

Untersuchungen des Lichtwechsels von zwölf Ap-Sternen in zehn Spektralbereichen

W. SCHÖNEICH und G. HILDEBRANDT, Potsdam

sowie

W. FÜRTIG, Sonneberg

Zentralinstitut für Astrophysik der Akademie der Wissenschaften der DDR

Mit 15 Abbildungen. (Eingegangen 1975 Juli 11)

Twelve Ap stars with known periods and fairly large amplitudes were photoelectrically investigated in a ten colour system (λ 3400 Å to λ 7600 Å). The amplitude-wavelength relations following from the light curves cannot be explained by the influence of the backwarming effect. These relations point to complicated structures in the atmospheres of the peculiar regions of the magnetic stars.

Zwölf Ap-Sterne mit bekannter Periode und größerer Amplitude wurden in einem Zehnfarbensystem (3400 Å bis 7600 Å) lichtelektrisch untersucht. Die aus den Lichtkurven bestimmten Amplituden-Wellenlängen-Beziehungen lassen sich nicht durch den Einfluß des backwarming-Effekts erklären. Sie deuten vielmehr auf eine von der normalen Sternatmosphäre unterschiedliche Atmosphärenstruktur in den pekuliären Gebieten auf den magnetischen Sternen hin.

1. Einleitung

Magnetische Ap-Sterne zeigen in der Regel einen Lichtwechsel von mehreren Hundertstel GröÙenklasse Amplitude, der eng mit den beobachteten Variationen anderer Parameter, wie der magnetischen Feldstärke, den Konturen, Intensitäten und Verschiebungen der Spektrallinien bestimmter chemischer Elemente korreliert ist. Die Variationen erfolgen mit der gleichen Periode und sind am besten mit Hilfe eines Rotatormodells zu verstehen. Danach wird die Variabilität der verschiedenen Parameter von den sich infolge der Sternrotation ändernden Sichtbedingungen für pekuliäre Gebiete mit von der übrigen Sternoberfläche unterschiedlichen Eigenschaften hervorgerufen.

Da bereits *UBV*-Untersuchungen eine komplizierte Struktur der Amplituden—Wellenlängen-Abhängigkeit für die magnetischen Ap-Sterne erkennen lassen, kann man erwarten, daß aus photometrischen Untersuchungen der Variation der Intensitätsverteilung im kontinuierlichen Spektrum dieser Sterne Aufschlüsse über die physikalischen Ursachen des Lichtwechsels zu erhalten sind. Das *UBV*-System erwies sich wegen seiner zu geringen spektralen Auflösung als ungeeignet. Außerdem ließ der Verlauf der Amplituden—Wellenlängen-Beziehung im *UBV*-System interessante Ergebnisse bei größeren Wellenlängen erwarten.

Aus mehreren Gründen, von denen die wesentlichsten die größere erreichbare Genauigkeit und eine bessere Ausnutzung der Beobachtungszeit waren, gaben wir der Filtermethode vor der Scanning-Methode den Vorzug. Wir stellten uns die Aufgabe, den mit vorhandenem SEV mit Multialkalikathode erfaßbaren Spektralbereich durch etwa 10 Mittelbandfilter möglichst gleichmäßig zu überdecken, wobei der Balmer Sprung als wichtigste spektrale Struktur bei A-Sternen gut erfaßt werden sollte.

Mit dem so geschaffenen photometrischen System sollten nun alle Ap-Sterne mit bekannter Periode und größerer Amplitude, die von unserer Beobachtungsstation im Astrophysikalischen Observatorium Schemacha (UdSSR) aus erreichbar waren, untersucht werden. Hier werden die Ergebnisse für die ersten zwölf untersuchten Sterne dargelegt.

2. Beobachtungen

2.1. Das photometrische System

Als Grundlage für das von uns benutzte photometrische System diente das Sieben-Farben-System auf der Basis von Glasfiltern nach STRAIŽYS (1971). Die Originalfilter wurden uns freundlicherweise von STRAIŽYS zur Verfügung gestellt. Das System wurde durch drei Schott-Filter-Kombinationen im

Roten ergänzt. Die entsprechenden Spektralbereiche erhielten die Bezeichnung *HR* (Hellrot), *MR* (Mittelrot), *DR* (Dunkelrot).

Die Durchlaßkurven wurden im Labor gemessen und sind in Abb. 1 dargestellt (für *MR* und *DR* gestrichelt). Für die beiden langwelligen Bereiche spielt der Empfindlichkeitsabfall des SEV im Roten bereits eine bestimmende Rolle. Bei seiner Berücksichtigung (mittlere Kurve für SEV mit Multialkali-Katode) erhält man die durchgezogenen Kurven. Benutzt wurde ein sowjetischer SEV vom Typ

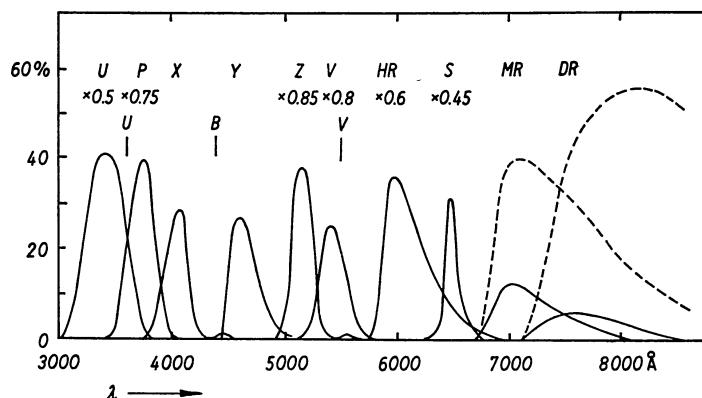


Abb. 1. Die Durchlaßkurven der benutzten Filterkombinationen. Die Durchlässigkeit in Prozent ist gegen die Wellenlänge aufgetragen. Für die Filter *MR* und *DR* sind die Durchlaßkurven gestrichelt und ihre Kombination mit der Empfindlichkeit des SEV durchgezogen gezeichnet. Oben ist die Bezeichnung der Spektralbereiche gegeben. Die darunter stehende Zahl gibt den Verkleinerungsfaktor für die vergrößert gezeichneten Kurven.

ΦΔΥ79. Tab. 1 gibt die Maximaldurchlässigkeit der Filter, die effektive Wellenlänge und die Halbwertsbreite der Spektralbereiche an. Außerdem sind die benutzten Filterkombinationen gegeben. Die effektiven Wellenlängen stimmen gut mit den von STRAIŽYS ermittelten überein. Kleine Farbgleichungen beim Übergang von unserem System zum Standard-System von STRAIŽYS zeigen die gute Übereinstimmung auch in der Praxis. Die effektiven Wellenlängen für die Bereiche *MR* und *DR* sind nicht so sicher fixiert, da ein Vergleich mit dem System von MITCHEL und JOHNSON (1969) wegen der schlechten Übereinstimmung der Wellenlängen und Durchlaßkurven nicht so eindeutige Resultate ergeben. Die wahren effektiven Wellenlängen für diese Bereiche scheinen sich jedoch nicht wesentlich von den im Labor bestimmten zu unterscheiden.

Tabelle 1. Angaben über das photometrische System

Spektralbereich	Durchlässigkeit in %	λ_{eff} in Å	Halbwertsbreite in Å	Filterkombination (Dicke in mm)
<i>U</i>	42	3450	400	BC 5 (1) + YΦC 2 (10)
<i>P</i>	40	3750	260	C ₃ C 22 (2) + YΦC 6 (2.7)
<i>X</i>	29	4050	220	HC 4 (3.2) + 3C ₇ (6.2) + 3C ₃ 21 (1.8) + ΦC 7 (1)
<i>Y</i>	27	4620	260	HC 12 (5.2) + C ₃ C 21 (2.6) + CC 4 (2)
<i>Z</i>	39	5160	210	HC 17 (2) + 3C ₇ (3.1) + C ₃ C 22 (10)
<i>V</i>	25	5420	260	OC 11 (1.5) + C ₃ C 22 (5) + HC 7 (2)
<i>HR</i>	36	6000	400	OG 3 (2) + BG 18 (1)
<i>S</i>	32	6470	100	Interferenzfilter
<i>MR</i>	(40)	7200	600:	RG 8 (2) + BG 17 (6)
<i>DR</i>	(56)	7650	750:	RG 9 (8) + (SEV-Empfindlichkeit)

2.2. Die Apparatur

Die Messungen wurden am 35-cm-Spiegel der Beobachtungsstation des Zentralinstituts für Astrophysik der AdW der DDR im Astrophysikalischen Observatorium Schemacha der AdW der Aserbaidzhanischen SSR in den Jahren 1971–1973 durchgeführt. Abb. 2 zeigt schematisch den Aufbau der Apparatur.

Das Cassegrain-System des 35-cm-Spiegels hat eine Äquivalentbrennweite von 7,5 m. In der Bildebene befindet sich die Meßblende des Photometers, die aus einem durchbohrten Spiegel besteht, der unter 45° Neigung angebracht ist und eine Umfeldkontrolle auch während der Messung erlaubt.

Die Öffnung ist durch einen an der Stirnseite verspiegelten Glasstift verschlossen, der durch einen Elektromagneten während der Exposition herausgezogen wird und dadurch den Strahlengang über den Filterrevolver und durch die Fabry-Linse auf den SEV freigibt. Der SEV wird ohne Kühlung betrieben.

Das Signal/Dunkelstrom-Verhältnis reicht zur genauen Messung der von uns untersuchten hellen Sterne völlig aus. Über einen veränderlichen Arbeitswiderstand (10^8 bis 10^9 Ohm) gelangt das Signal in einen Vorverstärker. Als Vorverstärker diente ein Schwingkondensator-Voltmeter. Der Vorverstärker hat sechs wählbare Meßbereiche, deren Verstärkungsfaktoren sich jeweils etwa um den Faktor 3 unterscheiden. Das Verhältnis der Verstärkungsfaktoren kann mit Hilfe der Spannung für die Nullpunktskorrektur einfach und mit großer Genauigkeit bestimmt werden. Damit wird ein Intensitätsbereich von 10^3 überbrückt (7.5 mag.). Die Arbeitswiderstände werden innerhalb einer Messung nicht verändert und dienen nur dazu, in kritischen Fällen bei Vergleichsmessungen das Signal den Meßbereichsgrenzen besser anzupassen. Das Signal wird an einem Kondensator integriert, dessen Aufladungskurve durch

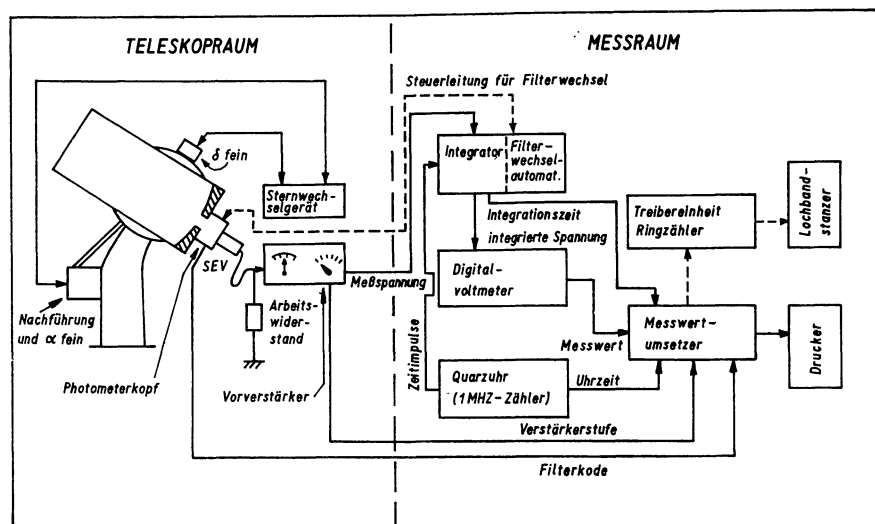


Abb. 2. Schematische Darstellung der Apparatur.

einen Operationsverstärker linearisiert wird. Am Ende der Integrationszeit wird die Spannung am Kondensator mit einem Digital-Voltmeter gemessen und parallel über einen Drucker und Lochbandstanzer ausgegeben. Zu jedem Meßwert erfolgt die Ausgabe des Zeitpunktes der Messung, des Filters und der benutzten Verstärkerstufe des Vorverstärkers. Die Steuerungsautomatik des Photometers ermöglicht den automatischen Ablauf des Meßprozesses für alle 10 Filter hintereinander. Ein Sternwechselgerät beschleunigt und erleichtert wesentlich das wechselseitige Einstellen von Vergleichssterne und Veränderlichem.

