

# Über die Veränderlichkeit der Sterne des Spektraltyps A

G. JACKISCH, Sonneberg

Zentralinstitut für Astrophysik

Mit 2 Abbildungen. (Eingegangen 1971 September 7)

Es wurden 215 Sterne des Spektraltyps A0 . . . F5, darunter 65 Mitglieder der offenen Haufen NGC 2548, Praesepe und Coma, wiederholt lichtelektrisch gemessen, um den Anteil von Objekten mit Lichtwechsel geringer Amplitude festzustellen. Meßmethode und Auswertung der Beobachtungen mittels der F-Verteilung werden erläutert.

Die Ergebnisse sind: 1. Unter A-Sternen befinden sich knapp 10% Veränderliche, dagegen sind F-Sterne dreimal so häufig variabel. 2. Etwa  $\frac{1}{3}$  der Ap- und auch einige Am-Sterne sind variabel. 3. Die Mitglieder der Sternhaufen sind etwa doppelt so häufig variabel wie die Feldsterne. 4. Die Mehrzahl der Amplituden liegt zwischen 0.02 bis 0.05 mag. Die Zeitskalen des Lichtwechsels betragen wenige Stunden bis zu zwei Monaten. 5. Von Ap-Sternen und einigen besonderen Sternen abgesehen, könnte die Mehrzahl der Veränderlichen möglicherweise zu den  $\delta$ -Scuti-Sternen gehören. Durch die Zugehörigkeit von 5 Veränderlichen zu den Hauptreihen offener Haufen lassen sich Alter und Massen abschätzen.

215 stars with spectral types A0 to F5, among them 65 members of the open star clusters NGC 2548, Praesepe and Coma, were repeatedly measured photoelectrically, in order to determine the amount of objects with light variations of small amplitude. The method of measuring and the analysis of the observations by means of the F-distribution are explained.

The results are as follows: 1. Among A stars there are roughly 10% variables whereas F stars appear three times as often to be variable. 2. About  $\frac{1}{3}$  of the Ap as well as some of the Am stars are variable. 3. The members of the star clusters are about twice as often variable as the field stars. 4. Most of the amplitudes are between 0.02 to 0.05 mag. The time scales of the light variation range from a few hours up to two months. 5. Apart from Ap stars and some special stars the majority of the variables might be members of the  $\delta$  Scuti group. As 5 variables belong to the main sequence of open clusters, age and mass can be estimated.

## Einleitung

In einer 1963 erschienenen Veröffentlichung über kleine Helligkeitsänderungen bei hellen Sternen [1] war eines der Ergebnisse eine erhöhte Anzahl von schwach veränderlichen Sternen der Spektralklasse A, die meistens auf der Hauptreihe oder in ihrer unmittelbaren Nähe lagen. Viele von ihnen zeigten einen kurzzeitigen oder auch kurzperiodischen Lichtwechsel, wobei die Perioden ähnlich wie bei den  $\beta$ -Cep-Sternen nur wenige Stunden betragen. Insgesamt konnten damals, auch nach früheren Veröffentlichungen anderer Autoren, 15 solche Sterne mit kurzzeitigem Lichtwechsel nachgewiesen werden. Inzwischen ist zwar bei einigen, wie  $\gamma$  UMi und  $\alpha$  Lyr, der Lichtwechsel wieder angezweifelt worden [2], [3], [4], [5], viele andere sind jedoch hinzugekommen [12], [13], [19] u. a. Bei den meisten dieser Sterne wird inzwischen der Lichtwechsel der  $\delta$ -Scuti-Variabilität zugeordnet [12]. Deshalb besteht ein Interesse daran zu erfahren, wieviele der A- und F-Sterne variabel sind und eventuell der  $\delta$ -Scuti-Gruppe angehören. Sind außerdem einige Variable Mitglieder von Sternhaufen, dann können einige Zustandsgrößen, wie Alter und Masse, abgeschätzt werden.

Um zur weiteren Klärung des Problems beizutragen, entstand die vorliegende Arbeit mit dem Ziel, statistisch den Anteil der A- und F-Sterne abzuschätzen, der signifikant veränderlich ist. Selbstverständlich ist dieser Anteil direkt von der Meßgenauigkeit abhängig.

## 1. Das Beobachtungsprogramm und seine Ausführung

Durch freundliche Vermittlung von Prof. Dr. H. KIENLE ergab sich die Möglichkeit, die Beobachtungen im Jahre 1965 am Kottamia-Observatorium der VAR durchzuführen [6]. Große, zusammenhängende Beobachtungsperioden sind hier über das Sommerhalbjahr zu erwarten. Die relative Luftfeuchtigkeit ist gering. Die Zenitextinktion beträgt im Mittel für den lichtelektrischen V-Bereich  $k_V = 0.32$  mag. Ihre zeitlichen Änderungen pro Nacht sind selten oder gering. Die nächtlichen Temperaturen liegen in den Sommermonaten zwischen 14 und 20 °C. Der nächtliche Temperaturwert wird bereits kurz nach Sonnenuntergang erreicht und bleibt dann nachtsüber nahezu konstant.

Auf Grund der Tatsache, daß die offenen Sternhaufen Praesepe und Coma mitbeobachtet werden sollten, wurde der Beobachtungszeitraum von Anfang März bis Ende Juni 1965 festgelegt.

Als Expeditionsgerät fand ein 25-cm-Spiegelteleskop mit einer Äquivalentbrennweite von 370 cm Verwendung, das dank der Unterstützung durch die VAR-Kollegen in einer Beobachtungshütte zum Schutze gegen direkte Sonneneinstrahlung untergebracht werden konnte.

