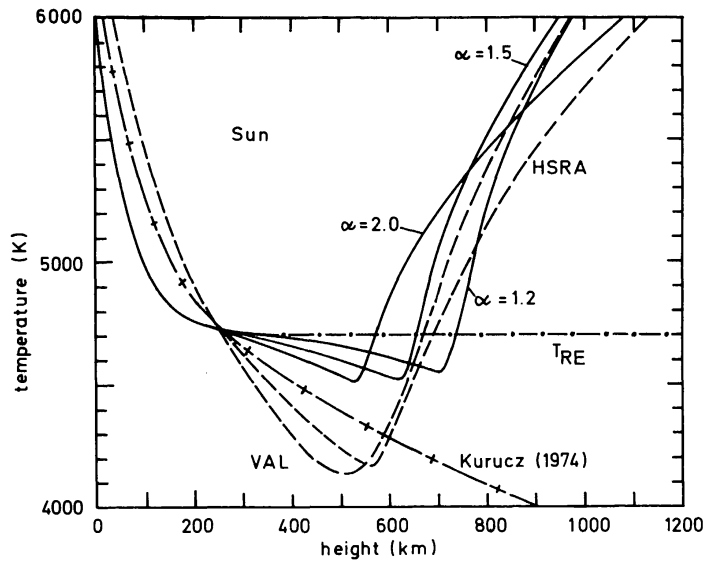
Figur 2 zeigt für Überriesen einen Vergleich von akustischer Heizung und empirisch bestimmter Turbulenz, basierend auf Daten von Lamers und de Loore (49) und Renzini et al. (69). Durch Punkte bezeichnete Energien aus Turbulenzgeschwindigkeiten werden mit theoretischen Energien verglichen und zwar aus dem Hearn-Mechanismus (ausgezogen) und der Lighthill-Theorie (gestrichelt). Man sieht eine vernünftige Übereinstimmung. Für Hauptreihensterne gilt ähnliches wie für Überriesen (50). Der schwierige Nachweis von Chromosphären in A-Sternen könnte auf das Minimum der Schallerzeugung bei diesen Sternen zurückzuführen sein. Bei schwacher Schallerzeugung würde nämlich der chromosphärische Temperaturanstieg sehr weit außen in der Hülle liegen, wo die Emission entsprechend schwach ist. Daß A-Sterne Chromosphären besitzen, ist wegen der Anwesenheit beträchtlicher Mengen von akustischer Energie nach diesen Untersuchungen sehr wahrscheinlich.

#### 4. Theoretische Chromosphärenmodelle

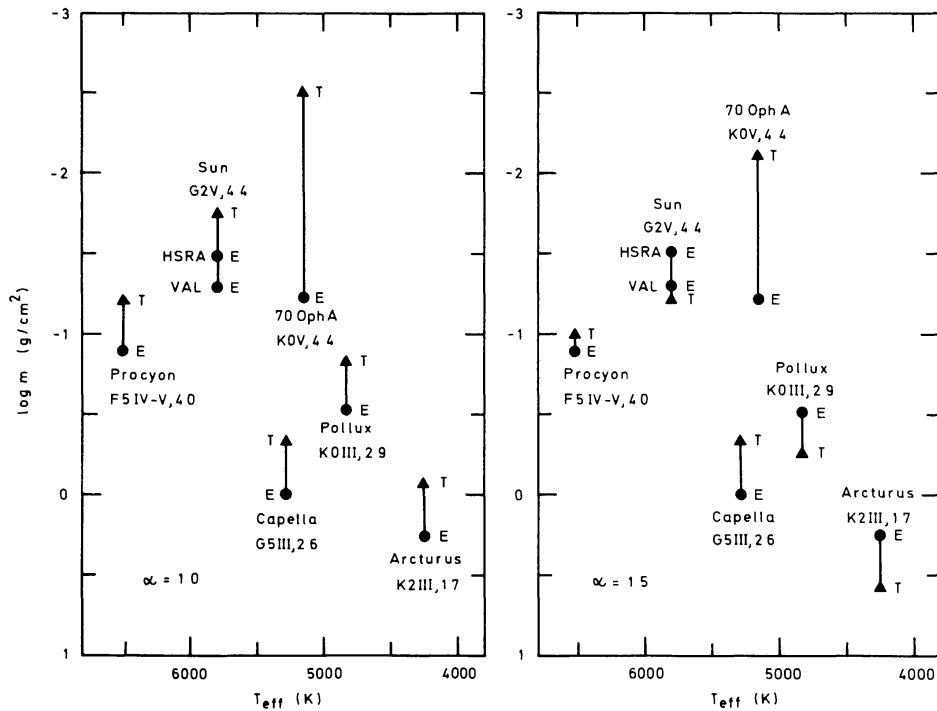
Die Konstruktionsmethode von theoretischen Chromosphärenmodellen ist die folgende (84, 85): Für einen Stern mit gegebener Effektivtemperatur  $T_{\text{eff}}$  und Schwerebeschleunigung  $g$  kann man mit der Böhm-Vitenseschen Theorie und einem Sternhüllenprogramm ein Konvektionszonenmodell berechnen. Die Böhm-Vitensesche Theorie braucht als weiteren Parameter den Wert  $\alpha$  d.i. das Verhältnis von Mischungslänge und Druckskalenhöhe. Für Sonnenmodelle haben Gough und Weiss (30) Werte von  $\alpha$  zwischen 1.0 und 1.5 gefunden. Mit der Lighthill-Theorie läßt sich aus dem Konvektionszonenmodell die akustische Energie und die Periode gewinnen und daraus mit den hydrodynamischen Gleichungen und der Strahlungstransportgleichung (in grauer Näherung) ein Chromosphärenmodell berechnen, also z.B. der Ort der Schockentstehung, der Ort des Temperaturminimums und der chromosphärische Temperaturanstieg.