2.3. Die Messungen

Die guten atmosphärischen Bedingungen in Schemacha zusammen mit dem durch die Teilautomatisierung des Photometers und des Sternwechsels zügig verlaufenden Meßprozeß erlaubten es auch, für die zehn Farben das gleiche Meßverfahren wie bei der Dreifarbenphotometrie anzuwenden. Alle zehn Farben wurden für jedes Objekt hintereinander gemessen. Erst dann erfolgte die Einstellung eines neuen Objekts. In der Regel besteht ein Meßpunkt aus fünf symmetrisch angelegten Einzelmessungen von der Form

$$H-A-V-V-A-H-A \dots,$$

wobei H der Hintergrund, A der Vergleichssterne und V der Veränderliche sind. Die Integrationszeit betrug acht Sekunden, so daß ein Meßpunkt in jeder Farbe einer Integrationszeit von 80 Sekunden entspricht. Insgesamt erfordert ein Meßpunkt eine Beobachtungszeit von etwa einer Stunde.

Auf Kontrollmessungen wurde verzichtet, da nur Sterne mit bekannten Perioden und Lichtkurven beobachtet wurden, weshalb bereits kontrollierte Vergleichssterne benutzt werden konnten. Die Reduzierung der Beobachtungen erfolgte auf der Datenverarbeitungsanlage R 300 des Zentralinstituts für Astrophysik.

Die Korrekturen wegen differentieller Extinktion wurden mit Hilfe von mittleren Extinktionskoeffizienten angebracht, die aus Messungen von Standardsternen bestimmt wurden. Als Standardsterne wurden gemeinsame Sterne der Kataloge von ZDANAŲIČIUS u. a. (1969) bzw. SUDŽIUS u. a. (1970) für das STRAIŽYS-System sowie MITCHELL und JOHNSON (1969) für die roten Spektralbereiche ausgewählt. Die größten beobachteten Abweichungen vom Mittel betragen $\pm 10\%$. Der dadurch mögliche Fehler bleibt immer unter 0.005 mag.

3. Ergebnisse

Für jeden der zwölf untersuchten Sterne werden die Lichtkurven für alle zehn Spektralbereiche gegeben. Die einzelnen Meßpunkte werden dabei entsprechend ihrer Genauigkeit durch verschiedene Symbole gekennzeichnet. Diese Punkte bezeichnen Messungen mit einem inneren durchschnittlichen Fehler, der kleiner als 0.01 mag ist. Bei größerem Fehler ist der Meßwert als kleiner Punkt dargestellt. In mehreren Fällen zerfallen die Einzelmessungen eines Meßwertes in zwei Gruppen, von deren Mittelwerten nur einer mit den anderen Meßwerten in Übereinstimmung zu bringen ist. Die Ursache dafür ist noch nicht eindeutig bestimmt. Solche Werte müssen natürlich auch als unsicher betrachtet werden und wurden als offene Kreise eingetragen. Durch die Punkte wurden gestrichelte Freihandkurven gezogen, die aber weniger den zeitlichen Verlauf des Lichtwechsels angeben sollen. Sie sind vielmehr zur Orientierung beim Betrachten der Abbildungen gedacht. Zu jedem Stern werden die vorhergehenden photometrischen Untersuchungen angeführt, die Auswahl des Vergleichssterne und der Periode begründet. Der Kopf jedes Abschnitts enthält die HD-Nummer, die Koordinaten für 1950.0 und, wenn vorhanden, den Namen des Sterns.

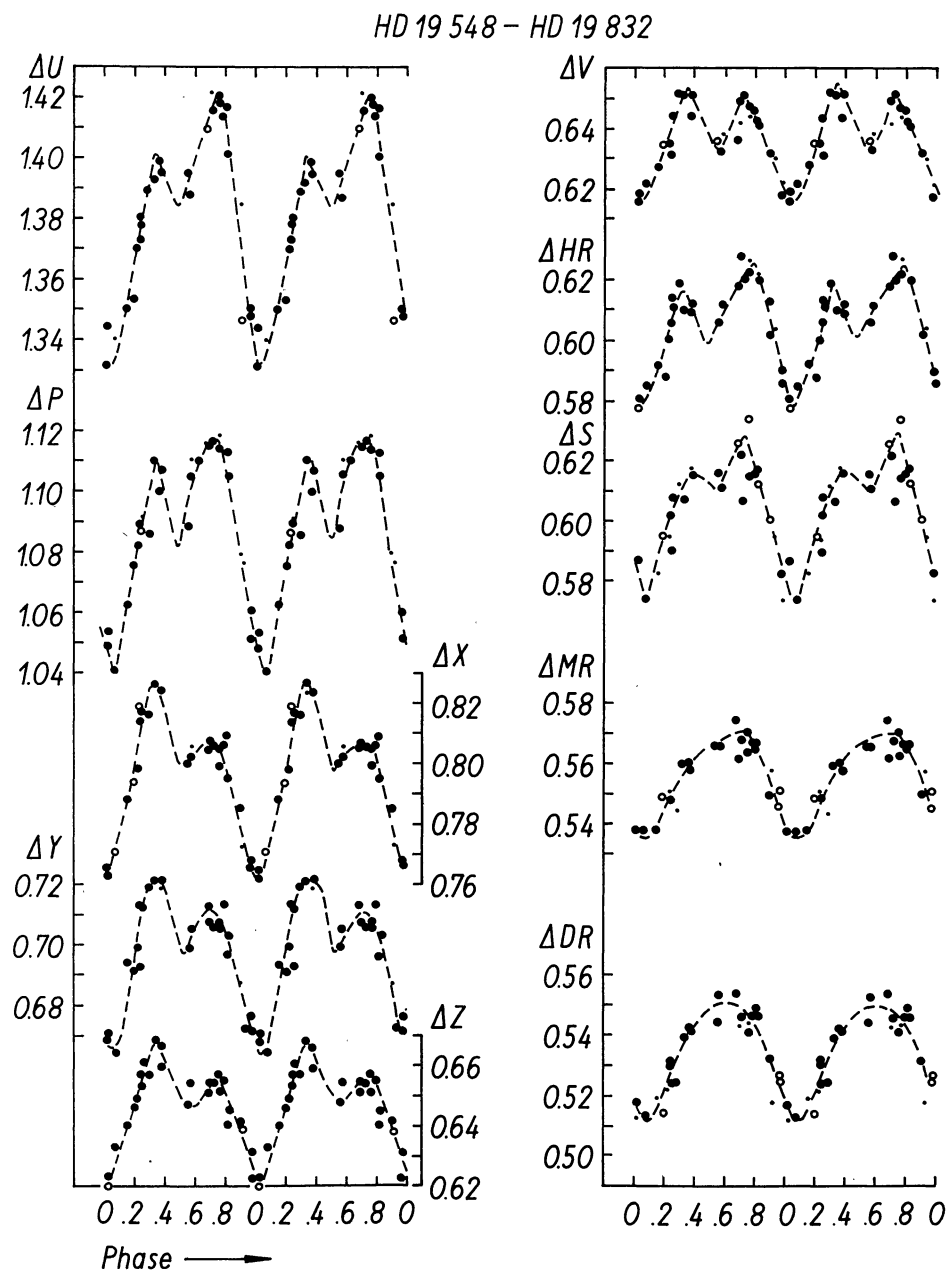


Abb. 3. Die Lichtkurven für HD 19832.

HD 19832, 3^h09^m0 +27°04', 56 SX Ari

Dieser Aop-Stern ist nach OSAWA (1965) vom Typ der Pekuliarität Si λ 4200. Die erste photometrische Untersuchung wurde von PROVIN (1953a) durchgeführt. *UBV*-Messungen liegen von HARDIE und SCHRÖDER (1963) sowie von BLANCO und CATALANO (1970) vor.

HD 19832 wurde von uns im Sommer 1971, 1972 und im Winter 1973 beobachtet. Als Vergleichssterne wurde wie schon von BLANCO und CATALANO HD 19548 benutzt.

Unter Verwendung der von PANOV (1974) aus allen vorliegenden Beobachtungen bestimmten Periode wurden die Messungen mit folgenden Elementen reduziert:

$$JD\ 2441203.103 + 0^d727895\ E.$$

Die Lichtkurven sind in Abbildung 3 dargestellt.

Die Lichtkurven zeigen eine Doppelwelle, die allerdings im Wellenlängenbereich über 7000 Å nicht mehr deutlich hervortritt. Die Phasen der beiden Maxima liegen nicht um 0.5 Periodenlängen auseinander. Der Abstand beträgt vielmehr nur 0.4 *P*. Die Amplitude nimmt mit wachsender Wellenlänge

HD 25 411 – HD 25 354

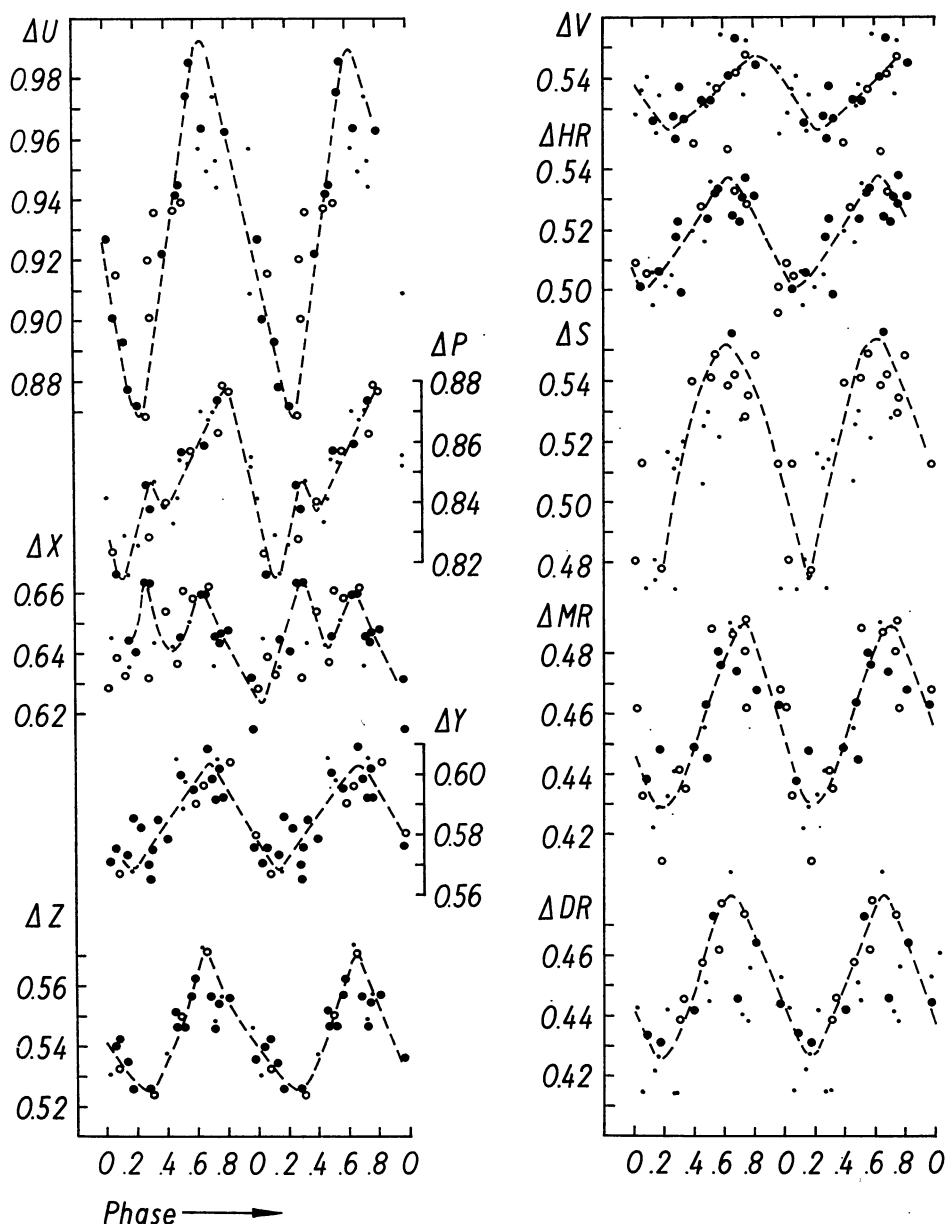


Abb. 4. Die Lichtkurven für HD 25354.

von etwa 0.09 mag bis 0.04 mag ab. Auffallend ist das Verhalten der beiden Maxima relativ zueinander. Während im ersten Maximum (Phase 0.3) die Amplitude ziemlich gleichförmig abnimmt, zeigt das zweite Maximum einen starken Abfall der Amplitude am Balmersprung, um dann bis ins Rote hinein mit einigen Schwankungen im großen und ganzen gleichzubleiben.

$$HD\ 25354, 4^{\text{h}00^{\text{m}}5} + 37^{\circ}50'$$

OSAWA (1965) gibt für diesen Aop-Stern als Typ der Pekuliarität Sr, Cr, Eu an. *UBV*-Messungen wurden von RAKOSCH (1962), BURKE, ROLLAND und BOY (1970) sowie VAN GENDEREN (1970) durchgeführt.