Das lichtelektrische Photometer war sehr ähnlich dem, das früher [1] bereits beschrieben wurde. Der SEV war ein besonders ausgesuchtes Exemplar eines 1 P 21 der RCA, der sich durch niedrigen Dunkelstrom, geringen Rauschstrom und geringe Temperaturempfindlichkeit auszeichnete. Trotz dieser guten Eigenschaften wurde vor Beginn der Messung größter Wert auf die Auskühlung des Photometers gelegt. Etwa eine Stunde nach Sonnenuntergang hatten auch die Innenteile des Photometers die Temperatur der Umgebung angenommen, so daß dann mit der Photometrie begonnen werden konnte.

Entsprechend dem Ziel der Arbeit wurden 215 Sterne des Spektraltyps A einschließlich der Grenzen B und F ausgewählt, von denen — nach den vorhandenen MK- oder Mount-Wilson-Spektren zu urteilen — etwa 80% Hauptreihensterne sind. Die restlichen 20% verteilen sich auf Riesen und Unterriesen. Etwa ein Drittel der Programmsterne sind Mitglieder der drei offenen Sternhaufen NGC 2548, Praesepe und Coma, für die Altersbestimmungen vorliegen [7], [8], [9], [10], die sich bei der Diskussion der Variablen mit benutzen lassen.

Die weitere Auswahl der Programmsterne wurde durch die Notwendigkeit bestimmt, die Fehler durch die Extinktion möglichst klein zu halten. Deshalb wurden die Sterne in Gruppen zu je 10 gemessen, und der Durchmesser einer Gruppe sollte nicht größer als  $5^\circ$  sein, um differentielle Extinktionsbeiträge von Stern zu Stern möglichst kleiner als den Meßfehler zu machen.

Da es sich bei diesem Programm vor allem um die Entdeckung kurzzeitiger Helligkeitsschwankungen handelte, schien es erforderlich, von jedem Stern eine Anzahl Messungen gleichmäßig über ein paar Nächte zu verteilen. Im Mittel wurden etwa 20 Messungen pro Stern durchgeführt, wobei der zeitliche Abstand zwischen den Messungen ungefähr eine Stunde betrug. Jeder Stern wurde mindestens zwei ganze Nächte hindurch beobachtet. Durch diese Methode schien es möglich, die Entdeckungswahrscheinlichkeit für sich wiederholende kleine Helligkeitsänderungen groß zu machen. Dies war unbedingt erforderlich, da die Häufigkeit von A-Sternen mit solchen Helligkeitsänderungen nach [1] nur 1% bis höchstens 3% betragen sollte. Selbstverständlich blieb die Entdeckungswahrscheinlichkeit für einmalige oder nur zeitweilig auftretende Helligkeitsänderungen klein. Dies traf auch für Helligkeitsänderungen zu, die, falls die Beobachtungsnächte für eine Gruppe zusammenlagen, länger als drei bis vier Tage andauern. Um diese Entdeckungswahrscheinlichkeit zu erhöhen, folgten die Beobachtungsnächte einer Gruppe meist im Abstand von ein bis zwei Tagen. Durch die gruppenweisen Messungen war es möglich, die Sterne untereinander anzuschließen und Helligkeitsdifferenzen zu bilden, die gegen Durchsichtsschwankungen weniger empfindlich sind als Einzelmessungen. Aus demselben Grund wurden die Messungen im V-Bereich ausgeführt, und zwar mit einem GG7-Filter (2 mm). Nur zwecks Erlangung von Farbenindizes wurden von jedem Stern einige B-Messungen mit der Filterkombination BG3 (1 mm) + GG13 (4 mm) durchgeführt. Zur Vermeidung von Meßfehlern infolge kleiner Durchsichtsschwankungen oder geringer instrumenteller Veränderungen wurden Kontrollsterne und die radioaktive Leuchtscheibe des öfteren gemessen. Um die zum Teil verschiedenen scheinbaren Helligkeiten der Sterne zu überbrücken, wurden der Arbeitswiderstand und in einigen wenigen Fällen die Hochspannung (bis zu 50 V) geschaltet. Das fehlerfreie Funktionieren der Schalter sowie das konstante Arbeiten des SEV und des Photometers wurden durch kleine Versuchsreihen öfters überprüft.

Die folgende Tabelle 1 enthält sämtliche Programmsterne unterteilt nach Gruppen. Die Bedeutung der Spalten ist folgende:

- Spalte 1: HD-Nummern. Für die Sterne des Haufens NGC 2548 sind die Nummern nach EBBIGHAUSEN [9] angegeben, bei den Praesepe-Sternen die Nummern von KLEIN WASSINK [14] und bei den Sternen des Coma-Haufens die von TRUMPLER [15]. Bei einem Stern mußte seine BD-Nummer verwendet werden. Ein + bezeichnet die entdeckten Veränderlichen.
- Spalte 2: Bezeichnung nach BAYER oder FLAMSTEED.
- Spalte 3: Scheinbare Helligkeiten in V oder, wenn diese nicht vorhanden, die photometrischen Helligkeiten des HD-Katalogs.
- Spalte 4: MK- oder Mt.-Wilson-Spektraltyp. Teilweise mußten auch HD-Spektren benutzt werden. Diese sind durch ein + vor dem Spektraltyp gekennzeichnet.

