

# CONTENUTO DI CALCIO NELLE ATMOSFERE DELLE STELLE DI TIPO SPETTRALE A, E NE- CESSITÀ DI ALTERAZIONI SISTEMATICHE NELLA CLASSIFICAZIONE H.D. DI HARVARD

Nota di GINO CECCHINI

**RIASSUNTO.** — Sulla base di accurate misure d'intensità della riga K del CaII effettuate sugli spettri di 322 stelle di classe B8-F0 e dei loro equivalenti di colore  $c_2/T$ , viene studiata la dispersione del colore per un determinato valore di K. Escluse il 18% delle stelle, questa dispersione è giustificata dagli errori di osservazione e dalla dispersione delle grandezze assolute. Solo una frazione delle stelle escluse è sospetta di un anomalo contenuto di Ca, in non grande disaccordo coi risultati di ABRAMS e ÖPIK.

Varie obiezioni sono fatte principalmente sull'influenza della K interstellare sulla K stellare e sulla correlazione fra grandezza assoluta e colore. L'arrossamento delle stelle supergiganti A appare giustificato dall'assorbimento selettivo della luce nello spazio e, per il complesso delle stelle considerate, l'effetto della grandezza assoluta sul colore appare contrario a quello noto per le stelle di classe spettrale più avanzata.

La correlazione fra l'intensità di K e  $c_2/T$  appare strettamente lineare:  $c_2/T = 0.67 + 0.00930 K$ . E' proposta quindi una rettifica e precisazione della classe spettrale delle stelle A, sulla base unica dell'intensità di K, la quale conduce ad uno spostamento sistematico delle sottoclassi H.D., intermedie fra A0 ed F0. La classificazione proposta è strettamente una classificazione per temperature. Commenti sono fatti ad una classificazione sulla base del rapporto  $K/H + H_2$  e alla classificazione di Mt. Wilson per le stelle A, la quale non appare conforme ad una classificazione per temperature.

## Premessa

J. W. ABRAMS ed E. ÖPIK (1) hanno esteso alle stelle del tipo spettrale A il metodo di analisi dell'abbondanza di calcio, indicato da ÖPIK nel 1935 (2). Il concetto della ricerca è di determinare la dispersione del colore delle stelle A entro la medesima classe del sistema H.D., nel quale - come è ben noto - la classificazione è fondata essenzialmente sul rap-

(1) "Ap.J.", 86, 203, 1937.

(2) "Ap.J.", 81, 177, 1935.

porto a stima fra le intensità della riga K e delle righe dell'idrogeno.

A determinare questa dispersione del colore concorrono evidentemente: 1°) l'errore di classificazione (cioè, principalmente, l'errore di valutazione dell'intensità di K); 2°) l'errore insito nella determinazione del colore (errore *fotometrico*); 3°) l'eventuale effetto della dispersione delle grandezze assolute. La dispersione residua, ottenuta eliminando dalla dispersione osservata i suddetti effetti, è, secondo la teoria di ÖPIK, giustificata da una dispersione anomala nell'abbondanza di Ca nelle atmosfere delle stelle considerate.

Per compiere questa ricerca, ABRAMS ed ÖPIK, non disponendo di un sufficiente numero di stelle aventi l'intensità di K direttamente misurata, si valgono di misure effettuate sulle righe dell'idrogeno per le 201 stelle del Catalogo di grandezze assolute di ÖPIK e OLMSTED <sup>(1)</sup> e della classe spettrale, per determinare l'intensità di K; i colori delle stelle sono poi tratti dal Catalogo di ÖPIK <sup>(2)</sup>. Escluse alcune stelle di colore eccezionalmente avanzato, gli AA. dimostrano che l'abbondanza di Ca, nelle stelle della medesima classe spettrale, aventi la stessa grandezza assoluta, può ritenersi uniforme.

Il lavoro di ABRAMS e ÖPIK mi suggerisce, oltre ad alcune obiezioni, di effettuare una ricerca più diretta su un materiale di osservazione indubbiamente più numeroso ed accurato; e ciò, non solo per convalidare o meno l'uniforme abbondanza del Ca, ma più ancora per avere un fondamento attendibile per la risoluzione dell'arduo problema della classificazione delle stelle A. Questo problema, assai complicato per vari motivi, non è stato ancora affrontato se non in via puramente convenzionale e, in un certo senso arbitraria; ciò che spiega il dissenso - spesso notevolissimo - fra le classi assegnate da vari Autori alle stesse stelle, o anche da uno stesso Autore in momenti diversi. D'altra parte la sua soluzione, o contributi per la sua soluzione, hanno grande importanza non solo intrinseca, ma per la determinazione delle grandezze assolute - e quindi delle parallassi - di queste stelle, per via spettroscopica.

A questo scopo, appunto, tentativi o progetti di classificazione delle stelle A erano stati elaborati da me, dapprima con la collaborazione del dr. PACELLA (v. pag. 84) e più tardi con la collaborazione del dr. E. KRÜGER, sul materiale spettroscopico raccolto all'Osservatorio di Merate principalmente fra il 1929 e il 1932 e poi analizzato col microfotometro. In questa ultima elaborazione, io e il dr. KRÜGER avevamo pensato - al fine di ottenere una distribuzione uniforme delle stelle A nelle successive sottoclassi - di dare la preferenza alla classificazione fondata su una variazione uniforme dell'intensità (assoluta) di K, avuto anche riguardo, per il necessario raccordo con le stelle F, all'intensità (relativa) delle righe metalliche. La ricerca fu ripetutamente interrotta in seguito ai diversi richiami in

(1) "H.C." 380, 1932.

(2) "Publ. Obs. Astr. Tartu", T. 27, p. I, 1929.

servizio militare subiti da me e dal dr. KRÜGER e fu da me ripresa, non appena possibile, allo scopo di superare, nella classificazione delle stelle A, due fondamentali difficoltà: l'una, dipendente dall'eventuale variazione di Calcio, l'altra dipendente dal fatto che le modalità di classificazione preventivate non avevano un appoggio razionale, per cui gli spostamenti sistematici che ne sarebbero conseguiti per le sottoclassi del sistema H.D. non apparivano *necessari*, ma frutto di criteri *empirici ed arbitrari*.