Bei unseren im Herbst 1971 und 1972 durchgeführten Beobachtungen wurde, wie schon von RAKOSCH, HD 25411 als Vergleichssterne benutzt. Die Messungen wurden mit den Elementen

$$JD\ 2441199.61 + 3^{\text{d}}90072\ E$$

reduziert. Diese Periode wurde von PANOV (1974) aus allen vorliegenden Beobachtungen bestimmt. Die Lichtkurven sind in Abbildung 4 dargestellt.

Der Stern ist mit einer Helligkeit von $8^{\text{m}}3$ bereits recht schwach für unsere Messungen. Dadurch ist auch die relativ große Streuung in den Lichtkurven und die große Anzahl der unsicheren Punkte zu erklären. Wenn man sich auf die sicheren Punkte beschränkt, kann man trotzdem Aussagen über die Lichtkurven gewinnen. Im S-Bereich, in dem wegen des schmalen Filters am wenigsten Energie zur Verfügung steht, ist keine Aussage möglich.

Ob die Interpretation der Lichtkurven im Spektralbereich *X* als Doppelwelle, die sich eventuell auch im *P*-Bereich andeutet, richtig ist, kann nur durch genauere Messungen entschieden werden. Deutlich ist der starke Abfall der Amplitude am Balmersprung und ihr erneuter Anstieg bei Wellenlängen über 6000 Å zu erkennen.

$$HD\ 25823, 4^{\text{h}03^{\text{m}}5} + 27^{\circ}28', 41\ GS\ Tau$$

Dieser Aop-Stern ist nach OSAWA (1965) ein Si-Stern. *UBV*-Beobachtungen wurden von RAKOSCH (1962) sowie von BLANCO und CATALANO (1972) vorgenommen. RAKOSCH konnte seine Beobachtungen mit einer Periode von 11.94 Tagen darstellen. WOLFF (1973) zeigte anhand eigener *ubvy*-Beobachtungen, daß die Periode des Lichtwechsels mit der Bahnperiode des spektrographischen Doppelsterns identisch ist. Diese Tatsache wurde von RAKOSCH (1974) durch neuere Messungen bestätigt. Unsere Messungen sind mit dieser Periode ebenfalls gut darstellbar.

Die Beobachtungen wurden im Herbst 1972 und im Winter 1973 durchgeführt. Die Reduktion erfolgte mit den Elementen von WOLFF:

$$JD\ 2441944.74 + 7^{\text{d}}227424\ E.$$

In die Lichtkurve (Abbildung 5) sind die Meßwerte von WOLFF für die entsprechenden Spektralbereiche als Kreuze eingezeichnet. Abgesehen von einer systembedingten Skalenabweichung ist eine gute Übereinstimmung festzustellen.

Die Amplituden in Abhängigkeit von der Wellenlänge zeigen keine Besonderheiten. Nach einem Abfall der Amplitude am Balmersprung um 0.03 mag bleibt sie bis ins Rote unverändert etwa 0.025 mag.

$$HD\ 65339, 7^{\text{h}57^{\text{m}}5} + 60^{\circ}28', 53\ AX\ Cam$$

53 Cam ist ein späterer Stern der Spektralklasse A2p. OSAWA (1965) bestimmte den Typ der Pekuliarität Sr, Cr, Eu. Erste photoelektrische Beobachtungen liegen von JARZEBOWSKI (1960b) vor. Lichtelektrische Messungen im *UBV*-System wurden von RAKOSCH (1962) sowie von PRESTON und STEPIEN (1968) durchgeführt. WOLFF und WOLFF (1971b) beobachteten den Stern im *ubvy*-System. Gleichzeitig mit unseren Messungen führte PANOV (1974) einige *UBV*-Beobachtungen durch.

Unsere Beobachtungen wurden im Winter 1973 gewonnen. Als Vergleichssterne diente wie schon bei anderen Autoren HD 65301. — Die Messungen wurden unter Ausnutzung der aus allen vorliegenden Beobachtungen bestimmten Periode (PANOV 1974) mit folgenden Elementen reduziert:

$$JD\ 2441699.64 + 8^{\text{d}}0206\ E.$$

In die Lichtkurven der entsprechenden Wellenlängen (Abbildung 6) wurden die *ubvy*-Messungen von WOLFF und WOLFF (1971b) eingezeichnet. Die Resultate stimmen, abgesehen von der Skalenverschiebung, recht gut überein. Unsere Messungen ergeben eine größere Anzahl unsicherer Punkte, die bei der kleinen Amplitude eine genaue Festlegung des Kurvenverlaufs nicht ermöglichen. Während im UV die Amplitude 0.06 mag beträgt, fällt sie am Balmersprung steil ab und macht in den übrigen Spektralbereichen nicht mehr als 0.01 bis 0.02 mag aus. In einigen Spektralbereichen, z. B. in *X* und *Z*, deutet sich eine Doppelwelle an. Es ist nicht zu entscheiden, ob es sich bei der in Gegenphase laufenden *V*-Licht-

kurve eventuell nur um eine Doppelwelle handelt, bei der das Maximum in der Phase des U -Maximums ($0.2P$) kleiner ist als das andere. Ähnlich ist es in den Bereichen S und MR . Die Lichtkurve in DR dagegen scheint wieder in Phase mit der U -Kurve zu verlaufen. Wegen der kleinen Amplituden, die ohnehin keine genauen Aussagen über die Kurvenform zulassen, wurden keine weiteren Beobachtungen für diesen Stern durchgeführt.

HD 71866, $8^h27^m9 +40^\circ24'$, TZ Lyn

Dieser Stern gehört trotz des HD-Spektraltyps Aop zu den kühleren Ap-Sternen. OSAWA (1965) fand den Typ der Pekuliarität Sr, Cr. HD 71866 wurde bereits von JARZEBOWSKI (1960b) lichtelektrisch beobachtet. RAKOSCH (1962), STEPIEN (1968c) sowie BARTOLINI und BATTISTINI (1969) führten UBV -Beobachtungen durch. Von WOLFF und WOLFF (1971b) liegen *ubvy*-Messungen vor, während PANOV (1974) gleichzeitig mit unseren Messungen sechs gleichmäßig über die Phase verteilte Meßpunkte im UBV -System erhielt.

HD 25 867 – HD 25 823

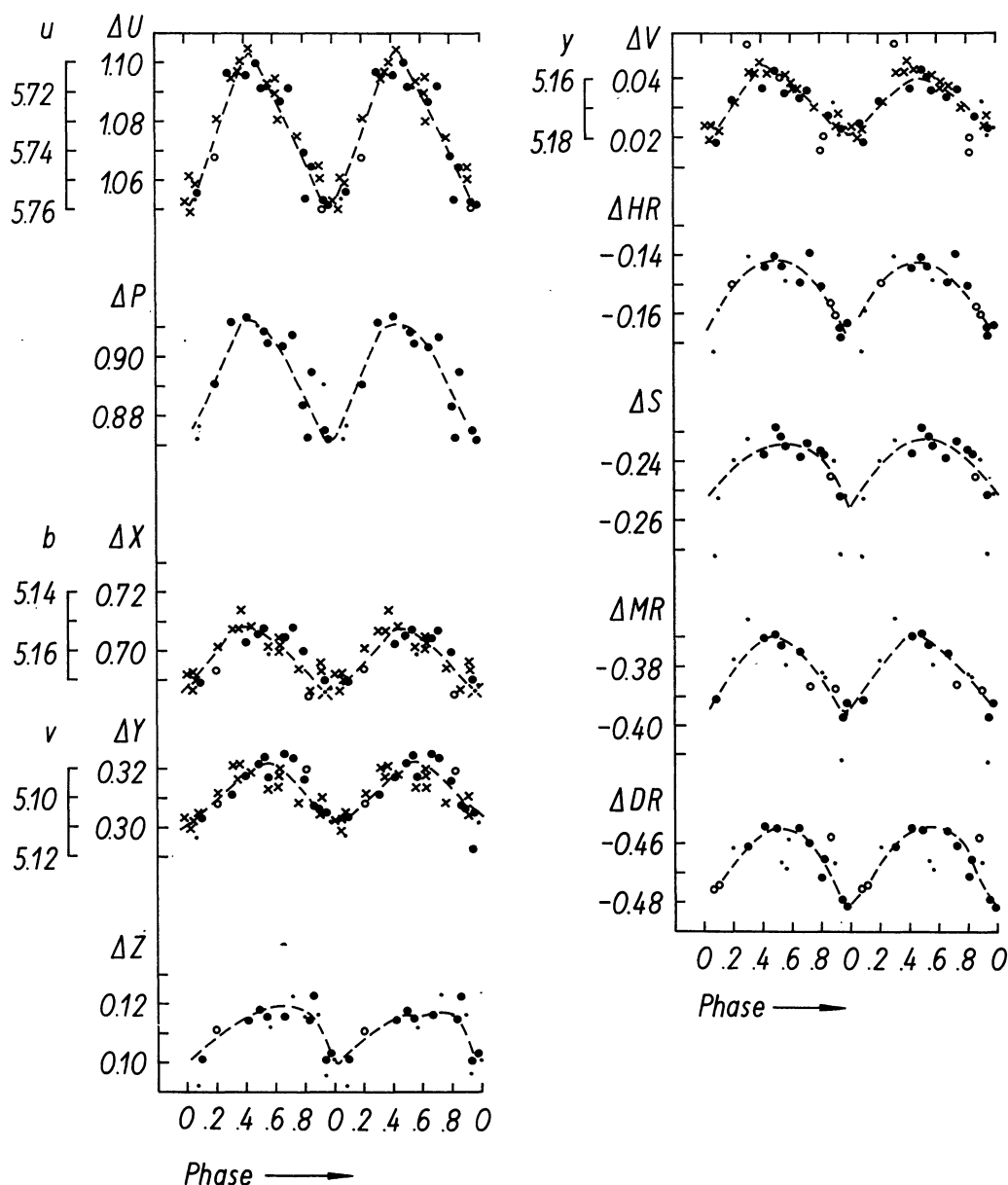


Abb. 5. Die Lichtkurven für HD 25823.

Unsere Messungen wurden im Winter 1973 durchgeführt. Die Reduktion erfolgte mit den Elementen:

$$JD\ 2441695.90 + 6^d80054\ E.$$

Diese Periode stellt nach PANOV (1974) alle bisherigen Beobachtungen am besten dar. In Abbildung 7 werden die Lichtkurven gezeigt. Zum Vergleich sind die Meßwerte von WOLFF und WOLFF (1971b) als Kreuze in die Lichtkurven für die entsprechenden Spektralbereiche eingezeichnet. Bis auf die Skalenverschiebungen ist die Übereinstimmung gut.