Tabelle 2 gibt einen Überblick über die Meßgenauigkeit in den Gruppen. Es bedeuten die Spalten 1: Bezeichnung der Gruppe, 2: Anzahl  $N$  der Messungen pro Stern in der Gruppe, 3: häufigste Streuung der Helligkeitsdifferenzen als mittlerer Fehler m.F. ausgedrückt, und 4: von der Irrtumswahrscheinlichkeit  $\alpha$  und den Freiheitsgraden  $f = N - 1$  abhängige Fehlergrenze der F-Verteilung. Bei den in Tabelle 1 bezeichneten Veränderlichen ist die Streuung ihrer Helligkeitsdifferenzen größer als diese Fehlergrenze.

Das diesen beiden Tabellen zugrunde liegende Beobachtungsmaterial befindet sich am Zentralinstitut für Astrophysik der DAW, Sternwarte Sonneberg.

Tabelle 1. Die Programmsterne

HD-Nr.	Sternname	$m_v$	Spektrum	HD-Nr.	Sternname	$m_v$	Spektrum
Gruppe NGC 2548 <sup>8</sup> (Sternnummern nach EBBIGHAUSEN)				Gruppe Coma 3			
13		9.0	+A	Tr 10		6.04	A3V
44		9.2	+A2	Tr 19 <sup>+</sup>		8.12	F5V
52		8.7	+A2	Tr 36		8.13	F2 <sup>+</sup> V
65		9.2	+A	Tr 49		7.89	F2V
90		8.50	+Ao	Tr 60		6.48	Am
95		8.7	+Ao	Tr 68		6.67	Am
Gruppe Praesepe 1 (Sternnummern nach KLEIN WASSINK)				106 887		5.68	A4V
50		6.75	AoV	107 213	9 Com	6.40	dF8
150		7.45	A9Vn	107 326		6.11	dA8n
204	38 Cnc	6.67	FoIII	Gruppe o1			
224		7.32	Am	109 764		6.62	+A2
229 <sup>+</sup>		7.54	Am	110 377	27 Vir	6.33	+A5
265 <sup>+</sup>	39 Cnc	6.39	KoIII	110 932		6.73	B9n
284		6.78	A9V	110 951	32 Vir	5.25	Am
300	$\epsilon$ Cnc	6.30	Am	111 164	34 Vir	6.05	A3n
323		7.30	A9V	111 308	28 Com	6.43	AoV
328	42 Cnc	6.85	A9III	111 397	29 Com	5.70	A2V
348		6.78	A6Vn	112 002		7.7	+A2
Gruppe Praesepe 2				112 097	41 Vir	6.34	Am
45 <sup>+</sup>		8.25	FoVn	+15° 2503		8.5	A?
114 <sup>+</sup>		8.14	FoV	Gruppe o2			
203		7.73	A5V	115 709		6.56	A1IV:
207		7.67	A7Vn	115 983		6.90	A3n
276		7.54	Am	115 995		6.23	Ao
279		7.70	Am	116 160		5.68	Ao
286		8.02	Am	116 235	64 Vir	4.96	A5s
292 <sup>+</sup>		8.13	F2Vn	116 542		7.08	A5
385		7.92	A7V	117 362 <sup>+</sup>		6.71	+A2
445		7.98	+A	118 022	o Vir	4.94	A2p
Gruppe Praesepe 3				118 098	$\zeta$ Vir	3.36	A3V
124		9.00	F4V	118 703		8.1	+A5
143 <sup>+</sup>		8.31	A9V	Gruppe o3			
154		8.50	A9V	118 743 <sup>+</sup>		8.2	+A5
226		8.89	F2V	119 686		7.06	+A3
271		8.81	A2	120 049		8.4	+Ao
318 <sup>+</sup>		8.65	FoV	121 164		5.84	dA6
340		8.48	FoVn	121 626		7.11	A2n
350		8.71	Am	122 080		7.01	+A5
375		8.33	A5V	122 405	11 Boo	6.12	A3n
429		8.53	F6V	122 442		7.92	dA7
Gruppe Coma 1 (Sternnummern nach TRUMPLER und HD)				Gruppe o4			
Tr 62	8 Com	6.27	Am	124 320		8.72	+Ao
Tr 82		7.42	Am?	125 642		5.98	A2V
Tr 109		5.18	FoV	125 798		7.18	A3
Tr 160	21 Com	5.46	A3p	127 762 <sup>+</sup>	$\gamma$ Boo	3.03	A7III
Tr 183	22 Com	6.29	A?	128 197		7.93	+Ao
104 827	2 Com	5.77	Am	128 661 <sup>+</sup>		6.97	+Ao
108 722	18 Com	5.47	F5IVs	129 653		7.26	+A2
108 765	20 Com	5.72	A3V	130 461		7.64	+A2
109 485	23 Com	4.78	AoIV	130 968		8.7	+Ao
Gruppe Coma 2				132 028		8.2	+Ao
Tr 101 <sup>+</sup>		8.42	F6V	Gruppe o5			
Tr 104		6.73	Am	116 656	$\zeta$ UMa	2.04	A2Vp+A2m
Tr 107 <sup>+</sup>	13 Com	5.18	A4p	116 842	80 UMa	4.01	A5V
Tr 125	14 Com	4.95	Fop shell	117 281		6.77	A5
Tr 130	16 Com	5.00	A4p	118 214	81 UMa	5.56	Aop
Tr 139 <sup>+</sup>		6.76	Am	119 024	82 UMa	5.28	A2n
Tr 144		6.54	Am	119 213		6.14	A1
Tr 145		6.65	Am	119 765		6.02	Ao
Tr 146	17 Com	5.29	Aop	120 198 <sup>+</sup>	84 UMa	5.65	A2p
107 701	12 Com	4.83	GoIII-IV+ +A3V	120 874		6.36	+Ao
				121 409	86 UMa	5.69	Ao

r\*

Tabelle 3. Ergebnis der statistischen Untersuchung

S	N <sub>S</sub>	N <sub>V</sub>	N <sub>V</sub> [%]	Bemerkungen
Programmsterne insgesamt	215	25	12	hiervon etwa 80% A-Sterne
Feldsterne	150	14	9	
Haufenmitglieder	65	11	17	etwa 2mal so häufig veränderlich wie Feldsterne
B8- bis A5-Sterne	139	8	6	vorwiegend A0- bis A5-Sterne
A6- bis A9-Sterne	20	2	10	
F-Sterne	19	6	32	Mehrzahl von Fo bis F5 konzentriert
Ap-Sterne	14	5	36	