In questa mia ricerca il problema suddetto viene completamente riesaminato e discusso alla luce delle difficoltà ricordate, vari risultati di interesse generale sono raggiunti e la sua soluzione - che si accorda qualitativamente con quella preventivata - riceve un appoggio *razionale*.

### 1 - I dati di osservazione

Ho preso in considerazione 322 stelle (1) distribuite fra le classi B8-F0 H.D., i cui spettri sono stati ottenuti con lo spettrografo a fenditura e ad un prisma applicato al Riflettore di 102 cm. dell'Osservatorio di Merate, usando la camera a corto fuoco (dispersione 60 Å/mm ad  $H_{\gamma}$ ) (2). Delle modalità di osservazione e di riduzione dei microfotogrammi degli spettri ottenuti per ogni stella, sarà detto in altre pubblicazioni dedicate allo studio della classificazione delle stelle dei primi tipi spettrali che sarà compiuto con la collaborazione del dr. E. KRÜGER. Qui basta dire che l'intensità di K è stata misurata usando, come equivalente dell'assorbimento totale, l'area racchiusa fra il contorno microfotometrico della riga e il fondo continuo dello spettro, tracciato con la maggiore obiettività ed uniformità possibili: l'unità di misura è il  $\text{mm}^2$ . Le misure sono state rese omogenee liberandole sia dall'influenza della densità fotografica degli spettri nella regione della riga K, sia dall'effetto delle differenti scale dei diagrammi microfotometrici; esse sono riportate nella col. 9ª della Tab. I, con a fianco il numero degli spettrogrammi da cui le misure stesse sono state dedotte. Nelle col. 11ª e 12ª sono state riportate le intensità di K misurate in altre unità da E. T. R. WILLIAMS (3) e da ÖPIK e OLMSTED (4), rispettivamente.

I colori delle stelle sono tratti dal VKF di BORIS W. KUKARKIN (5): in questo sistema si è tentato, per quanto è possibile, di ridurre ad una medesima scala tutte le serie disponibili fino al 1935 di equivalenti del colore, scegliendo come scala fondamentale quella del rapporto  $c_2/T$  ( $c_2 =$  costante della formula di PLANCK;  $T =$  temperatura assoluta). Il legame fra il VKF ed il sistema di HERTZSPRUNG (6) è rappresentato dalla rela-

(1) Solo le stelle di cui è noto il colore, fra le 1300 stelle delle classi B, A ed F, di cui, in collaborazione col dr. E. KRÜGER, è in corso da molto tempo lo studio spettroscopico.

(2) Cfr. "Pubbl. Osserv. Astron. Merate", n. 2 e n. 3.

(3) "H. C.", 348, 1929.

(4) "H. C.", 369, 1931.

(5) "Publ. of the Sternberg State Astron. Institut.", Vol. X, P. 2, 1937.

(6) "Ann. van de Sterr. Leiden", Vol. XIV, 1, 1922.

zione :

$$[1] \quad \frac{c_2}{T} \text{ VKF} = 1.144 \frac{c_2}{T} \text{ Hertz} - 1.001.$$

La pubblicazione successiva di misure spettrofotometriche di temperature di colore, eseguite a Greenwich <sup>(1)</sup>, parzialmente già prese in considerazione da KUKARKIN, mi ha obbligato però ad una revisione e ad un completamento dei  $c_2/T$  del VKF, con l'eliminazione delle primitive misure <sup>(2)</sup> e l'introduzione delle nuove, per le quali ho stabilito una nuova correlazione (stelle *c* escluse):

$$[2] \quad \frac{c_2}{T} \text{ VKF} = 1.15 G + 0.74 ,$$

il gradiente  $G$  essendo uguale a  $\Phi - \Phi_0$ , con

$$[3] \quad \Phi = \frac{c_2}{T} \cdot \left( 1 - e^{-2 c_2/T} \right) - 1$$

e  $\Phi_0$  il valore di  $\Phi$  corrispondente allo zero del sistema delle temperature di colore di Greenwich. E' assai interessante di osservare che la correlazione teorica fra  $c_2/T$  e  $\Phi$ , data dalla [3], è praticamente lineare entro un intervallo non molto grande di  $c_2/T$ . Per  $c_2/T$  fra 0.9 e 2.1 la [3] può scriversi, con notevole approssimazione:

$$[4] \quad \frac{c_2}{T} = 1.14 \Phi - 0.31$$

e se teniamo conto del valore più probabile concluso per  $\Phi_0$  da GREAVES, DAVIDSON e MARTIN <sup>(1)</sup>,  $\Phi_0 = 1.0$ , si ottiene:

$$[4'] \quad \frac{c_2}{T} = 1.14 G + 0.83 ,$$

in assai buon accordo con la correlazione empirica [2], conclusa con i valori  $c_2/T$  del VKF. L'accordo presso che esatto si avrebbe, fra la [2] e la [4'], assumendo per  $\Phi_0$  il valore 0.93, anzi che 1.0, che si accorderebbe bene col valore 0.91 concluso dagli stessi AA., assumendo per la lampada standard di riferimento la temperatura di colore 2360° K <sup>(3)</sup>.

Notiamo che, nel diagramma rappresentativo della [2], le stelle *c* figurano in massima parte nella regione che corrisponde a gradienti più alti, relativamente ai  $c_2/T$  VKF; cioè tali stelle appaiono più arrossate, nelle misure spettrofotometriche, di quanto appaiono nelle determinazioni degli

(1) "M.N.", 100, 189, 1940.

(2) *Observations of Colour Temperatures*, "Royal Observ. Greenwich", 1926-1932.