Die Abhängigkeit der Kurvenform von der Wellenlänge ist besonders interessant. Die Doppelwelle in *U* mit etwa gleichgroßen Extremwerten verschwindet beim Übergang über den Balmersprung. Das verschwundene erste Maximum wird erst wieder im Spektralbereich *Z* sichtbar und spielt ab *V* eine dominierende Rolle. Die noch zu geringe Anzahl von Meßpunkten läßt noch keine genaue Bestimmung der Kurvenform in allen Spektralbereichen zu. Deshalb sind weitere Beobachtungen für diesen Stern geplant. Eine Besonderheit stellt die Form der *X*-Lichtkurve dar. Mit ihrem abgeplatteten Maximum zeigt sie keine Ähnlichkeit mit den Lichtkurven in den anderen Spektralbereichen.

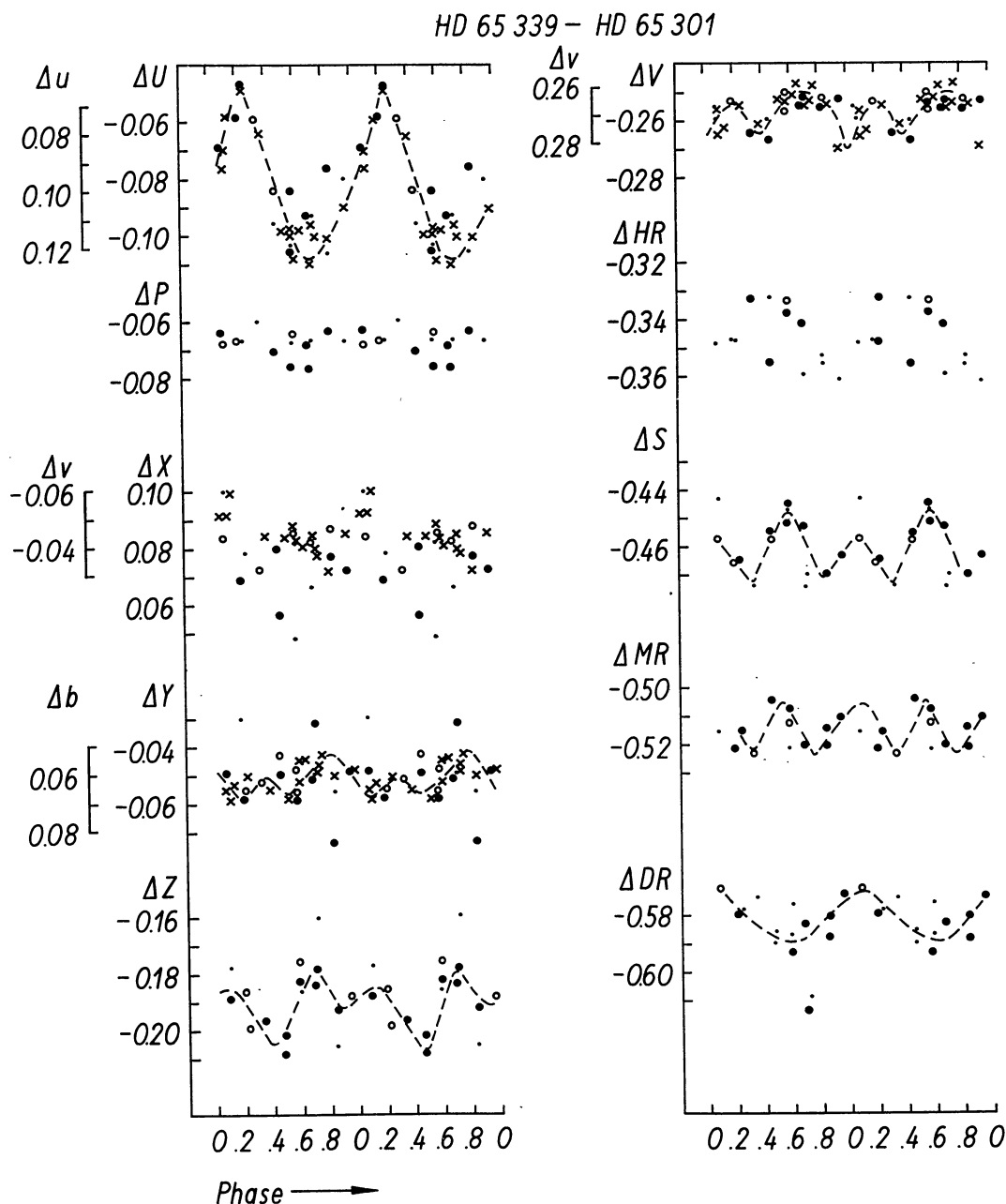


Abb. 6. Die Lichtkurven für HD 65 339.

HD 153882, $16^h59^m6 + 15^\circ 01'$, $V\ 45\text{I Her}$

Die ersten lichtelektrischen Untersuchungen dieses Objekts wurden von JARZEBOWSKI (1960b) durchgeführt. *UBV*-Messungen liegen von TSCHUGAINOV (1961) und STEPIEN (1968c) vor. VAN GENDEREN (1971) beobachtete den Stern im Fünffarbensystem von WALRAVEN und WALRAVEN (1960).

Unsere Messungen vom Sommer 1971 und 1972 wurden mit der Periode von PRESTON und PYPER (1965) reduziert, die auch nach PANOV (1974) alle vorliegenden Messungen der Helligkeit und des Magnetfeldes gut darstellt. Die Reduktion erfolgte mit den Elementen:

$$JD\ 2441141.65 + 6^d00925\ E.$$

Abbildung 8 zeigt die Lichtkurven für die verschiedenen Spektralbereiche. Eine relativ große Streuung der Meßwerte in der Lichtkurve ist auch bei anderen Autoren zu bemerken und deutet eventuell auf kurzzeitige Helligkeitsänderungen hin. Die Suche nach einer anderen Periode blieb ohne Resultat.

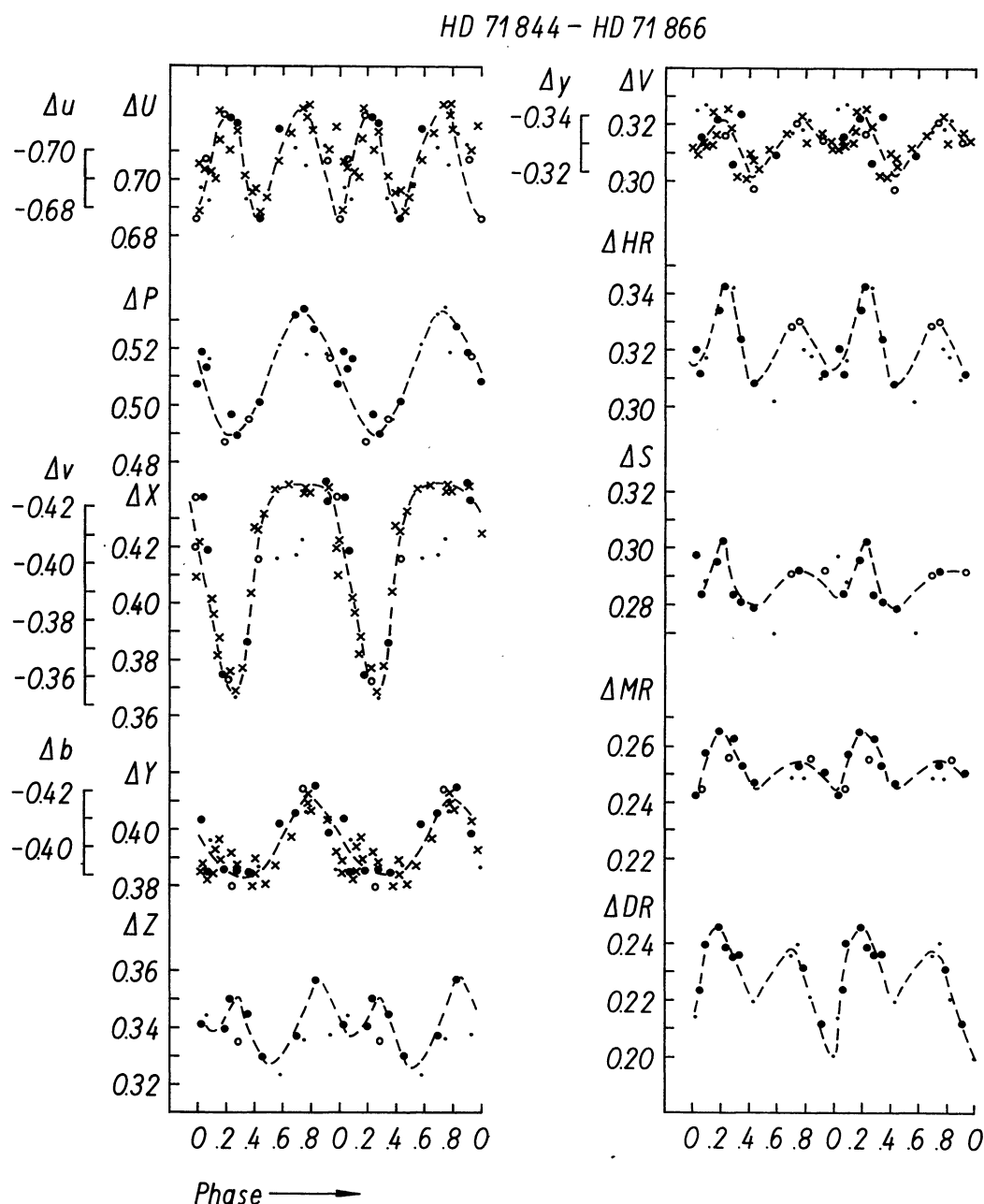


Abb. 7. Die Lichtkurven für HD 71866.

HD 184905, $19^{\text{h}}33^{\text{m}}2 + 43^{\circ}50'$

Die Pekuliarität dieses Sterns des Spektraltyps Aop wurde von OSAWA (1965) mit Si, Sr, Cr charakterisiert. *UBV*-Beobachtungen wurden von BURKE, ROLLAND und BOY (1970) sowie von HILDEBRANDT (1975) durchgeführt. MORRISON und WOLFF (1971) veröffentlichten *ubvy*-Messungen. Einige *UBV*-Messungen wurden von PANOV (1974) erhalten.

Von uns wurde der Stern im Sommer und im Herbst 1971 im Zehnfarbensystem gemessen. Als Vergleichssterne wurde wie von den anderen Autoren HD 184787 benutzt. Die Meßergebnisse der einzelnen Autoren lassen sich mit zwei Perioden von etwa 2^d17 und 1^d85 darstellen. Es handelt sich hierbei um korrelierte Perioden. PANOV (1974) konnte anhand des gesamten Beobachtungsmaterials zeigen, daß die wahre Periode 1.845 031 Tage beträgt. Unsere Messungen wurden mit den Elementen

$$JD\ 2440829.81 + 1^{\text{d}}845\ 031\ E$$

reduziert. Die Lichtkurven zeigt die Abbildung 9. In allen Spektralbereichen ist eine Doppelwelle zu erkennen. Die Amplitude fällt am Balmersprung stark ab und nimmt langsam zum Roten hin wieder zu.