0.02 mag. Über einen Helligkeitsausbruch dieses Sternes wurde bereits von JACKISCH [16] berichtet. Die statistische Untersuchung zeigt also, daß auch einige der Am-Sterne physische Variable sind.

Die Häufigkeit der Variabilität ist bei Riesensternen nicht anders als bei Hauptreihensternen, jedoch ergab sich ein signifikanter Unterschied zwischen Feldsternen und Mitgliedern der offenen Sternhaufen NGC 2548, Praesepe und Coma, indem die Haufensterne etwa zweimal so häufig variabel sind wie die Feldsterne. Es ist möglich, daß die Ursache in Altersunterschieden und damit in Populationszugehörigkeiten zu suchen ist.

Die gemessenen V-Amplituden des Lichtwechsels der Veränderlichen reichen von 0.012 bis 0.33 mag. Ihre häufigsten Werte liegen zwischen 0.02 bis 0.05 mag. Die untere Grenze ist bedingt durch den mittleren Fehler der Beobachtungen, wodurch die Entdeckungswahrscheinlichkeit kleinerer Amplituden gering ist. Die obere Grenze ist vermutlich durch physikalische Eigenschaften des Lichtwechsels bedingt und nicht nur dadurch, daß größere Amplituden bereits häufiger entdeckt worden sind als kleinere, sonst müßte die Streuung nach größeren Amplituden größer sein, als es hier beobachtet wurde. Die Häufigkeiten  $N$  der V-Amplituden sind in Abb. 1 dargestellt. Ähnlich wie bei BREGER [12] ist der starke und möglicherweise exponentielle Anstieg nach kleinen  $A_V$  beachtlich. Die beobachteten Zeitskalen des Lichtwechsels betragen wenige Stunden bis zwei Monate. Bei den meisten Veränderlichen kann der Lichtwechsel als periodisch angenommen werden. Bei 4 Sternen kann ohne genauere Bestimmung nur ein langsamer Lichtwechsel (mögliche Periode  $> 1$  Tag) angegeben werden. Die Dauer des Lichtwechsels der Veränderlichen, ihre Amplituden  $\Delta V$  oder besonders vermerkt auch  $\Delta B$  und  $\Delta U$ , das Jahr der Beobachtungen und die Anzahl  $N$  der Beobachtungsnächte sowie der vermutete Typ der Veränderlichkeit sind in Tabelle 4 enthalten.

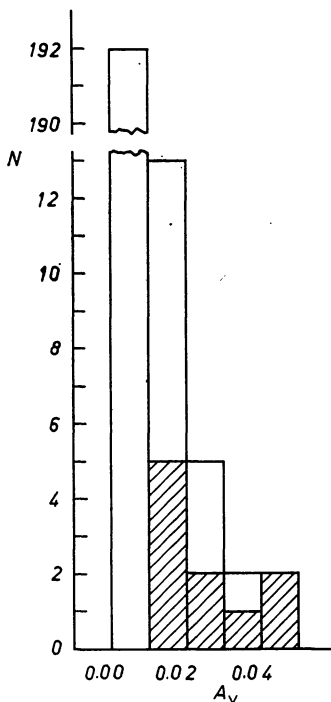


Abb. 1. Häufigkeit  $N$  der Amplituden  $A_V$ . Von  $0.00 \leq A_V \leq 0.01$  sind die Häufigkeiten der konstanten und nichtphysisch veränderlichen Sterne eingezeichnet. Die Häufigkeiten der vermutlichen  $\delta$ -Scuti-Sterne sind schraffiert dargestellt.

Die Tatsache, daß es in den Spektralklassen von A0 bis F5 unter Hauptreihen- und Riesensternen schwach veränderliche Sterne gibt, deren Häufigkeiten hier gegeben sind, kann man durch andere photometrische Arbeiten bekräftigen. Als Beispiel soll hier der Vergleich mit einer der photometrischen Arbeiten von COUSINS und STOY [11] über Standardhelligkeiten in den E-Regionen gemacht werden, in der sie auch kleine Helligkeitsänderungen angeben. Die kleinste Amplitude, die sie offensichtlich verbürgen wollen, beträgt 0.04 mag. Das Ergebnis lautet dann, daß in den untersuchten E-Regionen bei  $\delta = -45^\circ$  von 244 Sternen 10 Sterne oder etwa 4.1% veränderlich sind mit Amplituden  $A \geq 0.04$  mag. Im eigenen Programm sind von 215 Sternen 7 Sterne oder etwa 3.3% veränderlich ebenfalls mit  $A \geq 0.04$  mag. Dies ist eine gute Übereinstimmung.

Ähnliche Übereinstimmungen finden sich mit einer Untersuchung auf  $\delta$ -Scuti-Sterne von BREGER [12] und mit einer solchen von 59 Sternen der Spektraltypen A7–F5 bei MILLIS [13]. Die letztere Veröffentlichung bestätigt übrigens auch die größere Häufigkeit von variablen frühen F-Sternen.