(3) "M.N.", 94, 505, 1934. — In sostanza i confronti qui fatti sarebbero più favorevoli al valore  $\Phi_0 = 0.91$  che al valore  $\Phi_0 = 1.07$  corrispondente alla temperatura riveduta della lampada di riferimento.

TABELLA I — Elenco generale delle stelle B8 - F0 con K e colore noti.

Boss N.	*	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	Classificazione	colore		Intensità di K			Residui O-C	Note	
						C <sub>2</sub> /T	peso	C. n.	W.	Ö.			
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	
10	21 $\alpha$ And	h 0 3.2	0 28 32	2.2	A0p	0.64	744	5	9	2	8.2	-07. c	dsp, 2 sp? 3)?
19	22 And	5.1	+ 45 31	5.1	F0	1.57	146	104	3			-10	
43	24 $\delta$ And	11.9	+ 38 8	4.4	A2	0.99	237	27	3			+07	
50	25 $\sigma$ And	13.1	+ 36 14	4.5	A2	0.94	214	25	2			+04	vrv, 2 sp
97	14 $\lambda$ Cas	26.3	+ 53 58	4.9	B8	0.52	159	2	3			-16.	d: 5.m5-5m.8, 0'.5
119	BS 146	30.8	+ 59 47	5.8	A3	0.99	85	54	3			-20.	
145	20 $\pi$ Cas	37.9	+ 46 29	5.0	A5	1.20	116	46	3			+09	dsp, 2 sp: A5-A5
*150	21 YZ Cas	39.0	+ 74 26	(5.5)	A2	1.17	85	80	3			+22.	dsp, ve, A3-F2 3)
172	25 $\nu$ Cas	43.2	+ 50 25	5.0	B9	0.82	143	11	3			+05	
*203	37 $\mu$ And	51.2	+ 37 57	3.9	A2	1.02	420	54	9	29	19	-17!	1)
256	BS 333	3.6	+ 79 9	5.7	A0	0.86	120	25	3			-04	
257	42 $\phi$ And	3.7	+ 46 42	4.3	B8	0.78	327	3	2			+09.	d: 4m.5-6m.0, 0".3, 3)?
264	33 $\delta$ Cas	5.0	+ 54 37	4.5	A5	1.20	209	58	7			-03	
269	82 Psc	5.6	+ 30 53	5.0	A5	1.38	104	84	3			-10	
300	90 $\nu$ Psc	14.0	+ 26 44	4.7	A2	0.87	212	29	2			-07	vrv
314	37 $\delta$ Cas	19.3	+ 59 43	(2.8)	A5	1.08	592	56	2	29	21	-13:	ve?
318	93 $\rho$ Psc	20.9	+ 18 39	5.3	F0	1.54	217	96	3			-06	
369	53 $\tau$ And	34.7	+ 40 4	4.9	B8	0.74	104	1	4			+07	vrv, 2 sp
*370	43 Cas	34.9	+ 67 32	5.5	A0p	0.92	85	6	3			+20.	1)
371	42 Cas	35.2	+ 70 7	5.3	A0	0.75	127	17	3			-08	vrv
422	5 $\gamma$ Ari B	48.1	+ 18 48	4.8	A0p	0.62	174	5	4	4	4.2	-09.	d: 8".3
423	5 $\gamma$ Ari A	48.1	+ 18 48	4.8	A0p	0.63	174	6	4			-09.	dsp, classe B6, 5)
*425	46 $\omega$ Cas	48.2	+ 68 12	5.8	B8	0.45	152	2	6			-23:	dsp, 1)?
428	6 $\beta$ Ari	49.1	+ 29 19	2.7	A5	1.15	820	38	3	23	17	+12:	
441	9 $\lambda$ Ari	52.3	+ 23 7	4.8	A5	1.39	185	83	3			-08	

segue TABELLA I.

Boss N.	#	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	Classificazione	colore		Intensità di K			Residui O-C	Note
						C <sub>2</sub> /T	peso	C. n.	W.	Ö.		
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
446	48 Cas	h 53.7	+ 70 25	4.6	A3	1.31	122	40	5		+ .26:	d: 4 <sup>m</sup> .7-7 <sup>m</sup> .0, 0 <sup>r</sup> .7, 3)?
449	50 Cas	54.9	+ 71 56	4.1	A2	0.94	299	22	4		+ .07.	vrv
459	4 Per	55.6	+ 54 0	5.0	B8	0.74	165	4	7		+ .04	vrv
*463	113 $\alpha$ Psc	56.9	+ 2 17	3.9	A2p	0.83	232	8	3	6	+ .09.	d: 4 <sup>m</sup> 3-5 <sup>m</sup> .2, 3 <sup>r</sup> ; cmp 1), 3)
469	57 $\gamma$ And B	57.8	+ 41 51	5.1	A0	0.85	223	8	2		+ .11.	d: 5 <sup>m</sup> .4-6 <sup>m</sup> .6, 0 <sup>r</sup> .3, 3)?
476	12 $\times$ Ari	1.0	+ 22 11	5.1	A0	0.86	100	20	4		.00	dsp, 2 sp
480	58 And	2.5	+ 37 23	4.8	A2	1.09	115	41	2		+ .03	vrv
482	4 $\beta$ Tri	3.6	+ 34 31	3.1	A5	1.10	780	49	6	25	- .04	dsp, 2 sp
517	9 $\gamma$ Tri	11.4	+ 33 23	4.1	A0	0.82	483	12	4		+ .04	
521	22 $\theta$ Ari	12.6	+ 19 26	5.7	A0	0.79	130	11	3		+ .02	
*534	9 Per	15.4	+ 55 23	5.2	A2p	1.28	104	11	3		+ .51?	c, 2), 4)
550	$\epsilon$ Cas	20.8	+ 66 57	4.6	A5p	1.23	238	48	4	23	+ .10.	t: 4 <sup>m</sup> 7-7 <sup>m</sup> .2 <sup>r</sup> ; 8 <sup>m</sup> .7 <sup>r</sup> , 3)?
560	73 $\xi^2$ Cet	22.8	+ 8 1	4.3	A0	0.74	255	13	2		- .05	vrv
622	86 $\gamma$ Cet	38.1	+ 2 49	3.6	A2	0.99	348	28	4	18	+ .06.	d: 3 <sup>m</sup> .7-6 <sup>m</sup> .2, 3 <sup>r</sup>
628	38 Ari	39.5	+ 12 1	5.2	A3	1.32	70	58	3		+ .09	
629	87 $\mu$ Cet	39.5	+ 9 42	4.4	F0	1.47	335	84	2		- .01	vrv
643	41 Ari	44.1	+ 26 51	3.7	B8	0.69	546	3	4		.00	vrv
644	16 Per	44.3	+ 37 54	4.3	F0	1.60	275	82	3		+ .14.	
668	22 $\pi$ Per	52.4	+ 39 16	4.6	A2	0.86	104	21	4		.00	
674	48 $\epsilon$ Ari	53.5	+ 20 56	4.6	A2	0.99	175	28	6		+ .06	d: 5 <sup>m</sup> .3-5 <sup>m</sup> .6, 1 <sup>r</sup> .5
*705	BS 932	1.1	+ 74 1	4.9	A2	0.93	99	13	3		+ .14.	1)
*708	26 $\beta$ Per	1.6	+ 40 34	(2.1)	B8	0.79	561	2	4	2	+ .11:	tsp, vec 3)
730	58 $\zeta$ Ari	9.1	+ 20 40	5.0	A0	0.77	191	13	3		- .02	
757	32 Per	14.7	+ 42 58	5.0	A2	0.97	104	25	3		+ .07	vrv
*781	BS 1035	21.0	+ 59 36	4.4	B9p	1.37	263	10	15	7	+ .61?	c; 9 <sup>m</sup> , 2 <sup>r</sup> , 2), 4)