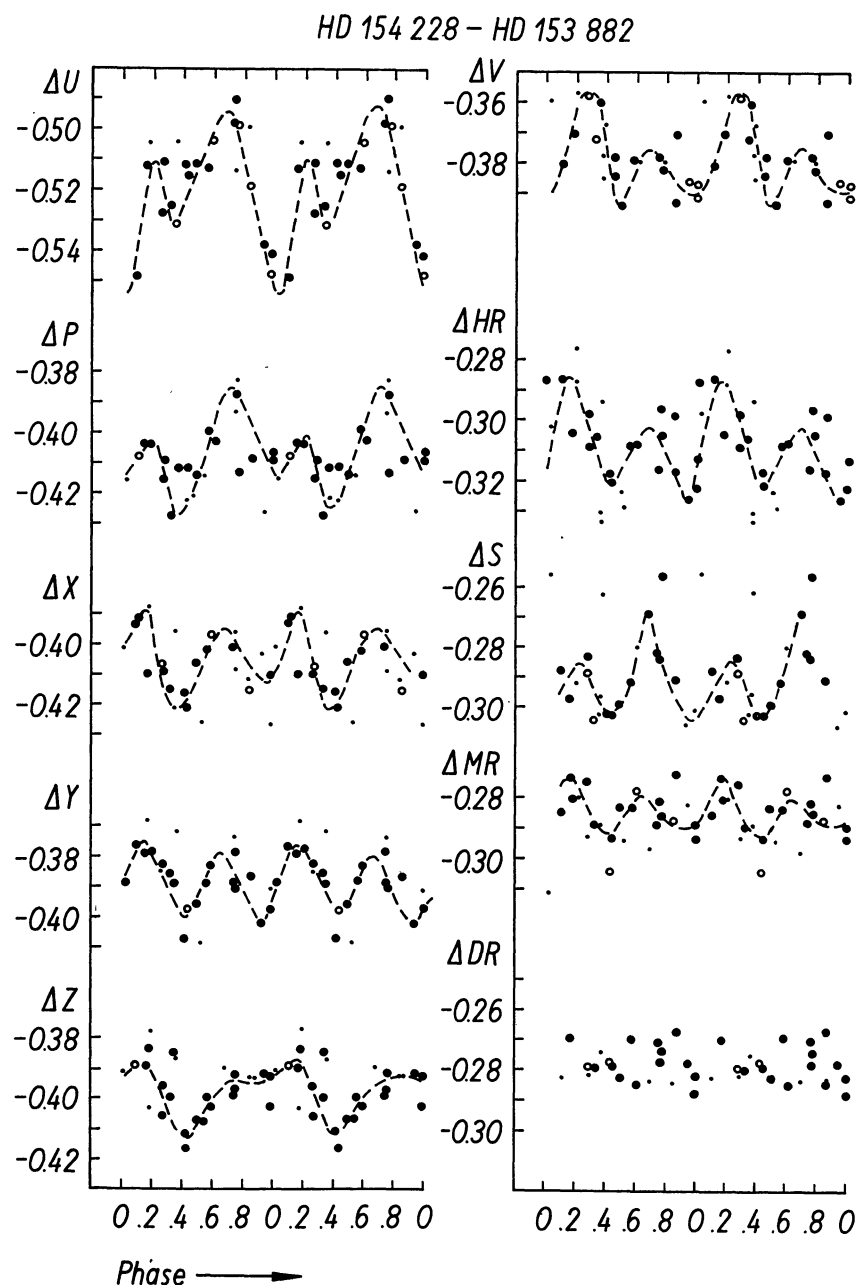


Abb. 8. Die Lichtkurven für HD 153882.

HD 193722, 20^h18^m0 + 46°41'

OSAWA (1965) gibt für diesen B9p-Stern einen Typ der Pekuliarität von Si λ 4200 an. *UBV*-Messungen liegen von ASLANOV, HILDEBRANDT, CHOCHLOVA und SCHÖNEICH (1973) sowie von SCHÖNEICH (unveröffentlicht) vor. Dieser Stern wurde im Sommer 1971 in zehn Farben gemessen.

Mit der von PANOV (1974) aus allen vorliegenden Messungen ermittelten Periode dienten zur Reduktion der Messungen folgende Elemente:

$$JD\ 2441153.246 + 1^d 132854\ E.$$

Die Lichtkurven sind in Abbildung 10 dargestellt. In einigen Spektralbereichen zeigen unsere Messungen eine relativ große Streuung (*U*, *P*, *S*). Versuche, die Messungen mit einer anderen Periode darzustellen, führten zu keinem Erfolg. Die Amplitude fällt beim Übergang über den Balmersprung merklich ab, bleibt aber bis zum roten Spektralbereich fast gleich.

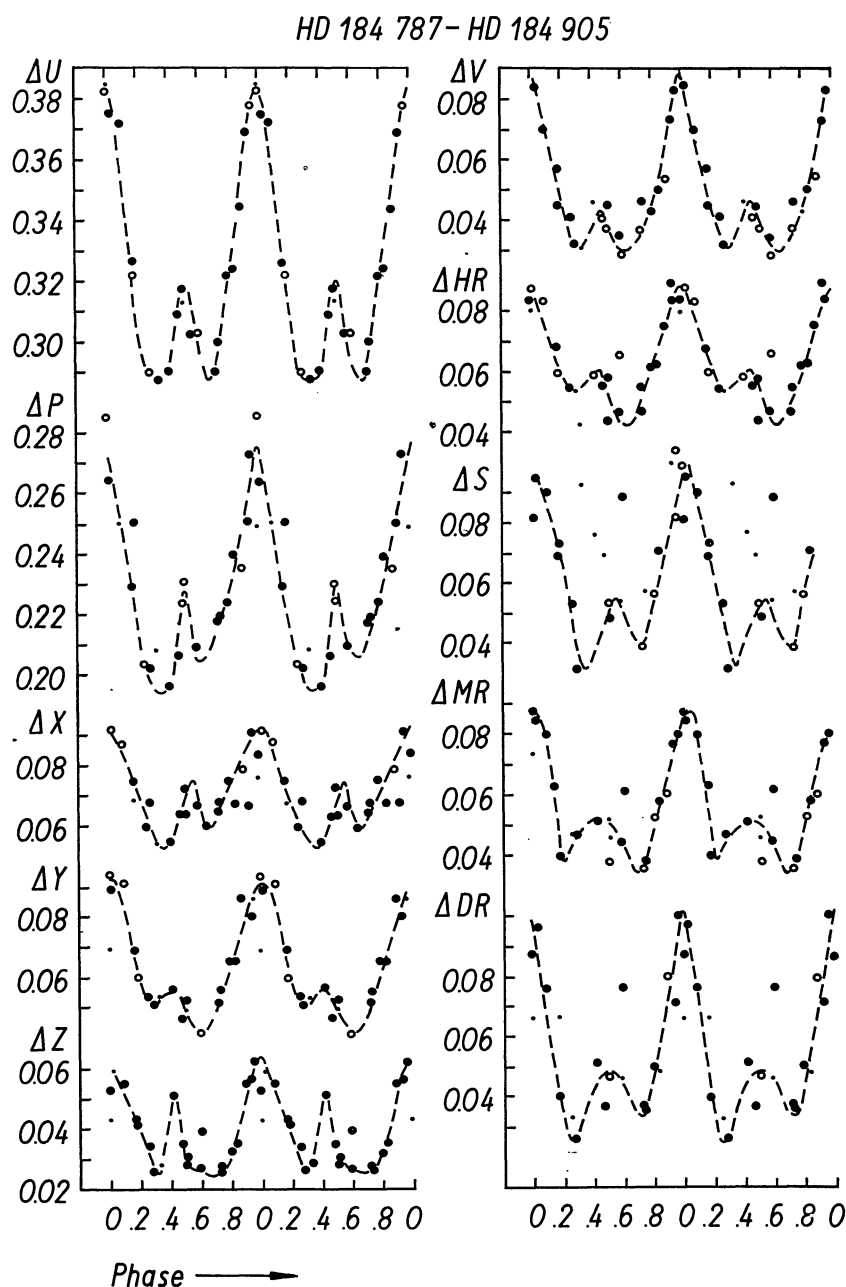


Abb. 9. Die Lichtkurven für HD 184905.

HD 196502, 20^h32^m2 +74°47', 73 AF Dra

Für diesen kühleren A2p-Stern gibt OSAWA (1965) den Typ der Pekuliarität von Sr, Cr, Eu an. Nach den ersten lichtelektrischen Messungen von PROVIN (1953a) wurde der Stern noch von RAKOSCH (1963), BERG (1967), STEPIEN (1968c) und PANOV (1974) im *UBV*-System photometrisch beobachtet. Die Beobachtungen im Zehnfarbensystem erfolgten im Sommer 1971 und 1972. Als Vergleichssterne diente der allgemein verwendete Stern HD 192907. Anhand aller vorhandenen Beobachtungsdaten, einschließlich der Intensitätsvariationen pekuliarer Linien, wurde von PANOV (1974) die Periode verbessert. Auf dieser Grundlage wurden unsere Messungen mit den Elementen

$$JD\ 2441141.00 + 20^d2747\ E$$

reduziert. Die Lichtkurven zeigt die Abbildung 11.

Es liegen 33 zum größten Teil sichere Meßpunkte vor. In einigen Spektralbereichen weisen die Lichtkurven eine erhebliche Streuung auf, während in anderen die Streuung etwa der Meßgenauigkeit entspricht. Besonders auffallend ist das starke Herausfallen einiger durchaus sicherer Punkte zu größeren Helligkeiten hin. Wahrscheinlich kann die Streuung durch kurzzeitige Helligkeitsänderungen verursacht sein. Helligkeitsanstiege von einigen Hundertsteln Größenklasse in mehreren Stunden wurden von RAKOSCH (1963), STEPIEN (1968c) und PANOV (1974) bemerkt. Trotz der großen Streuung deuten sich mittlere Lichtkurven an, die etwa den durchgezogenen Kurven entsprechen. Die Amplitude ist in *U* am größten. Im *V*-Bereich ist sie kleiner als 0.02 mag. Die periodischen Änderungen, wenn vorhanden, gehen in der Streuung unter. Nach dem Roten hin nimmt die Amplitude wieder zu und erreicht in *DR* fast den gleichen Wert wie in *U*.

HD 192 514 – HD 193 722

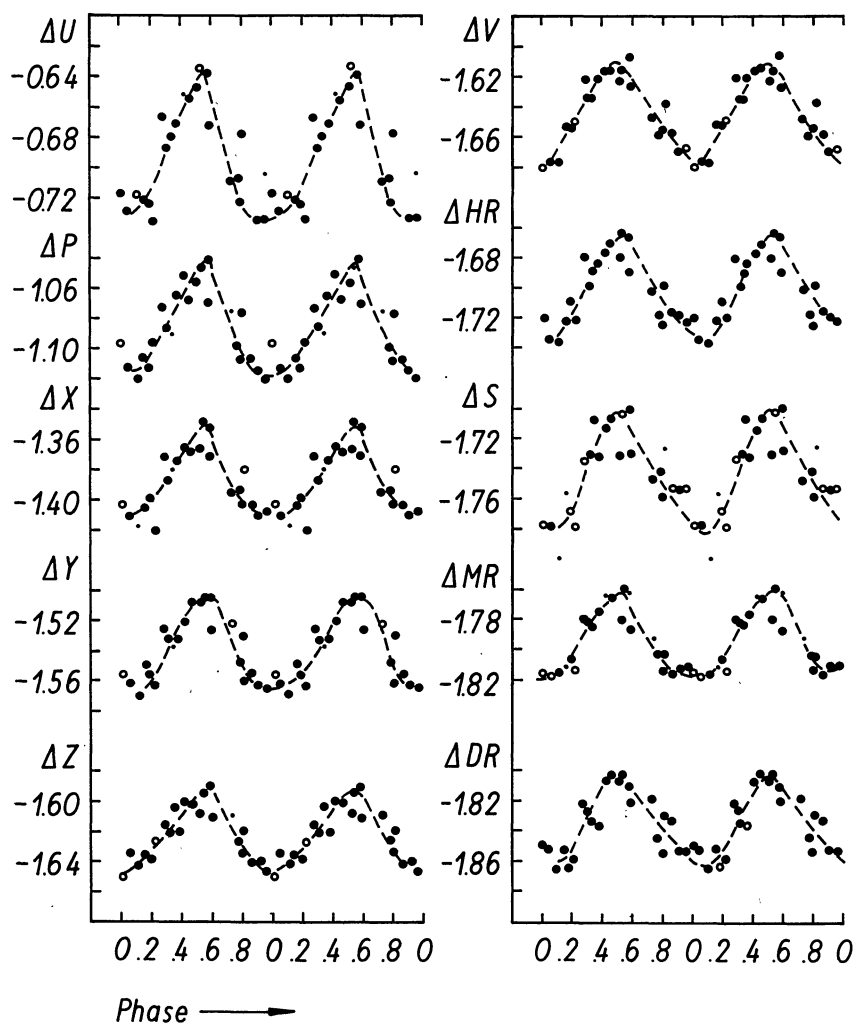


Abb. 10. Die Lichtkurven für HD 193722.