Abgesehen von Ap- und Am-Sternen sowie von dem Bedeckungsveränderlichen HD 128661 sind  $\frac{2}{3}$  der übrigen Veränderlichen wahrscheinlich  $\delta$ -Scuti-Sterne. Hierfür sprechen Dauer und Wiederholung des Lichtwechsels sowie ihr Spektraltyp von A5 bis F5. Eine Ausnahme bildet 40 Ser mit dem Spektraltyp A2n. Schwebungsperioden als Zeichen der Existenz von Grundschiwingung und Oberschwingungen kommen wie bei anderen bekannten  $\delta$ -Scuti-Sternen ebenfalls vor. So variiert der Licht-

Tabelle 2. Übersicht über die Meßgenauigkeit

Gruppe	N	m. F.	Fehlergr.
NGC 2548	16	±0.013	0.023
Praesepe 1	13	012	020
Praesepe 2	22	011	019
Praesepe 3	21	010	016
Coma 1	21	010	016
Coma 2	37	008	013
Coma 3	21	007	012
01	19	008	014
02	16	015	024
03	20	007	012
04	18	011	020
05	17	008	015
06	23	010	014
07	18	007	012
08	16	009	016
09	18	006	011
10	21	007	013
11	17	008	015
12	17	010	015
13	18	006	011
14	20	012	020
15	21	±0.006	0.010

Ist  $F \geq s_1^2/s_2^2$ , wo  $s_1^2$  und  $s_2^2$  die Streuungen zweier Helligkeitsdifferenzen sind, dann ist die vorgegebene Nullhypothese  $H_0$  ( $s_1^2 = s_2^2$ ) zu verwerfen. Die Helligkeitsdifferenz mit der Streuung  $s_1^2$  kann dann als veränderlich betrachtet werden.

Im allgemeinen wurden zwei Tests durchgeführt, nämlich 1. Streuung jedes Sternpaares gegen den Mittelwert der drei kleinsten Streuungen von Sternpaaren und 2. Streuung eines Sternpaares gegen die kleinste Streuung eines Sternpaares in der Gruppe. Im ersten Test ist die Anzahl der Freiheitsgrade größer, wodurch das  $s_2^2$  die Streuung einer kleinen Grundgesamtheit darstellt. Nur wenn  $F \geq$  dem Quotienten der beiden Streuungen in beiden Tests war und wenn normalerweise zwei benachbarte Helligkeitsdifferenzen ein zu großes  $F$  hatten, wurde der mittlere Stern als veränderlich bezeichnet.

Um die Einwirkung von Fehlern, die in der Methode oder Meßapparatur begründet liegen, auf das statistische Ergebnis auszuschließen, kann man mittels der  $t$ -Verteilung Häufigkeitsvergleiche unter den Helligkeitsdifferenzen anstellen, die von normalen und vermutlich gestörten Meßwerten stammen. So könnte es zum Beispiel der Fall sein, daß durch das Schalten der Hochspannung oder des Arbeitswiderstandes Fehler in die Meßwerte gelangen. Daher wurde die Häufigkeit der signifikant größeren Streuungen unter den Helligkeitsdifferenzen ohne Schaltvorgang geprüft gegen die entsprechende Häufigkeit bei den Helligkeitsdifferenzen mit Schaltvorgang. Solche Häufigkeitsprüfungen wurden ferner noch durchgeführt, um die Abhängigkeit der signifikant größeren Streuungen von der scheinbaren Helligkeit der Programmsterne, von der Helligkeitsdifferenz zwischen den Sternpaaren und von den Winkelabständen der Sterne in den Gruppen zu überprüfen.

Nur für die Fragestellung, ob signifikant größere Streuungen  $s_1^2$  von den Winkelabständen der Sterne innerhalb der Gruppen abhängig sind, ergab sich für Winkelabstände von größer als  $2^\circ$  eine durch die  $t$ -Verteilung angezeigte Abhängigkeit. Durch die etwas verschiedene Zenitdistanz treten hier kleine Extinktionsunterschiede auf, die höchstens einige Hundertstel Größenklassen betragen.

Aus diesem Grunde, aber auch um einiges über den Lichtwechsel aussagen zu können, sind die Helligkeitsdifferenzen noch graphisch dargestellt worden. Dadurch war es möglich, endgültig entscheiden zu können, welcher Stern der Veränderliche ist.

### 3. Diskussion des statistischen Ergebnisses

Das Programm umfaßte einschließlich der Kontrollsterne 215 Sterne; 150 davon waren Feldsterne. 65 Sterne oder etwa 31% gehörten offenen Sternhaufen an, nämlich 6 Sterne waren Mitglieder von NGC 2548, 31 Sterne von der Praesepe und 28 Sterne vom Coma-Haufen.

Das Ergebnis der statistischen Untersuchung ist in Tabelle 3 festgehalten. Ihre Spalten bedeuten: 1. Zugehörigkeit oder Spektraltyp S der Sterne, 2. deren Anzahl  $N_S$ , 3. Anzahl  $N_V$  der Veränderlichen, 4. prozentualer Anteil  $N_V[\%]$  der Veränderlichen und 5. besondere Bemerkungen.