✓

segue TABELLA I.

Boss N.	*	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	Classe spettrale HD	colore			Intensità di K			Residui O - C	Note
						C <sub>2</sub> /T	peso	C. n.	W.	Ö.	10		
784	2 ξ Tau	h 21.7	0 28	m 3.8	B8	0.69	564	6 3	2	2.9	-0.3	vrv	
*786	BS 1040	21.9	+ 58 32	4.8	A0p	1.73	287	12 3	6	3.8	+0.95?	c; vrv, 2), 4)	
791	BS 1046	22.4	+ 55 6	5.0	A2	0.92	130	22 2			+0.05	vrv	
857	24 Eri	39.4	- 1 29	5.1	B8	0.68	66	7 2			-0.05		
858	γ Cam	39.8	+ 71 1	4.7	A0	0.97	162	24 3			+0.08		
877	27 Tau	43.2	+ 23 45	3.8	B8	0.80	454	2 4			+0.12:	d?	
879	28 Tau	43.2	+ 23 50	5.2	B8p	0.77	172	6 3			+0.05		
896	BS 1204	48.6	+ 62 47	4.9	B9	0.85	159	8 4			+0.11.		
932	38 υ Tau	57.8	+ 5 43	3.9	A0	0.82	300	20 3	9	4.8	-0.04		
938	47 λ Per	59.1	+ 50 5	4.3	A0	0.98	221	9 7			+0.23!		
986	δ Per	4 10.7	+ 50 3	4.6	A2	1.04	122	24 3			+0.15.	dsp, 2 sp A2-A2; vel	
989	50 ω Tau	11.4	+ 20 20	4.8	A3	1.34	122	43 2			+0.26:		
1022	64 Tau	18.3	+ 17 13	4.8	A5	0.89	131	44 1			-0.20.	vrv	
*1026	65 x Tau	19.4	+ 22 4	4.4	A3	1.08	279	56 3			-0.13.	1)	
1029	68 Tau	19.7	+ 17 42	4.2	A2	0.90	221	29 3			-0.04		
1033	69 υ Tau	20.3	+ 22 35	4.4	A5	1.41	228	85 3			-0.08	vrv, 2 sp	
*1034	71 Tau	20.6	+ 15 23	4.6	A5	1.00	131	71 2			-0.35!	vrv, 2 sp 1)	
1046	78 θ <sup>2</sup> Tau	22.9	+ 15 39	3.6	F0	1.22	404	65 3			-0.07.	dsp, 2 sp	
1054	BS 1427	24.8	+ 15 59	4.8	A5	0.99	78	60 4			-0.25:	vrv, 2 sp	
1067	86 ρ Tau	28.2	+ 14 38	4.8	A5	1.33	131	65 3			+0.04	vrv, 2 sp	
1076	88d Tau	30.2	+ 9 57	4.4	A3	1.15	221	48 3			+0.02	dsp, (A3-F)?	
1087	90 Tau	32.6	+ 12 19	4.3	A3	0.99	221	53 3			-0.19:	vrv, 2 sp	
1089	91 σ <sup>1</sup> Tau	33.4	+ 15 36	5.2	A2	1.08	99	32 1			+0.11		
*1090	92 σ <sup>2</sup> Tau	33.5	+ 15 43	4.9	A3	0.98	131	55 3			-0.22:	vrv, 2 sp 1)	
1141	2 π <sup>2</sup> Ori	45.2	+ 8 44	4.4	A0	0.92	221	13 4			+0.13.	vrv	

segue TABELLA I.