Die komplizierte Wellenlängenabhängigkeit der Form der Lichtkurve kommt besonders im Bereich des Balmersprungs zum Ausdruck. Im U -Bereich beobachten wir eine Doppelwelle mit unterschiedlichen Maxima. Im Gebiet des Balmersprungs verlaufen die Helligkeitsänderungen dazu in Gegenphase, wobei beide Halbwellen etwa die gleiche Amplitude zeigen. Im X -Bereich haben wir wieder die gleiche Phasenbeziehung wie in U ; allerdings ist das zweite Maximum verschwunden. Es erscheint in Y wieder, um in Z erneut fast zu verschwinden. Ab HR tritt die Doppelwelle wieder klar hervor, nur ist nun das zweite Maximum höher als das erste, ein Effekt, der sich bis DR noch verstärkt.

Hier muß über einen Widerspruch zu früheren Messungen gesprochen werden. Bei PROVIN und bei STEPIEN ist die Amplitude in V größer als in U bzw. B . Dabei hat die Lichtkurve in V übereinstimmend etwa die Form unserer U -Kurve. Die vollständigen Messungen von RAKOSCH und BERG deuten auf den gleichen Tatbestand hin. Die UBV -Messungen von PANOV aus dem Jahr 1973 sind gut mit unseren Ergebnissen in Übereinstimmung zu bringen. Daher liegt es nahe, eine wesentliche Änderung der Amplituden-Wellenlängen-Beziehung im Zeitraum zwischen 1968 und 1971 zu vermuten.

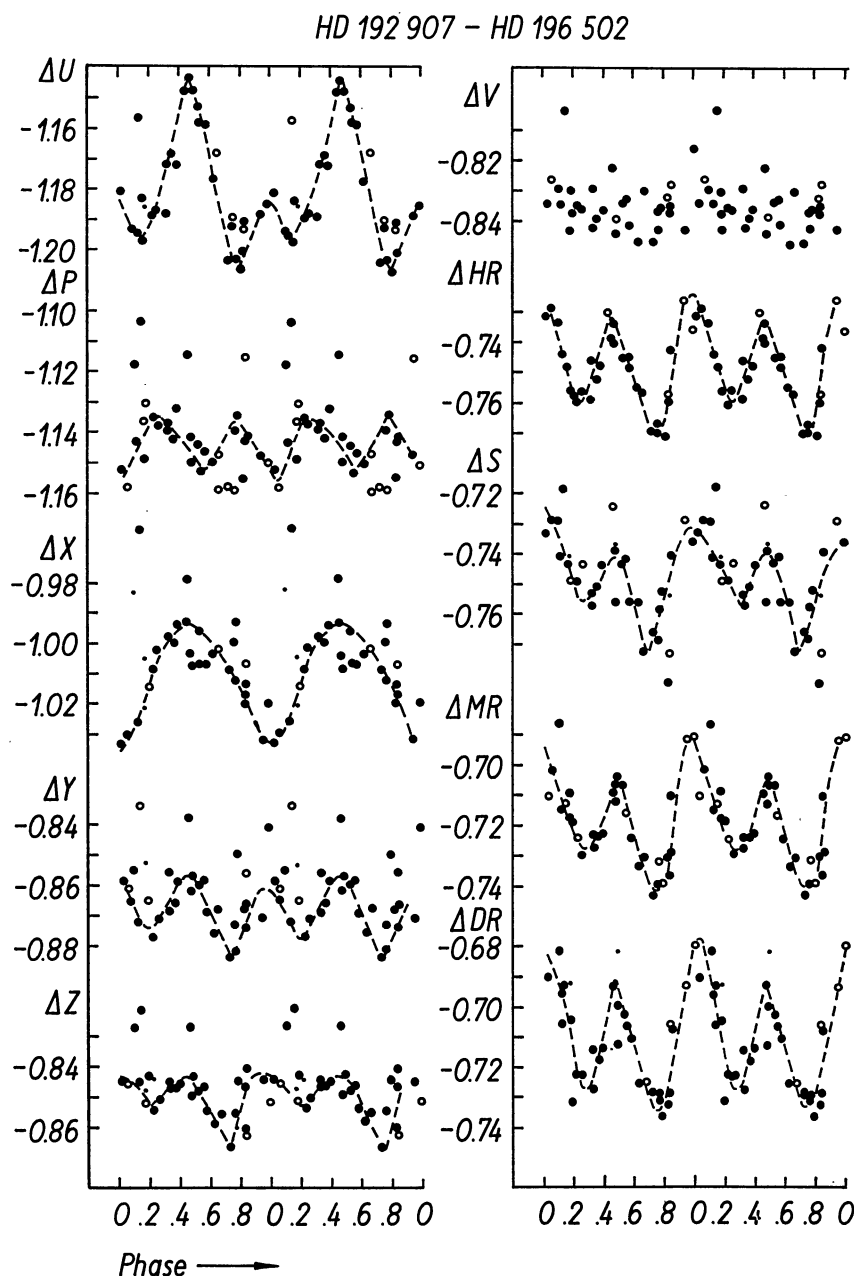


Abb. 11. Die Lichtkurven für HD 196 502.

HD 215441, 22^h42^m1 +55°20', GG Lac

Dieser Stern, für den OSAWA den Typ der Pekuliarität Si λ 4200 angibt, zeigt das stärkste bisher gemessene stellare Magnetfeld. Deshalb ist er trotz seiner geringen Helligkeit von vielen Autoren untersucht worden. Lichtelektrische Messungen liegen vor von: JARZEBOWSKI (1960a), POLOSUCHINA (1963), CAMERON und PERRY (1966), RAKOSCH (1968), STEPIEN (1968a), STIFT (1973), BLANCO, CATALANO und VACCARI (1973) sowie PANOV (1974). Außerdem wurden von LECKRONE (1974) UV-Beobachtungen vom Satelliten OAO 3 aus durchgeführt.

Unsere Messungen erfolgten im Sommer und Herbst 1971. PANOV (1974) untersuchte anhand des gesamten vorliegenden Materials die Periode dieses Sterns. Er kam zu dem Schluß, daß wahrscheinlich geringe zeitliche Schwankungen der Periodenlänge auftreten, und bestimmte eine mittlere Periode, die alle Meßwerte noch recht gut darstellt. Unsere Meßwerte wurden mit dieser Periode und den Elementen

$$JD\ 2441153.76 + 9^d4866\ E$$

reduziert. In Abbildung 12 sind die Lichtkurven dargestellt.

Infolge der geringen Helligkeit dieses Sterns sind die Meßfehler etwas größer als gewöhnlich. Dies wird jedoch durch die große Amplitude kompensiert. Die Form der Lichtkurve ist unkompliziert. Die

HD 215 501 – HD 215 441

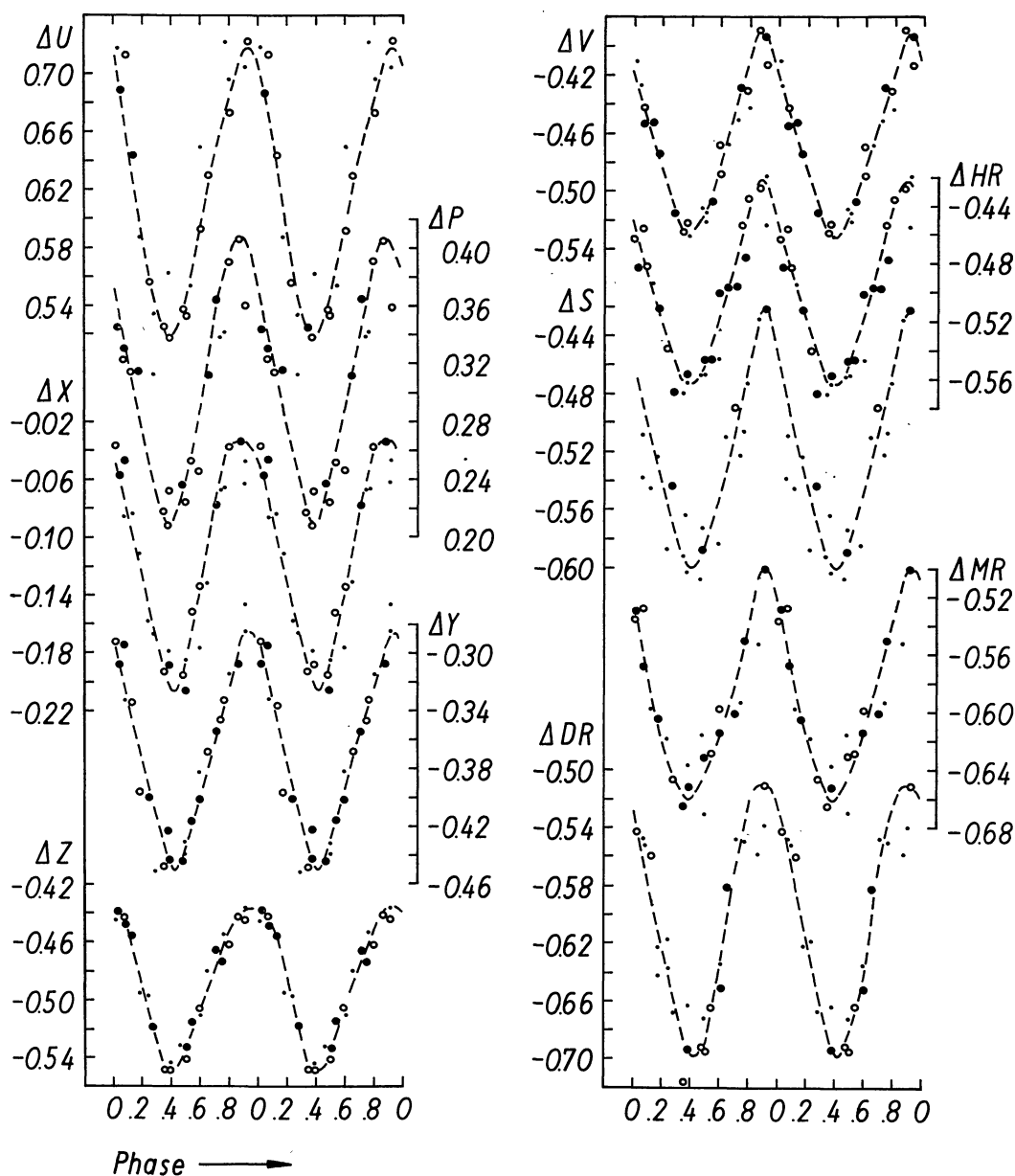


Abb. 12. Die Lichtkurven für HD 215441.

Amplitude ist im U -Bereich am größten und nimmt bis zum Z -Bereich allmählich ab. Zu größeren Wellenlängen hin wächst die Amplitude wieder an, um in DR fast den Wert von U zu erhalten. Die Lichtkurve in S ist wegen des schmalen Filters sehr unsicher.

HD 219749, 23^h15^m6 +45°13', ET And

Der HD-Spektraltyp für diesen Stern ist B9p. OSAWA (1965) gibt einen Typ der Pekuliarität von Si λ 4200 an. Dieser Stern wurde photometrisch im UBV -System von RAKOSCH (1962) untersucht.