Von den 14 Ap-Sternen sollten nach den bisherigen Erfahrungen die meisten schwach variabel sein. Da ihre Periode des Lichtwechsels  $> 1$  Tag ist, so war, wie vorn bereits bemerkt, die Entdeckungswahrscheinlichkeit niedriger als für Sterne mit  $P < 1$  Tag. Von den 21 Am-Sternen sind 3 variabel. Hiervon ist Tr 139 möglicherweise ein Bedeckungsveränderlicher mit einer V-Amplitude von 0.01 bis

Tabelle 1 (Fortsetzung)

HD-Nr.	Sternname	$m_V$	Spektrum	HD-Nr.	Sternname	$m_V$	Spektrum			
Gruppe 06				Gruppe 11						
122 866	α Boo	6.05	Ao	159 796		7.16	+Ao			
124 675		4.54	A7IV	160 419		7.96	+Ao			
125 019	ι Boo	6.44	A2n	160 486		7.14	+A2			
125 161		4.76	A7V	160 740		7.19	+A2			
125 349		6.09	Ao	161 129		7.84	+Ao			
125 469		6.69	+A2	162 751		7.67	A3			
125 557		6.74	+A2	163 204		7.8	+A2			
125 558		7.22	+A5	163 608		7.97	A2n			
125 632		6.55	A2	164 429 <sup>+</sup>		6.22	B9Vp			
128 998		5.52	Aon							
Gruppe 07				Gruppe 12 <sup>1</sup> + 12 <sup>2</sup>						
136 562		7.36	A2	142 500 <sup>+</sup>	40 Ser	6.20	A2n			
136 729		5.65	A1n	144 426		6.14	A2			
137 928		6.18	A2	144 516		7.02	+A2			
138 338		6.30	+A2	144 874	45 Ser	5.65	A5			
139 493		5.74	Aon	144 937		6.74	A4n			
140 728		5.51	Aop	145 589		6.46	+A3			
141 675		5.86	Am	143 936		7.40	+Ao			
143 466		4.95	FoIV	145 122 <sup>+</sup>	8 Her	6.07	AoV			
143 584		5.90	FoIV	145 202		7.64	+A2			
143 914		7.86	+Ao	145 647	q Her	5.90	AoV			
Gruppe 08				Gruppe 13						
138 483		τ <sup>5</sup> Ser	7.6	+Ao	155 104	62 Her	6.82	+Ao		
139 225			5.88	dA6n	155 514	63 Her	6.19	A3		
139 268			7.09	+Ao	156 164	δ Her	3.14	A3IV		
139 799		χ Ser	6.92	+A2	156 987		7.02	A1		
140 160 <sup>+</sup>			5.35	Aop	157 087		5.32	A3III		
140 232			τ <sup>7</sup> Ser	5.81	Ao	157 198	70 Her	5.17	A1V	
140 729	τ <sup>8</sup> Ser		5.89	Ao	157 359		7.8	+Ao		
141 003	β Ser		3.67	A2IV	157 728	73 Her	5.70	A4		
141 040	ν Ser		6.78	+A3	158 067		6.36	+A5		
141 187			5.72	A2V	159 238 <sup>+</sup>		6.85	+A5		
141 589			6.75	+Ao						
Gruppe 09				Gruppe 14						
152 598	53 Her		5.34	dA8s	165 434		7.46	+Ao		
152 896 <sup>+</sup>		7.30	+A5	166 276	7.62		+A2			
153 145		8.1	+A2	166 656	8.02		+A2			
153 650		ε Her	7.76	A1	166 757		7.9	+A2		
153 808			3.92	AoV	166 894		8.0	+A2		
154 029			59 Her	5.27	A3III		166 956	6.88	Aon	
154 127			7.51	A3n	167 370		5.88	B8V		
154 226			8.1	+A2	168 439 <sup>+</sup>		7.17	+Ao		
154 651			7.56	Ao	169 702		5.10	A3III		
155 227			7.60	+Ao	169 952 <sup>+</sup>		7.12	Aop		
157 255			6.83	A2						
Gruppe 10				Gruppe 15						
154 431			69 Her	6.01	A3		171 827	α Lyr	7.7	+Ao
154 888		7.19		+Ao	171 872		6.87		+Ao	
155 978		7.9		+A2	171 945		7.51		+A2	
156 729		4.60		A2V	172 167		0.00		AoV	
156 757	7.54	+A5		172 649	7.44	+F5				
157 213	7.8	+Ao		172 671	6.11	Ao				
157 293	8.1	+Ao		172 741	6.48	+A3				
157 605	8.0	+Ao		173 648 <sup>+</sup>	4.35	Am				
158 098	7.9	+Ao		173 649	5.70	FoIV				
158 261	5.91	A1p?		174 958	7.17	+Ao				
158 348	8.5	+Ao								
					ζ <sup>1</sup> Lyr					
					ζ <sup>2</sup> Lyr					

## 2. Die Auswertung der Beobachtungen

Da die Durchsicht und damit auch der mittlere Fehler einer Messung von Nacht zu Nacht Schwankungen unterworfen ist, war es zweckmäßig, ähnlich wie in [1], innerhalb einer Gruppe die Streuung der Helligkeitsdifferenzen eines Sternpaares mit der Streuung der Helligkeitsdifferenzen anderer Sternpaare mittels der F-Verteilung und für eine Irrtumswahrscheinlichkeit  $\alpha = 0.01$  zu vergleichen.