Boss N.	*	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	Classe spettrosica	Colore		Intensità di K			Residui O - C	Note
						C <sub>2</sub> /T	peso	C. n.	W.	Ö.		
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
*1153	61 $\omega$ Eri	<sup>m</sup> 48.0	- 5 37	<sup>m</sup> 4.5	F0	1.76	87	65 2			+ .47!	1), 5)
1161	7 Cam	49.3	+ 53 36	4.4	A2	0.85	278	11 3			+ .08.	dsp; 8 <sup>m</sup> , 1"
1163	7 $\pi^1$ Ori	49.4	+ 10 0	4.7	A0	0.94	115	14 3			+ .14.	vrv; 8 <sup>m</sup> , 6"
1178	4 Aur	52.5	+ 37 44	5.0	A0	0.78	101	15 4			- .03	1) ?
1194	102 $\epsilon$ Tau	57.1	+ 21 27	4.7	A5	1.16	192	40 3			+ .11.	
*1202	9 Aur	58.9	+ 51 28	5.0	F0	1.60	94	63 3			+ .33:	1)
1203	11 Ori	58.8	+ 15 16	4.7	B9	0.73	104	5 3			+ .02	vrv
1220	67 $\beta$ Eri	2.9	- 5 13	2.9	A3	1.02	259	38 3	24 15		- .01	
1227	15 Ori	4.0	+ 15 28	4.9	F0	1.56	131	84 3			+ .08	
1236	11 $\mu$ Aur	6.6	+ 38 22	4.8	A3	1.23	192	36 2			+ .22:	vrv
*1241	5 $\mu$ Lep	8.4	- 16 19	3.3	A0p	0.76	148	1 3			+ .09.	1)
*1242	4 $\alpha$ Lep	8.6	- 13 4	4.5	B8	0.49	71	0 4			- .17.	d: 7 <sup>m</sup> .5; 2'.5, B6, 5)
*1244	14 Aur	8.9	+ 32 34	5.1	A2	0.93	83	75 3			- .46!	dsp; 7 <sup>m</sup> .4, 15" 1)
*1250	19 $\beta$ Ori	9.7	- 8 19	0.3	B8p	0.53	308	7 15	4	4.2	- .20!	c, dsp ?; 7 <sup>m</sup> .9", 1)
1268	19 Aur	13.4	+ 33 51	5.2	A5p	1.09	82	55 3			- .11	
1304	112 $\beta$ Tau	20.0	+ 28 31	1.8	B8	0.64	660	1 4	1	2.5	- .03	
1347	11 $\alpha$ Lep	28.3	- 17 54	2.7	F0	1.32	149	83 1			- .15.	c
1432	14 $\zeta$ Lep	42.4	- 14 52	3.7	A2	0.86	148	33 2			- .12.	vrv, 2 sp
1438	134 Tau	43.9	+ 12 37	4.9	B9	0.72	159	12 3			- .06	
*1453	80 $\xi$ Aur	46.5	+ 55 41	4.9	A2	0.94	190	18 3			+ .10.	1)
*1457	136 Tau	47.0	+ 27 35	4.5	A0	.04	100	8 3			+ .30!	dsp, 2 sp: A0-A5, 3)
1476	16 $\eta$ Lep	51.8	- 14 11	3.8	F0	1.57	132	74 2			+ .19.	
1478	34 $\beta$ Aur	52.2	+ 44 56	(2.1)	A0p	0.89	595	15 6	12	6.6	+ .08.	dsp, vec, 2 sp: A0p
1482	37 $\theta$ Aur	52.9	+ 37 12	2.7	A0p	0.72	523	5 4			+ .01	d: 7 <sup>m</sup> .5, 3"
*1501	61 $\mu$ Ori	56.9	+ 9 39	4.2	A2	1.24	221	28 3			+ .31 ?	t; 4 <sup>m</sup> 3dsp-6 <sup>m</sup> .6, 0'.3 2) 3)

segue TABELLA I.

Boss N.	#	$\alpha_{1000}$	$\delta_{1000}$	Gr.	C <sub>2</sub> H <sub>2</sub> / C <sub>2</sub> H	Colore		Intensità di K			Residui O-C	Note
						C <sub>2</sub> /T	peso	C. n.	W.	Ö.		
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
1556	22 H Cam	6 <sup>m</sup> 7.8	+ 69 21	4.7 <sup>m</sup>	A0	0.81	193	10 7			+ .05	vrv, 2 sp
1575	2 Lyn	10.8	+ 59 3	4.4	A0	0.77	234	22 3			- .10.	
1611	8 Mon	18.5	+ 4 39	...	A5	1.26	224	51 A1			+ .10.	t: 4m5 dsp-6m.5, 14" 3) ?
*1657	13 Mon	27.5	+ 7 24	4.5	A0p	0.94	305	8 5	3	2.0	+ .20!	c, 4)
1690	24 γ Gem	31.9	+ 16 29	1.9	A0	0.88	593	16 4	11	9.6	+ .06.	dsp
1716	12 Lyn	37.4	+ 59 33	4.9	A2	0.85	115	30 3			- .10.	t: 5m.3-6m.2,2"; 7m,8" 3) ?
1732	9 α CMa	40.7	- 16 85	- 1.6	A0	0.73	278	8 8	4	2.5	- .01	d: 8m.5,11"; A0-F
1763	34 θ Gem	46.2	+ 34 5	3.6	A2	1.03	469	39 4	25	19	- .01	vrv
1778	38 Gem	49.0	+ 13 18	4.7	F0	1.60	131	77 2			+ .19.	d: 8m,7"
1786	16 Lyn	50.3	+ 45 13	4.8	A2	0.89	115	17 3			+ .06	
1853	22 θ Mon	6.8	- 0 20	4.1	A0	0.81	109	19 2			- .04	
1879	BS 2751	10.9	+ 49 38	4.8	A2	1.15	88	34 3			+ .16.	
1886	54 λ Gem	12.3	+ 16 43	3.7	A2	1.05	398	42 4	24	18	- .02	
*1898	55 θ Gem	14.1	+ 22 10	3.5	F0	1.58	663	67 8			+ .27 ?	vrv dsp; 8m,7" 1), 2)
1928	21 Lyn	19.2	+ 49 25	4.5	A0	0.86	209	15 4			+ .05	vrv
1944	3 β CMi	21.7	+ 8 29	3.1	B8	0.62	690	2 3			- .06.	vrv
1952	62 ρ Gem	22.7	+ 31 59	4.2	F0	1.44	277	69 2			+ .11.	
1979	66 α Gem	28.2	+ 32 6	1.6	A0	0.88	627	(20) -	9	6.3	+ .02	2.m0 dsp-2.m9 dsp, 6"
2001	71 o Gem	32.6	+ 34 49	4.9	F0	1.61	221	94 3			+ .03	
2010	24 Lyn	34.6	+ 58 57	5.0	A2	1.04	140	25 3			+ .14.	
2078	83 φ Gem	47.4	+ 27 1	5.0	A2	0.85	111	35 3			- .15.	vrv, 2 sp
2145	27 Lyn	0.9	+ 51 48	4.9	A2	0.94	185	14 6			+ .04	
2237	BS 3314	20.7	- 3 35	4.0	A0	0.83	238	12 2	5	4.0	+ .05	
2295	4 θ Hya	32.4	+ 6 3	4.2	A0	0.80	254	16 4			- .02	vrv
2327	43 γ Cnc	37.5	+ 21 50	4.7	A0	0.82	201	17 3			- .01	vrv, 2 sp ?