Figur 3, basierend auf der Arbeit von Ulmschneider et al. (84), zeigt für die Sonne im Vergleich die Temperaturschichtungen von theoretischen Modellen (ausgezogen), von empirischen Modellen, HSRA und VAL (gestrichelt) und von einem rein theoretischen Strahlungsgleichgewichtsmodell von Kurucz (48). Wegen der grauen Rechnung besteht in der Photosphäre noch eine erhebliche Diskrepanz zwischen den theoretischen und den empirischen Modellen. Wie aber der Vergleich mit dem nichtgrauen theoretischen Kurucz-Modell zeigt, dürfte eine nichtgraue Rechnung diese Diskrepanz weitgehend beseitigen. Ein Vergleich des empirischen Modells von Ayres und Linsky (7) mit theoretischen Modellen von Ulmschneider et al. (85) für Arktur zeigt ähnliche Diskrepanzen wie bei der Sonne.

Figur 4 nach Schmitz und Ulmschneider (73) zeigt einen Vergleich der Lage von empirischen (mit E bezeichnet) und theoretischen (mit T bezeichnet) Temperaturminima für 6 Sterne. Auf der Ordinate ist die Säulenmassendichte  $m$  aufgetragen. Das Sterninnere liegt also unten. Bei einem gegebenen Stern haben die theoretischen Rechnungen nur noch *einen* freien Parameter, den Wert  $\alpha$ . Die linke Figur zeigt die Ergebnisse für  $\alpha = 1$ , die rechte für  $\alpha = 1.5$ . Das theoretische Temperaturminimum für die Sonne liegt für  $\alpha = 1$  höher und für  $\alpha = 1.5$  tiefer als das beobachtete. Dasselbe gilt für Pollux und für Arktur. Auch bei Procyon und Capella stimmen die vorhergesagten und beobachteten Temperaturminima relativ gut überein. Nur 70 Oph macht eine Ausnahme. Hier wird das theoretische Temperaturminimum viel zu weit außen im Stern gefunden.