Unsere Zehnfarbenmessungen erfolgten im Sommer und Herbst 1971. Als Vergleichsstern kam der schon von RAKOSCH benutzte Stern HD 219891 in Betracht. RAKOSCH hatte aus seinen Messungen die Periode 2.604 Tage abgeleitet. Eine Untersuchung von PANOV (1974) zeigte, daß die korrelierte Periode sowohl unsere als auch die Messungen von RAKOSCH besser darstellt. Mit dieser Periode ergeben sich folgende Elemente, nach denen unsere Messungen reduziert wurden:

$$JD\ 2441154.46 + 1^d61553\ E.$$

Die Lichtkurven zeigt die Abbildung 13. Die Amplitude ist im Spektralbereich U am größten. Im Z - und V -Bereich erreicht die Amplitude ein Minimum, um nach dem Roten hin leicht wieder anzusteigen. In U beobachten wir zwei um 0.4 P auseinanderliegende Maxima, die im Bereich P ihre Größe relativ zueinander ändern. In X und Y verschwindet das erste Maximum. Das breite Maximum in V spricht

HD 219 891 – HD 219 749

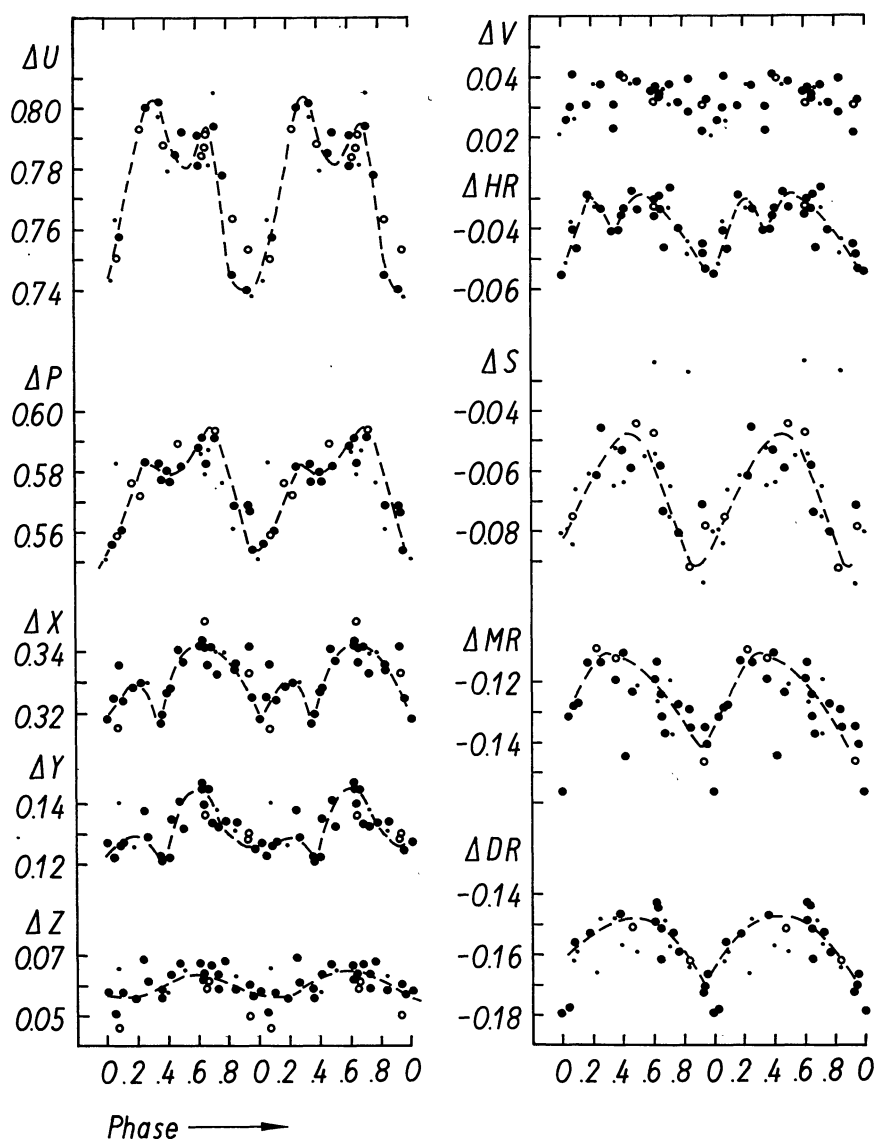


Abb. 13. Die Lichtkurven für HD 219749.

für das Vorhandensein beider Maxima, obwohl sie in der Streuung nicht voneinander zu trennen sind. Die relative scheinbare Verschiebung der Phase der Maximalwerte in den langwelligen Bereichen deutet auf eine wellenlängenabhängige relative Änderung der Amplitude in beiden Maxima hin.

HD 224801, $23^{\text{h}}58^{\text{m}}2 + 44^{\circ}58'$, CG And

Der Typ der Pekuliarität dieses Aop-Sterns wird von OSAWA (1965) mit Si, Eu, Cr angegeben. Die ersten lichtelektrischen Untersuchungen dieses Objektes führte PROVIN (1953b) durch. Im *UBV*-System erfolgten Untersuchungen von RAKOSCH (1963), STEPIEN (1968b), BLANCO, CATALANO und GODOLI (1971). PANOV (1974) erhielt einige weitere *UBV*-Meßergebnisse.

Unsere Messungen wurden im Sommer und Herbst 1971 durchgeführt. Als Vergleichssterne diente wie schon bei anderen Autoren HD 224559. Eine Untersuchung von PANOV (1974) zeigte, daß alle vorhandenen Messungen sich gut mit der von BLANCO, CATALANO und GODOLI ermittelten Periode darstellen lassen. Dementsprechend wurden unsere Messungen mit den Elementen

$JD\ 2441152.67 + 3^{\text{d}}73975\ E$

HD 224 559 – HD 224 801

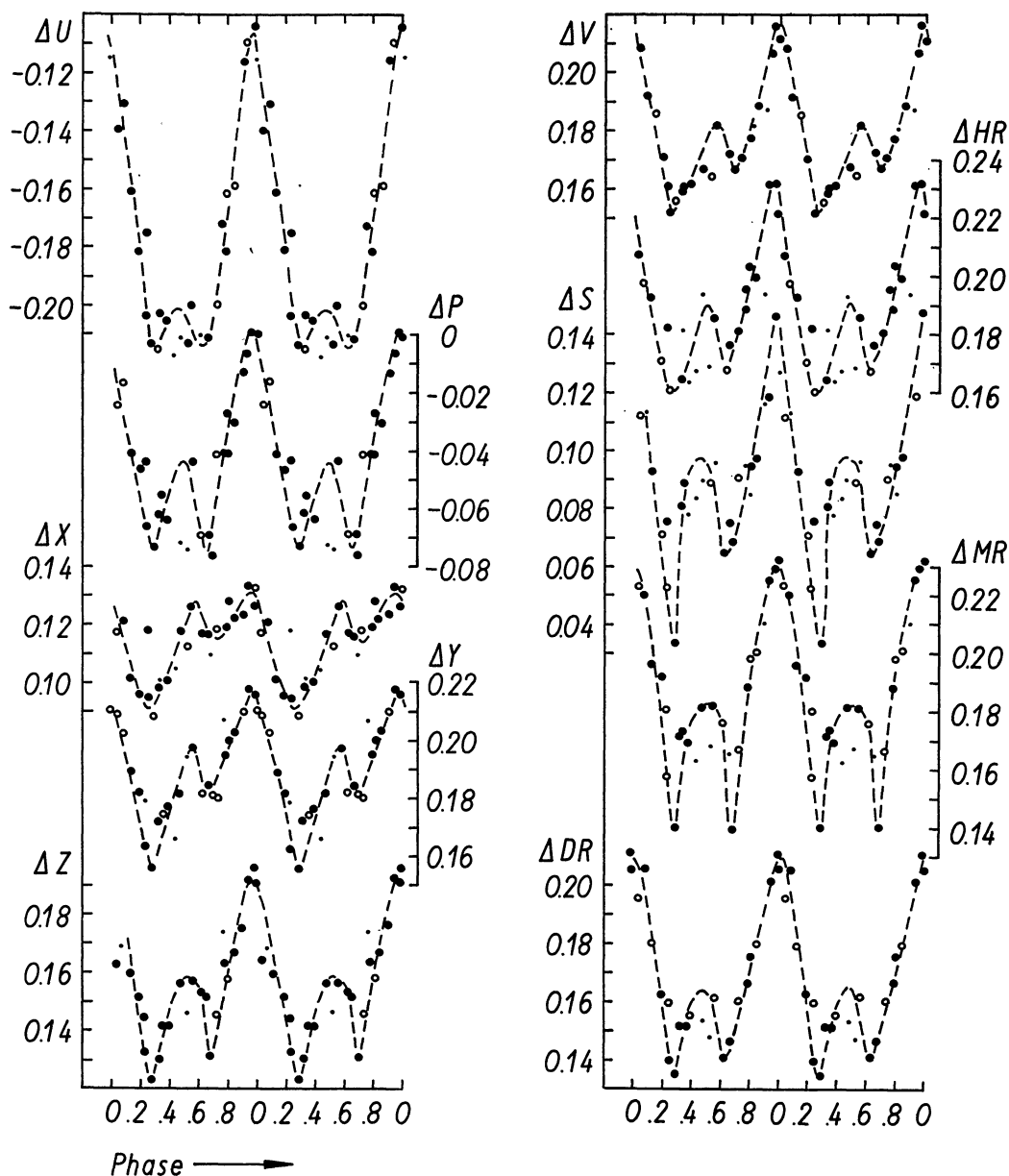


Abb. 14. Die Lichtkurven für HD 224801.

reduziert. Die sich ergebenden Lichtkurven enthält die Abbildung 14. Die Lichtkurven zeigen eine Doppelwelle mit unterschiedlich hohen Maxima. Im Hauptmaximum fällt die Amplitude am Balmer-sprung ab und steigt zum Roten hin wieder an. Im Bereich *DR* ist ein leichter Abfall zu beobachten. Im Sekundärmaximum gibt es nach einem merklichen Anstieg am Balmer-sprung keine wesentlichen Änderungen der Amplitude. Die Lichtkurve in *S* ist etwas unsicherer, so daß die große Amplitude in diesem Spektralbereich als nicht verbürgt betrachtet werden muß.

4. Diskussion

Wir wollen hier nur kurz die erhaltenen Amplituden-Wellenlängen-Beziehungen für die einzelnen Sterne diskutieren und auf einige Schlußfolgerungen daraus für die Modelldarstellungen der Atmosphären magnetischer Sterne hinweisen. Über konkrete Interpretationsversuche wird an anderer Stelle berichtet werden.

In Abbildung 15 sind die sich aus den Lichtkurven ergebenden Amplituden-Wellenlängen-Beziehungen für die zwölf untersuchten Ap-Sterne aufgetragen. Die Reihenfolge wird durch eine aus dem

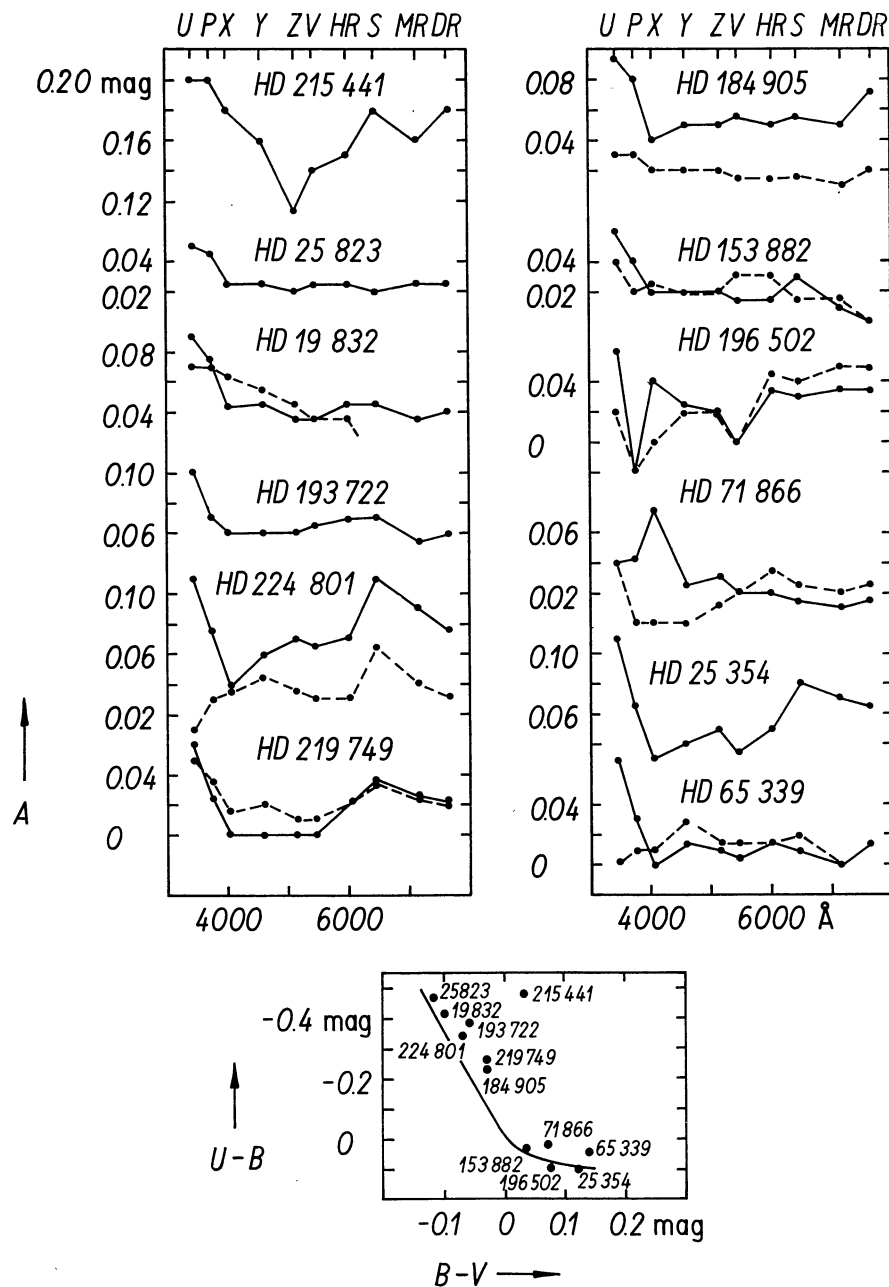


Abb. 15. Die Amplituden-Wellenlängen-Abhängigkeit für die zwölf beobachteten Sterne. Im Fall von Doppelwellen ist diese Beziehung für die Phase des Nebenmaximums (kleinere Amplitude in *U*) gestrichelt eingezeichnet. Unten: Zweifarbindiagramm mit Lage der untersuchten Sterne.