segue TABELLA I.

Boss N.	*	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	Classe spettroscopica CH	Colore		Intensità di K			Residui O - C	Note
						C <sub>2</sub> /T	peso	C. n.	W.	Ö.		
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
2361	13 ♀ Hya	h 48.1	+ 6 18	4.4	A0	0.76	238	10	3		.00	VTV
2400	62 ♂ Cnc	51.7	+ 15 43	5.2	A3	0.98	116	53	2		-.20.	d : 9m, 7"
2404	9 ♀ Uma	52.4	+ 48 26	3.1	A5	1.16	583	54	2	34	-.03.	
2407	65 α Cnc	53.0	+ 12 15	4.3	A3	1.15	415	43	2		+ .07.	
2424	12 x Uma	56.8	+ 47 33	3.7	A0	0.85	477	16	4	12	+ .03	d : 4m.3-4m.5, 0" 2
*2443	15 Uma	1.8	+ 52 0	4.5	A3p.	1.44	269	33	3	29	+ .46 ?	sp emp, 2), 3)
2445	76 x Cnc	2.3	+ 11 4	5.1	B8	0.70	122	3	3		+ .01	dsp, 2 sp
2476	18 Uma	9.0	+ 54 26	4.9	A5	1.26	176	58	3	2	+ .03	VTV
2479	22 ♂ Hya	9.2	+ 2 44	3.8	A0	0.72	357	7	3	2	-.01	VTV, 2 sp ?
2495	38 Lyn	12.6	+ 37 14	3.8	A2	0.99	572	33	3	19	+ .01	d : 4m.0-5m.9, 3"
2540	28 Uma	23.6	+ 63 30	3.8	F0	1.53	492	84	3		+ .05	
2559	32 τ <sup>2</sup> Hya	26.9	- 0 45	4.5	A3	0.94	121	40	3		-.11.	
2565	26 Uma	28.0	+ 52 30	4.7	A0	0.86	168	20	3		.00	
2584	42 Lyn	32.1	+ 40 41	5.2	A5	1.26	97	59	1		+ .02	
2632	29 v Uma	43.9	+ 59 31	3.9	F0	1.48	530	70	4		+ .14:	1) ?
2637	30 φ Uma	45.3	+ 54 32	4.5	A2	0.94	190	21	3		+ .08.	d : 5m.1-5m.7, 0" 5, 3) ?
2692	21 LMI	1.5	+ 35 44	4.5	A5	1.18	334	60	3		-.06	
*2694	30 η Leo	1.9	+ 17 15	3.6	A0p	0.85	691	8	4	5	+ .11:	c, 1)
2697	15 Sex	2.8	+ 0 7	4.5	A0	0.54	76	9	3		-.21.	
2698	32 α Leo	3.0	+ 12 27	1.3	B8	0.66	714	1	5		-.01	
2729	33 λ Uma	11.1	+ 43 25	3.5	A2	0.91	521	18	4	13	+ .07.	
2730	36 ζ Leo	11.1	+ 23 55	3.6	F0	1.46	668	96	2		-.14.	VTV
2754	30 H Uma	16.9	+ 66 4	4.9	A0	0.70	149	9	3		-.05	dsp
2768	30 LMI	20.2	+ 34 18	4.8	F0	1.30	192	79	3		-.13.	
2788	29 ♂ Sex	24.4	- 2 14	5.2	B9	0.66	148	7	2		-.07	

segue TABELLA I.