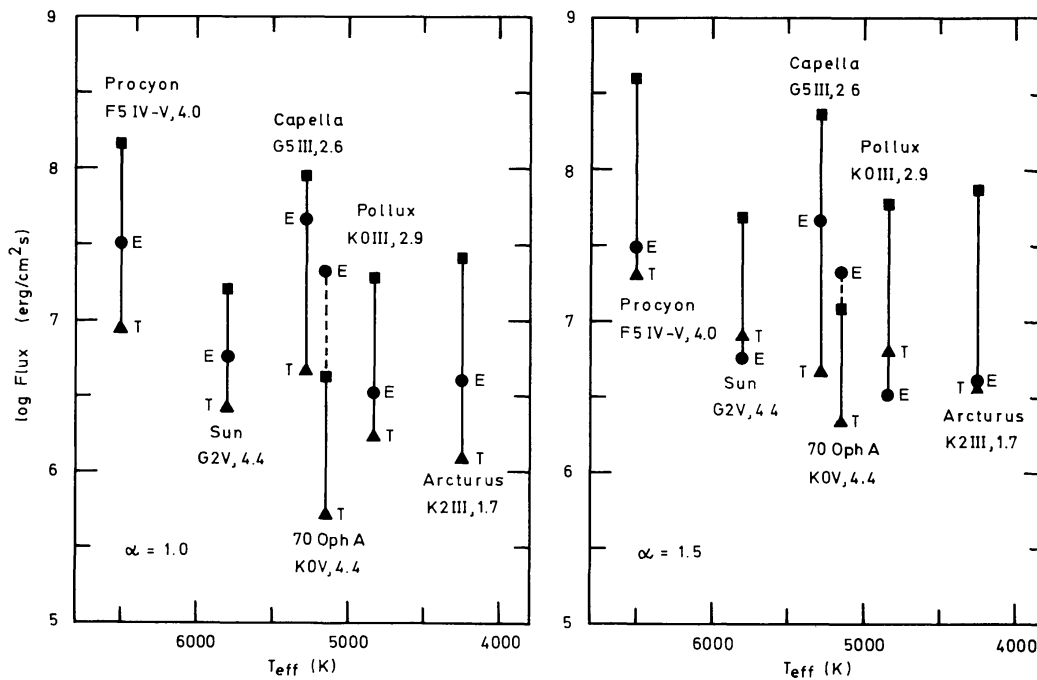
Figur 3. Vergleich empirischer Sonnenmodelle (von Gingerich et al. (29, HSRA) und Ver-  
nazza et al. (86, VAL), gestrichelt) mit einem theoretischen Strahlungsgleichgewichtsmodell von Kurucz (48) und theoretischen hydrodynamischen Modellen von Ulmschneider  
et al. (84, ausgezogen).  $\alpha$  ist das Verhältnis von Mischungslänge und Skalenhöhe.  $T_{RE}$  be-  
zeichnet das ursprüngliche graue Strahlungsgleichgewichtsmodell.



Figur 4. Vergleich nach (73) der Lage von empirischen (mit E bezeichnet) und theoretischen (mit T bezeichnet) Temperaturminima von sechs Sternen.  $m$  ist die Säulenmas-  
sendichte,  $T_{eff}$  die Effektivtemperatur,  $\alpha$  das Verhältnis von Mischungslänge und Skalen-  
höhe.

Wenn die kurzperiodische akustische Heizungstheorie richtig ist, müßte eine wichtige Bedingung erfüllt sein: Die akustische Welle müßte am Temperaturminimum genügend Energie haben, um die beobachtete chromosphärische Abstrahlung zu decken.

Figur 5 nach (73) zeigt einen Vergleich der akustischen Energien am Temperaturminimum mit der chromosphärischen Abstrahlung. Die akustische Energie ist hier mit T bezeichnet, die chromosphärische Abstrahlung mit E. Wieder schließen bei der Sonne mit  $\alpha = 1.0$  und  $\alpha = 1.5$  die theoretischen Werte die Beobachtung ein. Dasselbe gilt für Pollux. Eine im Hinblick auf die starke Unsicherheit der chromosphärischen Emission hinreichende Übereinstimmung sieht man auch bei Arktur und Procyon. 70 Oph fällt wieder klar heraus. Hier ist die empirische chromosphärische Emission größer als die (durch ein Viereck bezeichnete) in der Konvektionszone produzierte akustische Energie. Hier fehlt offensichtlich akustische Energie, was für späte Hauptreihensterne auch schon Blanco et al. (14) gefunden haben. Die Diskrepanz zwischen Beobachtung und Theorie für 70 Oph würde jedoch verschwinden, wenn man für diesen Stern  $\alpha = 2.3$  annehmen könnte.



Figur 5. Vergleich nach (73) von akustischen Energien (mit T bezeichnet) am Temperaturminimum mit der empirisch bestimmten chromosphärischen Abstrahlung (mit E bezeichnet) für sechs Sterne.  $T_{\text{eff}}$  ist die Effektivtemperatur,  $\alpha$  ist das Verhältnis von Mischungslänge und Skalenhöhe. Quadrate bezeichnen die gesamte akustische Energieerzeugungsrate in der Konvektionszone.