Tabelle 4. Übersicht über den Lichtwechsel der veränderlichen Sterne

HD-Nr. o. andere	Lichtwechsel- periode	Amplitude [mag]	Jahr	N	Typ
KW 229	18 d?	$\Delta V = 0.012$	1965	2	Am-Stern
		$\Delta B = 0.020$ $\Delta U = 0.048$	1969	3	
KW 265 = 39 Cnc	12 h?	0.04	1965	2	?
KW 45	6 h?	$\Delta V = 0.02$	1965	5	$\delta$ Sct
		$\Delta B = 0.04$ $\Delta U = 0.03$	1967	7	
KW 114	2 ... 3 h	0.02	1965	5	$\delta$ Sct
KW 292	3 h	0.02	1965	5	$\delta$ Sct
KW 143	> 5 d	0.02	1965	3	?
KW 318	5 h	0.017	1965	3	$\delta$ Sct
Tr 101	$\approx 30$ d	$\Delta V = 0.020$	1965	6	?
		$\Delta B = 0.025$ $\Delta U = 0.030$	1967	10	
Tr 107 = 13 Com	> 1 d	0.02	1965	6	Ap-Stern
Tr 139	22 d + temporär	$\Delta V = 0.01$	1965	6	Am-Stern
		$\Delta B = 0.01$	1967	10	Bedeckungsstern?
		$\Delta U = 0.01$ temporär 0.15	1968	8	
Tr 19	5 h	$\Delta V = 0.02$	1965	4	$\delta$ Sct
		$\Delta B = 0.03$ $\Delta U = 0.08$	1967	9	
117 362	0.5 ... 0.7 d	0.33	1965	4	RR Lyr?
118 743	8 ... 10 h	0.03	1965	3	$\delta$ Sct
127 762 = $\gamma$ Boo	0.29 d	0.05	1965	4	$\delta$ Sct
128 661	3.33 d	0.28	1965	4	Bedeckungsstern (siehe [17], [18])
120 198 = 84 UMa	> 1 d	0.025	1965	3	Ap-Stern
140 160 = $\chi$ Ser	6 h?	0.03	1965	2	Ap-Stern
152 896	3 ... 10 h + 40 d	$\Delta V = 0.05$	1965	2	$\delta$ Sct?
		$\Delta B = 0.05$	1966	7	
		$\Delta U = 0.05$	1967	28	
		$\Delta V$ bis 0.14 und $\Delta B$ bis 0.12 beobachtet	1968	2	
164 429	> 1 d	0.017	1965	2	Bp-Stern
142 500 = 40 Ser	5 ... 6 h	0.025	1965	4	$\delta$ Sct
145 122 = 8 Her	4 d?	0.02	1965	4	?
159 238	7 h?	0.04	1965	3	$\delta$ Sct
168 439	> 7 d	0.03	1965	5	?
169 952	> 1 d	0.02	1965	5	Ap-Stern
173 648	60 d	$\Delta V = 0.02$	1965	4	Am-Stern
173 648 = $\zeta^1$ Lyr		$\Delta B = 0.02$ $\Delta U = 0.03$	1967	11	

wechsel bei HD 152896 von 3 bis 10 Stunden und die Amplituden (gleichlaufend mit der Dauer des Lichtwechsels) von wenigen Hundertstel Größenklassen bis zu mehr als 0.1 mag. Außerdem schwankte 1967 die Helligkeit dieses Sternes noch über etwa 40 Tage um 0.04 mag. Entsprechend ihrem Spektraltyp ist es bei KW 143 und Tr 101 möglich, daß sie ebenfalls  $\delta$ -Scuti-Sterne, aber mit sehr kleinem Lichtwechsel sind, so daß bisher nur die Schwebungsperioden entdeckt wurden. Ähnliches könnte auch für die beiden Am-Sterne KW 229 und  $\zeta^1$  Lyrae zutreffen. Daß sie Am-Sterne sind, schließt die Möglichkeit eines  $\delta$ -Scuti-ähnlichen Lichtwechsels vorerst nicht aus.

Die beobachteten Farbenindizes schwanken bei den hier entdeckten möglichen  $\delta$ -Scuti-Sternen nur wenig mit dem Lichtwechsel, ähnlich wie bei dem von MILLIS [19] beschriebenen  $\delta$ -Scuti-Stern  $\beta$  Cas. Die größte Änderung wurde bei dem Praesepe-Stern KW 287 (F2), der zwar nicht zu diesem Programm gehörte, aber inzwischen mit anderen Programmsternen beobachtet wurde, festgestellt:  $\Delta(B - V) = -0.06$  mag und  $\Delta(U - B) = -0.02$  mag. Für den Spektralbereich um F2 entspricht dies einer Temperaturänderung von +500 grd bzw. einer Änderung des Spektraltyps von F2 nach F0. Diese Temperaturänderung verläuft etwa parallel zum Anstieg der Helligkeit vom Minimum zum Maximum. Häufig jedoch sind die Änderungen der Farbenindizes sowohl bei KW 287 als auch bei den anderen Sternen so gering, daß sie noch innerhalb des Meßfehlers liegen.

Fünf dieser Sterne (KW 45, 114, 292, 318 und Tr 19) sind Hauptreihensterne der Praesepe und des Comahaufens (Leuchtkraftklasse V). Ihre Lage im Farbenhelligkeitsdiagramm ist aus Abb. 2 ersichtlich. Durch die Zugehörigkeit zu den beiden Sternhaufen ist auch ihr Alter bestimmbar. Es beträgt nach verschiedenen Bestimmungen [7] für die Praesepe-Sterne  $3.0 \cdot 10^8 \dots 1.5 \cdot 10^9$  Jahre und für den Coma-Stern  $3.0 \cdot 10^8 \dots 5.9 \cdot 10^8$  Jahre. Entsprechend der heute angenommenen Massenverteilung entlang der Hauptreihe des H-R-Diagramms [7], [20] lassen sich auch die Massen dieser fünf Sterne abschätzen. Sie betragen für KW 45, 114, 292 und 318  $1.7 \dots 1.8 M_{\odot}$  und für Tr 19 ungefähr  $1.2 \dots 1.4 M_{\odot}$ . Da nach v. HOERNER [9] die Verweilzeit eines F0-Sternes mit  $M = 1.7 M_{\odot}$  auf der Hauptreihe etwa  $2.7 \cdot 10^9$  Jahre beträgt, läßt sich daraus ableiten, daß die  $\delta$ -Scuti-Variabilität bereits in einem frühen Stadium der Sternentwicklung auftreten kann.