Boss N.	*	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	Class spettroscopica H.D.	colore		Intensità di K			Residui O - C	Note
						C <sub>2</sub> /T peso	C <sub>2</sub> /T n.	W.	Ö.			
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
2802	BS 4132	10 <sup>h</sup> 27.4	+ 40 56	4.8 <sup>m</sup>	A5	1.21	169	61 3			-.04	vrv
2813	37 UMa	28.7	+ 57 36	5.2	F0	1.38	123	87 7			-.13.	
2854	41 LMi	38.0	+ 23 43	5.1	A2	0.89	97	24 4			.00	
2900	45 $\omega$ UMa	48.2	+ 43 43	4.8	A0	0.70	111	13 3			-.09	dsp, 2 sp?
2909	54 Leo	50.2	+ 25 17	4.3	A0	0.84	312	(18) -			.00	d : 4m.5-6m.3, 6"
2926	49 UMa	55.2	+ 39 45	5.1	F0	1.47	99	82 3			+ .01	
2930	48 $\beta$ UMa	55.8	+ 56 55	2.4	A0	0.75	655	15 4	8	4.2	-.06.	vrv, non dsp
2982	60 Leo	57.0	+ 20 43	4.4	A0	0.90	190	13 2			+ .11.	
2942	63 $\chi$ Leo	59.9	+ 7 53	4.7	F0	1.54	257	96 2			-.06	
2972	68 $\delta$ Leo	11 8.8	+ 21 4	2.6	A3	1.11	674	42 4	26	23	+ .04	
2974	70 $\phi$ Leo	9.0	+ 15 59	3.4	A0	0.80	668	18 4	14	6.6	-.04	vrv?
2982	74 $\varphi$ Leo	11.6	- 3 6	4.6	A5	1.14	71	60 3			-.10	
*2987	55 UMa	13.7	+ 38 44	4.8	A2	0.82	138	28 3			-.11.	dsp, 2 sp: A 2-F, 3)
2990	77 $\sigma$ Leo	16.0	+ 6 35	4.1	A0	0.69	288	10 2			-.07.	vrv, righe emp
3055	21 $\phi$ Cr1	31.6	- 9 15.	4.8	B9	0.72	104	8 3			-.02	
*3088	2 $\xi$ Vir	40.1	+ 8 49	5.1	A3	0.76	80	39 1			-.28:	5) K e colore incerti
3101	94 $\beta$ Leo	44.0	+ 15 8	2.2	A2	0.99	686	37 4	19	17	-.03	
3117	64 $\gamma$ UMa	48.6	+ 54 15	2.5	A0	0.78	603	12 4	9	5.5	.00	vrv?
3139	8 $\pi$ Vir	55.8	+ 7 10	4.6	A3	1.00	142	44 3			-.09	vrv?
*3143	67 UMa	57.0	+ 43 36	5.1	A3	1.30	93	38 3			+ .27:	vrv, 5)
*3182	4 H Dra	12 7.5	+ 78 10	5.1	A5	1.49	176	38 1			+ .46?	dsp; sp emp, 1), 2), 3)
3190	69 $\delta$ UMa	10.5	+ 57 35	3.4	A2	0.92	588	28 4	17	15	-.01	
*3192	6 Com	10.9	+ 15 27	5.1	A2	0.66	94	26 2			-.25:	vrv, 2 sp, 5)
3210	15 $\eta$ Vir	14.8	- 0 7	4.0	A0	0.84	198	22 3	12	9.6	-.03	dsp, 2 sp
3231	13 Com	19.3	+ 26 39	5.1	A2	0.91	78	34 3			-.08	

segue TABELLA I.

Boss N.	#	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	C <sub>2</sub> H <sub>2</sub> C <sub>2</sub> H <sub>3</sub> C <sub>2</sub> H <sub>4</sub> C <sub>2</sub> H <sub>5</sub> C <sub>2</sub> H <sub>6</sub>	colore		Intensità di K			Residui O - C	Note
						C <sub>2</sub> /T	peso	C. n.	W.	O		
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
*3240	14 Com	12 21.4	+ 27 49	m	A5	0.97	78	67 3			-.34:	sp comp, 3)
3244	16 Com	22.0	+ 27 23	5.0	A2	1.15	89	39 3			+ .11	vrv, 2 sp
3283	23 Com	29.9	+ 23 11	4.8	A0	0.84	316	11 1			+ .07	d: 3m.7-3m.7, 6"
3307	29 $\gamma$ Vir	36.6	- 0 54	2.9	F0	1.44	281	79 6			+ .04	5) spettri deboli
*3309	30 $\rho$ Vir	36.8	+ 10 47	5.0	A0	0.91	222	9 3			+ 16:	
*3363	77 $\epsilon$ UMa	49.6	+ 56 30	1.7	A0p	0.77	642	4 4	3	2.0	+ .07:	dsp 1), 3)
3371	12 CVn A	51.3	+ 38 51	2.9	A0p	0.65	356	8 10		4.1	-.04	vrv?; non dsp
3372	8 Dra	51.5	+ 65 59	5.3	F0	1.38	126	72 1			+ .02	
3409	51 $\phi$ Vir	13 4.8	- 5 0	4.4	A0	0.66	180	28 3			-.22:	vrv; d: 9m, 7"
*3447	20 CVn	13.0	+ 41 6	4.7	F0	1.45	354	111 3			-.29!	1)
3474	79 $\zeta$ UMa A	19.9	+ 55 27	2.4	A2p	0.80	380	20 19	11	10	-.05	dsp, 2 sp
*3475	79 $\zeta$ UMa B	19.9	+ 55 27	4.0	A2	1.19	330	22 10			+ .32?	vrv 2)
3480	80 UMa	21.2	+ 55 30	4.0	A5	1.22	441	60 8			-.02	vrv, 2 sp
3506	78 Vir	29.1	+ 4 10	4.9	A2p	0.88	156	9 2	24	6.3	+ .08	sp comp
3508	79 $\zeta$ Vir	29.6	- 0 5	3.4	A2	1.06	389	26 3	21	16	+ .15:	
3512	24 CVn	30.4	+ 49 32	4.6	A3	1.13	319	54 3			-.06	vrv, 2 sp
3612	93 $\tau$ Vir	56.5	+ 2 2	4.3	A2	0.99	260	40 2			-.06	
3626	11 $\alpha$ Dra	14 1.7	+ 64 51	3.6	A0p	0.80	505	7 4	5	2.0	+ .07:	dsp 1)?
3654	17 $\kappa$ Boo A	9.9	+ 52 15	4.6	A5	1.19	211	60 4			-.05	vrv
*3666	19 $\lambda$ Boo	12.6	+ 46 33	4.3	A0	0.97	439	6 4			+ .25?	1), 2)
3667	21 $\iota$ Boo	12.6	+ 51 50	4.8	A5	1.35	291	78 3			-.02	vrv
3722	27 $\gamma$ Boo	28.1	+ 38 45	3.0	F0	1.20	781	74 4			-.18!	
*3729	28 $\sigma$ Boo	30.3	+ 80 11	4.5	F0	1.61	349	70 3			+ .27!	1)
8752	30 $\zeta$ Boo	36.4	+ 14 9	3.9	A2	0.85	466	26 8			-.06:	d: 4m.4-4m.8, 1"
3772	109 Vir	41.2	+ 2 19	3.8	A0	0.77	379	10 2	7	8.5	+ .01	

segue TABELLA I.