Zum Schluß noch ein paar Worte zum Wilson-Bappu-Effekt. Wenn die Massenverbreiterungstheorie richtig ist, dann ist, wie Thomas (80) und Ayres et al. (6) gezeigt haben, die Breite des Emissionskerns der Ca K-Linie eine Funktion der Position des stellaren Temperaturminimums. Eine theoretische Vorhersage der Lage des Temperaturminimums würde deshalb den Wilson-Bappu-Effekt erklären. Wie soeben gezeigt wurde, scheint die kurzperiodische akustische Heizungstheorie nun in der Lage zu sein, Temperaturminima richtig vorherzusagen. Diese Heizungstheorie erlaubt, auch noch weitere Eigenschaften des Wilson-Bappu-Effekts zu verstehen. Daß der Wilson-Bappu-Effekt zum einen unabhängig vom Alter eines Sterns und zum anderen auch weitgehend unabhängig von der  $K_2$  Emission in der Linie ist, könnte von dem nichtmagnetischen Charakter des akustischen Heizungsmechanismus her erklärt werden. Ein magnetischer Heizungsmechanismus dagegen kann wegen der von Skumanich (75) gefundenen Korrelation zwischen Magnetfeldstärke, Alter von Sternen und der Stärke der  $K_2$ -Emission diese Eigenschaft des Wilson-Bappu-Effektes nicht erklären.

## Literatur

- 1 ATHAY, R.G.: 1965, *Astrophys. J.* **142**, 755
- 2 ATHAY, R.G.: 1970, *Astrophys. J.* **161**, 713
- 3 ATHAY, R.G.: 1976, *The Solar Chromosphere and Corona: Quiet Sun*, *Astrophys. Space Sci. Library* **53**, Reidel, Dordrecht
- 4 AUER, L.H., MIHALAS, D.: 1970, *Astrophys. J.* **160**, 233
- 5 AVRETT, E.H.: 1977, *The solar output and its variation*, O.R. White Ed., Colorado Assoc. Univ. Press, Boulder Col., p. 327
- 6 AYRES, T.R., LINSKY, J.L., SHINE, R.A.: 1975, *Astrophys. J.* **195**, L121
- 7 AYRES, T.R., LINSKY, J.L.: 1975, *Astrophys. J.* **200**, 660
- 8 AYRES, T.R., LINSKY, J.L.: 1976, *Astrophys. J.* **205**, 874
- 9 AYRES, T.R., LINSKY, J.L., RODGERS, A.W., KURUCZ, R.L.: 1976, *Astrophys. J.* **210**, 199
- 10 AYRES, T.R.: 1979, *Astrophys. J.* **228**, 509
- 11 BECKERS, J.M., CANFIELD, R.C.: 1976, *Physique des Mouvements dans les atmospheres stellaires*, R. Cayrel, M. Steinberg Eds, Editions du CNRS, Paris, p. 207
- 12 BERNAT, A.P., LAMBERT, D.L.: 1976, *Astrophys. J.* **204**, 830
- 13 BERNAT, A.P.: 1977, *Astrophys. J.* **213**, 756
- 14 BLANCO, C., CATALANO, S., MARILLI, E., RODONO, M.: 1974, *Astron. Astrophys.* **33**, 257
- 15 BOESGAARD, A.M., BOESGAARD, H.: 1976, *Astrophys. J.* **205**, 448
- 16 BORSENERGER, J., GROS, M.: 1978, *Astron. Astrophys. Suppl.* **31**, 291
- 17 BRÜCKNER, G.E., BARTOE, J.-D.F., VAN HOOSIER, M.E.: 1978, *Proceedings OSO-8 Workshop*, E. Hansen, S. Schaffner Eds.
- 18 CASH, W., BOWYER, S., LAMPTON, M.: 1978, *Astrophys. J.* **221**, L87
- 19 CASTOR, J.I., ABBOTT, D.C., KLEIN, R.I.: 1975, *Astrophys. J.* **195**, 157
- 20 CASTOR, J.I., ABBOTT, D.C., KLEIN, R.I.: 1976, *Physique des mouvements dans les atmospheres stellaires*, R. Cayrel, M. Steinberg Eds., Edition du CNRS, Paris, p. 363
- 21 CRAM, L.E.: 1979, (to be published)
- 22 de LOORE, C.: 1977, *Highlights of Astronomy* **4**, (Part II) E.A. Müller Ed., p. 155
- 23 DEUBNER, F.-L.: 1976, *Proceedings IAU Coll 36*, R.M. Bonnet, P. Delache Eds., p. 45
- 24 DOHERTY, L.R.: 1972, *Astrophys. J.* **178**, 495
- 25 DOHERTY, L.: 1973, *Stellar Chromospheres*, NASA Sp-317, S.D. Jordan, E.H. Avrett Eds., p. 99
- 26 DRAVINS, D.: 1976, *IAU Symp* **71**, 469
- 27 DUPREE, A.K.: 1975, *Astrophys. J.* **200**, L27
- 28 EVANS, R.G., JORDAN, C., WILSON, R.: 1975, *Mon. Not. R. Astr. Soc.* **172**, 585
- 29 GINGERICH, O., NOYES, R.W., KALKOFEN, W., CUNY, Y.: 1971, *Solar Phys.* **18**, 347