Zweifarbendiagramm (unten) abgeleitete Temperaturfolge bestimmt. Als Amplitude wird die Helligkeitsdifferenz zwischen Maximum und Minimum bezeichnet. Im Fall von Doppelwellen werden zwei Amplituden angegeben, und zwar die Differenz der beiden Maxima zum jeweils tiefsten Minimum im gegebenen Spektralbereich. Als Hauptmaximum wird das Maximum an der Phase bezeichnet, in der der Stern in U am hellsten ist. Die Amplituden-Wellenlängen-Beziehung für die Hauptmaxima ist durch eine durchgezogene Linie gekennzeichnet. Die den Sekundärmaxima entsprechenden Punkte sind durch gestrichelte Linien verbunden.

Die Struktur der Amplituden-Wellenlängen-Beziehung für einzelne Sterne und auch für die untersuchte Gruppe von Ap-Sternen insgesamt ist sehr komplex. Eine Abhängigkeit von der Lage des Sterns im Zweifarbendiagramm ist nicht zu erkennen. Die Amplituden-Wellenlängen-Beziehung kann sogar im Fall der Doppelwellen für beide Maxima ein und desselben Sterns grundsätzlich verschieden sein. Daran kann auch die Möglichkeit der gegenseitigen Beeinflussung durch teilweise Überlagerung der beiden Halbwellen qualitativ nichts ändern. Trotzdem lassen sich einige allgemeine Gesetzmäßigkeiten erkennen. In den meisten Fällen folgt einem starken Abfall der Amplitude am Balmersprung ein mehr oder weniger starker Anstieg zum Roten hin. Davon abweichende Besonderheiten zeigen nur drei Sterne. Für das Hauptmaximum bei HD 71866 zeigt die Amplituden-Wellenlängen-Beziehung einen umgekehrten Verlauf, d. h. nach einem Anstieg am Balmersprung nimmt die Amplitude zum Roten hin ständig ab. HD 215441 zeigt zwar auch den Abfall und Wiederanstieg der Amplitude, jedoch erfolgt der Abfall allmählich und nicht wie üblich sprunghaft. Bei HD 196502 ist der Abfall am Balmersprung so groß, daß wir für den Spektralbereich P , der den Balmersprung einschließt, sogar eine negative Amplitude, d. h. eine Doppelwelle in Gegenphase, erhalten. Im folgenden Spektralbereich ist dann die Amplitude wieder groß. Auf Besonderheiten im Verlauf der Amplituden-Wellenlängen-Beziehung für die Sekundärmaxima bei einigen Sternen wollen wir hier nicht näher eingehen, da ohne Kenntnis der geometrischen Struktur nicht angegeben werden kann, wie groß die oben erwähnte Beeinflussung der Minima durch die beiden Halbwellen ist.

Wenn wir annehmen, daß der Lichtwechsel durch die sich infolge der Sternrotation ändernden Sichtbedingungen für pekuliare Gebiete auf der Sternoberfläche erzeugt wird, dann spiegelt die beobachtete Amplituden-Wellenlängen-Beziehung qualitativ den Unterschied der spektralen Intensitätsverteilung zwischen der Strahlung der pekuliaren Gebiete und der übrigen Sternoberfläche wider. Viele Argumente, wie z. B. der beobachtete Lichtwechsel im UV, der in Gegenphase zum sichtbaren Bereich verläuft, die Korrelation der Extremwerte der Helligkeit mit anderen Parametern und die gute Sichtbarkeit der pekuliaren Linien, sprechen dafür, daß die pekuliaren Gebiete im sichtbaren Bereich heller sind als die Umgebung.

Die beobachteten Amplituden-Wellenlängen-Beziehungen für den größten Teil der Sterne können nicht durch einen reinen Temperatureffekt erklärt werden. Damit ergeben sich aber Schwierigkeiten für die auf dem backwarming-Effekt aufbauenden Vorstellungen (WOLFF und WOLFF 1971a; PETERSON 1970; LECKRONE, FOWLER und ADELMAN 1974), da backwarming-Modelle bisher im sichtbaren Bereich eine spektrale Energieverteilung ergeben, die einer Atmosphäre höherer effektiver Temperatur entspricht, d. h. einen reinen Temperatureffekt liefern.

Uns scheint zur Erklärung des Lichtwechsels die Annahme einer anderen Struktur der Atmosphäre in den pekuliaren Gebieten gegenüber der normalen Sternoberfläche aussichtsreicher. Es könnte sich dabei sowohl primär um eine Temperaturschichtung (SCHÖNEICH, KRIVOSCHEINAJA, CHOCHLOVA und ASLANOV 1976) als auch um eine auf dem Einfluß starker Magnetfelder beruhende andere Druckschichtung (STAUDE 1972) handeln. Beide Effekte können das Wiederansteigen der Amplitude zum Roten hin und den vom Satelliten aus beobachteten in Gegenphase zum sichtbaren Bereich verlaufenden Lichtwechsel der magnetischen Sterne im UV erzeugen.

Die Verfasser möchten an dieser Stelle Herrn Dr. A. NIKOLOV, Frau Dr. E. ŽELWANOWA und Frau G. FÜRTIG herzlich für ihre Beteiligung an den Beobachtungen danken.

Literatur

- ASLANOV, I. A., HILDEBRANDT, G., CHOCHLOVA, V. L., und SCHÖNEICH, W.: 1973, *Astrophys. Space Sci.* **21**, 477.
 BARTOLINI, C., und BATTISTINI, P.: 1969, *Publ. Oss. Astr. Bologna* **10**, Nr. 8.
 BERG, R. A.: 1967, *Publ. Leander McCormick Obs.* **15**, 19.
 BLANCO, C., und CATALANO, F. A.: 1970, *Astron. J.* **75**, 53.
 BLANCO, C., CATALANO, F. A., und GODOLI, G.: 1971, *Oss. Astr. Cat.* Nr. 123.
 BLANCO, C., CATALANO, F. A., und VACCARI, S.: 1973, *Astron. J.* **78**, 734.
 BURKE, E. W., ROLLAND, W. W., und BOY, W. R.: 1970, *Journ. Roy. Astr. Soc. Canada* **64**, 353.
 CAMERON, R. C., und PERRY, C.: 1966, *Georgetown Obs. Monograph* No. 21.
 HARDIE, R. H., und SCHRÖDER, N. H.: 1963, *Astrophys. J.* **138**, 350.
 HILDEBRANDT, G.: 1975, *Astron. Nachr.* **296**, 277.
 JARZEBOWSKI, T.: 1960a, *Acta Astron.* **10**, 2.

- JARZEBOWSKI, T.: 1960b, *Acta Astron.* **10**, 4.
 LECKRONE, D. S.: 1974, *Astrophys. J.* **190**, 319.
 LECKRONE, D. S., FOWLER, J. W., und ADELMAN, S. J.: 1974, *Astron. Astrophys.* **32**, 237.
 MITCHELL, R. J., and JOHNSON, H. L.: 1969, *Comm. Lunar Planet. Obs.* **8**, 1.
 MORRISON, N. D., und WOLFF, S. C.: 1971, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **83**, 474.
 OSAWA, K.: 1965, *Ann. Tokyo Astron. Obs. Ser. II*, **9**, 123.
 PANOV, K.: 1974, Dissertation, AdW der DDR.
 PETERSON, D. M.: 1970, *Astrophys. J.* **161**, 685.
 POLOSUCHINA, N. S.: 1963, *Astron. Zh.* **40**, 651.
 PRESTON, G., und PYPER, D. M.: 1965, *Astrophys. J.* **142**, 983.
 PRESTON, G., und STEPIEN, K.: 1968, *Astrophys. J.* **151**, 577.
 PROVIN, S. S.: 1953a, *Astrophys. J.* **118**, 281.
 PROVIN, S. S.: 1953b, *Astrophys. J.* **118**, 489.
 RAKOSCH, K. D.: 1962, *Lowell Obs. Bull.* **5**, 227.
 RAKOSCH, K. D.: 1963, *Lowell Obs. Bull.* **6**, 91.
 RAKOSCH, K. D.: 1968, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **80**, 324.
 RAKOSCH, K. D.: 1974, *Astron. Astrophys.* **34**, 297.
 SCHÖNEICH, W., KRIVOSCHEINAJA, A. A., CHOCHLOVA, V. L., und ASLANOV, I. A.: 1976, *Astron. Nachr.* **297**, (im Druck).
 STAUDE, J.: 1972, *Astron. Nachr.* **294**, 113.
 STEPIEN, K.: 1968a, *Publ. Lick Obs. Nr.* 267.
 STEPIEN, K.: 1968b, *Astrophys. J.* **154**, 945.
 STEPIEN, K.: 1968c, *Publ. Lick Obs. Nr.* 278.
 STIFT, M. J.: 1973, *Astron. Astrophys.* **14**, 48.
 STRAIŽYS, V.: 1971, in: *Methods of the Investigation of Variable Stars*, ed. NIKONOV, V. B., Nauka, Moskva, 225.
 SUDŽIUS, J., ZDANAVIČIUS, K., SVIDERSKIENE, Z., STRAIŽYS, V., BARTKEVIČIUS, A., ZITKEVIČIUS, V., KAVALIUSKAITE, G., und KAKARAS, G.: 1970, *Vilnius Astron. Obs. Bull. Nr.* 29, 3.
 TSCHUGAINOV, P.: 1961, *Perem. zvesdy* **13**, 255.
 VAN GENDEREN, A. M.: 1970, *Astron. Astrophys. Suppl.* **1**, 123.
 VAN GENDEREN, A. M.: 1971, *Astron. Astrophys.* **14**, 48.
 WALRAVEN, T., und WALRAVEN, J. H.: 1960, *Bull. Astron. Inst. Netherlands* **15**, 67.
 WOLFF, S. C.: 1973, *Astrophys. J.* **186**, 951.
 WOLFF, S. C., und WOLFF, R. J.: 1971a, *Astron. J.* **76**, 122.
 WOLFF, S. C., und WOLFF, R. J.: 1971b, *Astron. J.* **76**, 422.
 ZDANAVIČIUS, K., SUDŽIUS, J., SVIDERSKIENE, Z., STRAIŽYS, V., BURNASOV, V., DRAZDYS, R., BARTKEVIČIUS, A., KAKARAS, G., KAVALIUSKAITE, G., und JASEVIČIUS, G.: 1969, *Vilnius Astron. Obs. Bull. Nr.* 26, 3.

Anschriften der Autoren:

W. SCHÖNEICH, G. HILDEBRANDT, Zentralinstitut für Astrophysik der AdW der DDR,
 Astrophysikalisches Observatorium, Telegrafenberg,
 DDR-15 Potsdam, Deutsche Demokratische Republik

W. FÜRTIG, Zentralinstitut für Astrophysik der AdW der DDR,
 Sternwarte Sonneberg,
 DDR-64 Sonneberg/Thür., Deutsche Demokratische Republik