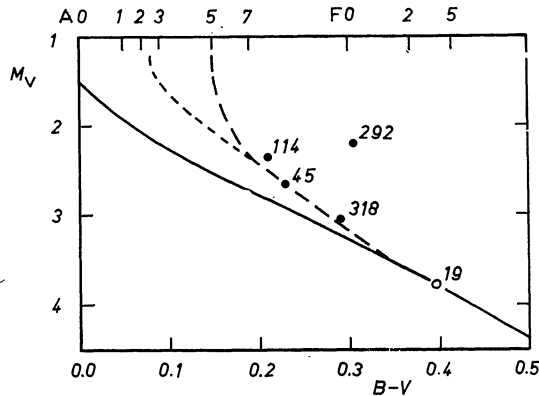


Abb. 2. Lage der vermutlichen  $\delta$ -Scuti-Sterne der Praesepe und des Comahaufens.

● = Praesepesterne mit KW-Nummern; ○ = Comastern mit Tr-Nummer; — = Hauptreihe für Alter 0; - - - = Hauptreihe der Praesepe; - - - - = Hauptreihe des Comahaufens.

Einige Lichtkurven der hier beschriebenen Sterne werden an anderer Stelle veröffentlicht.

Nahezu sämtliche Beobachtungen wurden am Kottamia-Observatorium der VAR erlangt. Mein ganz besonderer Dank gilt daher dem damaligen Direktor des Helwan Observatory, Herrn Prof. A. H. SAMAHA, der mir die Möglichkeit schaffte, in Kottamia beobachten zu können. Auch konnte durch seine immerwährende Unterstützung und durch die Mühe und Hilfe der dortigen Kollegen das Beobachtungsprogramm zügig durchgeführt werden. Mein weiterer Dank gilt dem damaligen Vizekonsul des Generalkonsulates der DDR in Cairo, Herrn KARL GADOW, für seine fortgesetzte Hilfsbereitschaft sowie dem Bereichsdirektor für Sternphysik am Zentralinstitut für Astrophysik, Herrn Prof. Dr. J. WEMPE, für die Förderung dieser Arbeit.

### Literatur

- [1] G. JACKISCH, Mikrovariabilität und Zustandsgrößen von hellen Sternen. Veröff. Sternw. Sonneberg 5.227 (1963).
- [2] C. DE JAGER, Observations of five Stars Suspected to Belong to the Class of  $\beta$  Canis Majoris Stars. BAN 12.91 (1953).
- [3] R. TSCHÄPE, G. JACKISCH, Lichtelektrische Beobachtungen von  $\gamma$  UMi. Mitt. veränderl. Sterne 5.49 (1969).
- [4] E. G. EBBIGHAUSEN, A Reinvestigation of the Reported Light Variations of Alpha Lyrae. PASP 78.552 (1966).
- [5] G. JACKISCH,  $\alpha$  Lyrae ist kein veränderlicher Stern. Sterne 45.15 (1969).
- [6] A. H. SAMAHA, The Kottamia 74" Telescope. Helwan Obs. Bull. No. 62 (1964).
- [7] G. R. BURBIDGE, F. D. KAHN, R. EBERT, S. v. HOERNER, S. TEMESVÁRY, Die Entstehung von Sternen durch Kondensation diffuser Materie. Berlin-Göttingen-Heidelberg 1960.
- [8] W. LOHMANN, Das Alter offener Sternhaufen und die Hauptreihe zur Zeit  $t_0$ . Z. Astrophys. 42.114 (1957).
- [9] S. v. HOERNER, Altersbestimmung offener Sternhaufen. Z. Astrophys. 42.273 (1957).
- [10] E. G. EBBIGHAUSEN, Proper Motions in the Galactic Cluster NGC 2548. Astrophys. J. 90.689 (1939).
- [11] A. W. J. COUSINS, R. H. SROY, Standard Magnitudes in the E Regions. R. Obs. Bull. Ser. E, No. 49 (1962).
- [12] M. BREGER, Short-Period Variability of B, A, and F Stars. Astrophys. J. Suppl. 19.79 (1969).
- [13] R. L. MILLIS, An Investigation of the Delta Scuti Stars. Astr. J. 73.526 (1968).
- [14] W. J. KLEIN WASSINK, Stars belonging to the Cluster Praesepe. BAN 2.183 (1924).
- [15] R. J. TRUMPLER, The Star Cluster in Coma Berenices. Lick Obs. Bull. 18.167 (1938).
- [16] G. JACKISCH, Possible Outburst of HD 108486, Observed 1965, April 5. IAU Inf. Bull. Variable Stars No. 375 (1969).
- [17] G. JACKISCH, HD 128661, Probably an Eclipsing Variable. IAU Inf. Bull. Variable Stars No. 314 (1968).
- [18] A. J. HARRIS, The Variability of HD 128661. IAU Inf. Bull. Variable Stars No. 365 (1969).
- [19] R. L. MILLIS, Two New Short Period Variables. IAU Inf. Bull. Variable Stars No. 137 (1966).
- [20] C. W. ALLEN, Astrophysical Quantities. The Athlone Press, University of London, 1963.