- 30 GOUGH, D.O., WEISS, N.O.: 1976, *Mon. Not. Roy. Astr. Soc.* **176**, 589
- 31 HEARN, A.G.: 1973, *Astron. Astrophys.* **23**, 97
- 32 HEARN, A.G.: 1975, *Astron. Astrophys.* **40**, 355
- 33 HERZBERG, G.: 1948, *Astrophys. J.* **107**, 94
- 34 HOYLE, F., WILSON, O.C.: 1958, *Astrophys. J.* **128**, 604
- 35 JAIN, N.K., NARAIN, W.: 1978, *Astron. Astrophys. Suppl.* **31**, 1
- 36 JOHNSON, H.L., WISNIEWSKI, W.Z.: 1978, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **90**, 139
- 37 JOY, A.H., ABT, H.A.: 1974, *Astrophys. J. Suppl.* **28**, 1
- 38 KALKOFEN, W., ULMSCHNEIDER, P.: 1979, *Astrophys. J.* **227**, 655
- 39 KELCH, W.L., LINSKY, J.L., BASRI, G.S., CHIU, H.Y., CHANG, S.H., MARAN, S.P., FURENLID, I.: 1978, *Astrophys. J.* **220**, 962
- 40 KELCH, W.L.: 1978, *Astrophys. J.* **222**, 931
- 41 KONDO, Y., MORGAN, T.H., MODISETTE, J.L.: 1975, *Astrophys. J.* **196**, L125
- 42 KONDO, Y., MODISETTE, J.L., DUFOUR, R.J., WHALEY, R.S.: 1976a, *Astrophys. J.* **206**, 163
- 43 KONDO, Y., MORGAN, T.H., MODISETTE, J.L.: 1976b, *Astrophys. J.* **207**, 167
- 44 KONDO, Y., MORGAN, T.H., MODISETTE, J.L.: 1976c, *Astrophys. J.* **209**, 489
- 45 KONDO, Y., MORGAN, T.H., MODISETTE, J.L.: 1977, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **89**, 675
- 46 KRAFT, R.P., PRESTON, G.W., WOLFF, S.C.: 1964, *Astrophys. J.* **140**, 235
- 47 KUNKEL, W.E.: 1973, *Astrophys. J. Suppl.* **25**, 1
- 48 KURUCZ, R.L.: 1974, *Solar Phys.* **34**, 17
- 49 LAMERS, H.J.G.L.M., de LOORE, C.: 1976, *Physique des mouvements dans les atmospheres stellaires*, R. Cayrel, M. Steinberg Eds., Editions du CNRS, Paris, p. 453
- 50 LAMERS, H.J.G.L.M.: 1974, *Ph. D. Thesis Univ. Utrecht*, p. 226
- 51 LAMERS, H.J.G.L.M., MORTON, D.C.: 1976, *Astrophys. J. Suppl.* **32**
- 52 LAMERS, H.J.G.L.M., ROGERSON, J.B.: 1978, *Astron. Astrophys.* **66**, 417
- 53 LAMERS, H.J.G.L.M., SNOW, T.P.: 1978, *Astrophys. J.* **219**, 504
- 54 LAMPTON, M., MEWE, R.: 1979, *Astron. Astrophys.* (in press)
- 55 LINSKY, J.L.: 1977, *The solar output and its variation*, O. White Ed., Colorado Assoc. Univ. Press, Boulder, Col., p. 447
- 56 LINSKY, J.L., AYRES, T.R., BASRI, G.S., MORRISON, N.D., BOGGESS, A., MACHETTO, F., WILSON, R., CASSATELLA, A., HECK, A., HOLM, A., STICKLAND, D., SCHIFFER III, F.H., BLANCO, C., DUPREE, A.K., JORDAN, C., WING, R.F.: 1978, *Nature* **275**, 389
- 57 LUCY, L.B., SOLOMON, P.M.: 1970, *Astrophys. J.* **159**, 879
- 58 McCLINTOCK, W., LINSKY, J.L., HENRY, R.C., MOOS, H.W.: 1975a, *Astrophys. J.* **202**, 165
- 59 McCLINTOCK, W., HENRY, R.C., MOOS, H.W., LINSKY, J.L.: 1975b, *Astrophys. J.* **202**, 733
- 60 MIHALAS, D.: 1977, *Highlights of Astronomy*, 4 Part II, E.A. Müller Ed., Reidel, Dordrecht, p. 175
- 61 PASACHOFF, J.M.: 1970, *Solar Phys.* **12**, 202
- 62 PASACHOFF, J.M.: 1971, *Astrophys. J.* **164**, 385
- 63 PRADERIE, F.: 1973, *Stellar Chromospheres*, S.D. Jordan, E.H. Avrett Eds., NASA SP-317, p. 79
- 64 RAST, J., KNEUBÜHL, F.K., MÜLLER, E.A.: 1978, *Astron. Astrophys.* **68**, 229
- 65 REEVES, E.M., PARKINSON, W.H.: 1970, *Astrophys. J. Suppl.* **21**, 1
- 66 REIMERS, D.: 1975, *Problems in stellar atmospheres and envelopes*, B. Baschek, W.H. Kegel, G. Traving Eds., Springer Verl., New York, p. 229
- 67 REIMERS, D.: 1977, *IAU Coll. 42*, R. Kippenhahn, J. Rahe, W. Strohmeier Eds., p. 559
- 68 REIMERS, D.: 1978, *Mittlg. Astron. Ges.* **43**, 70
- 69 RENZINI, A., CACCIARI, C., ULMSCHNEIDER, P., SCHMITZ, F.: 1977, *Astron. Astrophys.* **61**, 39
- 70 ROSNER, R., GOLUB, L., COPPI, B., VAIANA, G.S.: 1978, *Astrophys. J.* **222**, 317
- 71 SANNER, F.: 1976, *Astrophys. J. Suppl.* **32**, 115
- 72 SCHMID-BURGK, J.: 1978, *Mittlg. Astron. Ges.* **43**, 86
- 73 SCHMITZ, F., ULMSCHNEIDER, P.: 1979, *Astron. Astrophys.* (in press)
- 74 SHIPMAN, H.L.: 1976, *Astrophys. J.* **206**, L67
- 75 SKUMANICH, A.: 1972, *Astrophys. J.* **171**, 565
- 76 SNOW, T.P., MORTON, D.C.: 1976, *Astrophys. J. Suppl.* **32**, 429
- 77 SOMOV, B.V., SYROVATSKII, S.I.: 1977, *Solar Phys.* **55**, 393
- 78 SUEMOTO, Z.: 1963, *Publ. Astron. Soc. Japan* **15**, 531
- 79 SUEMOTO, Z.: 1977, *Solar Phys.* **54**, 3

- 80 THOMAS, R.N.: 1973, *Astron. Astrophys.* **29**, 297
- 81 ULMSCHNEIDER, P.: 1974, *Solar Phys.* **39**, 327
- 82 ULMSCHNEIDER, P.: 1976, *Solar Phys.* **49**, 249
- 83 ULMSCHNEIDER, P., KALKOFEN, W.: 1978, *Astron. Astrophys.* **69**, 407
- 84 ULMSCHNEIDER, P., SCHMITZ, F., KALKOFEN, W., BOHN, H.U.: 1978, *Astron. Astrophys.* **70**, 487
- 85 ULMSCHNEIDER, P., SCHMITZ, F., HAMMER, R.: 1979, *Astron. Astrophys.* **74**, 229
- 86 VERNAZZA, J.E., AVRETT, E.H., LOESER, R.: 1976, *Astrophys. J. Suppl.* **30**, 1
- 87 VITZ, R.C., WEISER, H., MOSS, H.W., WEINSTEIN, A., WARDEN, E.S.: 1976, *Astrophys. J.* **205**, L35
- 88 WARNER, B.: 1969, *Mon. Not. Roy. Astr. Soc.* **144**, 333
- 89 WEYMANN, R.J.: 1977, *IAU Coll.* 42, R. Kippenhahn, J. Rahe, W. Strohmeier Eds., p. 577
- 90 WILSON, O.C., BAPPU, M.K.V.: 1957, *Astrophys. J.* **125**, 661
- 91 WILSON, O.C.: 1959, *Astrophys. J.* **130**, 499
- 92 WILSON, O.C.: 1976, *Astrophys. J.* **205**, 823
- 93 ZIRIN, H.: 1966, *The solar atmosphere*, Blaisdell Publ. Co., Waltham
- 94 ZIRIN, H.: 1976, *Astrophys. J.* **208**, 414