Boss N.	*	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	Classe spettrale	colore		Intensità di K			Residui O-C	Note
						C <sub>2</sub> T	peso	C. n.	W.	Ö.		
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
3787	9 $\alpha^2$ Lib	14 45.4	- 15 38	2.9	A3	1.04	217	36 2			+08	vrv, 2 sp ?
3890	27 $\beta$ Lib	15 11.6	- 9 1	2.7	B8	0.63	251	5 8			-08.	vrv
3926	51 $\mu$ Boo A	20.7	+ 37 44	4.5	F0	1.84	117	88 3			-13.	
3928	18 $\gamma$ UMi	20.9	+ 72 11	3.1	A2	0.95	607	34 3	21	13	-04	vrv, non dsp
3940	3 $\beta$ CrB	23.7	+ 29 27	3.7	Fop	1.28	545	72 3			-08.	vrv, dsp ?
3949	53 $\nu^2$ Boo	28.2	+ 41 14	5.0	A2	0.88	232	35 5			-12.	d : 5m.7-5m.7, 0".1
3960	13 $\delta$ Ser	30.0	+ 10 52	3.9	F0	1.30	230	78 7			-12.	d : 4m.2 vrv-5m.2, 4" 3) ?
3961	5 $\alpha$ CrB	30.5	+ 27 3	(2.3)	A0	0.71	796	10 4	9	6.6	-05.	dsp, vec
3988	7 $\zeta$ CrB	35.6	+ 36 58	4.7	B8	0.61	219	(1)-			-06	t : 5m.1 dsp-6m.0, 6"
3994	21 $\iota$ Ser	37.1	+ 20 0	4.5	A2	0.78	210	17 4			-05	d : 5m.2-5m.2, 0".2
3998	8 $\gamma$ CrB	38.5	+ 26 37	3.9	A0	0.80	577	14 1	9	6.5	.00	d : 4m.0 vrv-7m.0, 1"
4009	28 $\beta$ Ser	41.6	+ 15 44	3.7	A2	0.98	546	40 1	19	14	-07	
4016	32 $\mu$ Ser	44.4	- 3 7	3.6	A0	0.73	252	11 2	5	3.0	-04	
4021	BS 5886	45.1	+ 62 55	5.1	A2	0.77	92	22 4			-10	vrv ?
4026	37 $\epsilon$ Ser	45.8	+ 4 47	3.8	A2	1.01	356	31 2	15	7.4	+05	
4035	16 $\zeta$ UMi	47.6	+ 78 6	4.3	A2	0.92	398	30 2			-03	vrv
4072	BS 5960	55.4	+ 55 2	5.0	A5	1.37	242	76 2			-03	vrv ?
4080	14 $\iota$ CrB	57.4	+ 30 8	4.9	A0	0.67	219	12 3			-11.	vrv
4081	44 $\pi$ Ser	58.0	+ 23 5	4.8	A2	0.79	221	29 3			-15:	vrv, 2 sp
4089	6 $\nu$ Her	59.7	+ 46 19	4.6	B9	0.64	323	5 3			-07.	
4112	11 $\varphi$ Her	16 5.6	+ 45 12	4.3	B9p	0.74	470	8 3	4	2.2	.00	
4163	50 $\sigma$ Ser	17.0	+ 1 16	4.8	F0	1.49	131	92 1			-07	
4165	20 $\gamma$ Her	17.5	+ 19 23	3.8	F0	1.40	388	91 3			-15:	vrv
*4182	24 $\omega$ Her	20.8	+ 14 16	4.5	A0p	0.89	322	7 3			+16:	1)
4203	10 $\lambda$ Oph	25.9	+ 2 12	3.8	A0	0.88	344	21 3	10	8.5	+02	d : 4m.0-6m.1, 1", vrv 3) ?

segue TABELLA I.

Boss N.	*	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	Classe peffettibile H.D.	Colore		Intensità di K			Residui O - C	Note
						C <sub>2</sub> /T	peso	C. n.	W.	Ö.		
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
4213	15 Dra	<sup>h</sup> 16 28.2	<sup>m</sup> + 68 59	<sup>m</sup> 5.0	B8p	0.78	342	12 3	5	4.4	.00	vrv ? 2 sp
4220	35 $\sigma$ Her	30.9	+ 42 39	4.3	A0	0.82	379	20 4	21	9.1	-.03	t: 11m-11m, 1" 5
4284	52 Her	46.3	+ 46 10	4.9	A2p	0.95	266	22 2	0 4	5	+.08	vrv, 2 sp
4302	25 $\iota$ Oph	49.3	+ 10 20	4.3	B8	0.68	328	0 4	6 4	3.8	+.02	dsp, 2 sp A <sub>0</sub> -A <sub>0</sub>
4328	58 $\epsilon$ Her	56.5	+ 31 4	3.9	A0	0.73	576	6 4	45 2		+.01	
4346	60 Her	17 0.7	+ 12 53	4.9	A3	1.04	255	27 6	13 14		-.06	d: 3m.2-3m.7, 0" 5 $\delta$ ) ?
4360	35 $\eta$ Oph	4.6	- 15 36	2.6	A2	1.06	225	29 3	16 5		+.14:	vrv
4376	65 $\delta$ Her	10.9	+ 24 57	3.2	A2	0.99	560	16 5	28 3		+.05	vrv
4391	69 Her	14.2	+ 37 24	4.8	A2	0.72	260	28 3	(15) -		-.10	vrv ?
4395	53 $\nu$ Ser	15.2	- 12 45	4.4	A0	0.91	66	105 1	46 3		-.02	d: 4m.5-5m.5, 4" 3) ?
4419	75 $\rho$ Her	20.2	+ 37 14	4.1	A0	0.73	197	58 2	28		-.08	dsp, 2 sp: F0-? 5) K incerta
*4423	BS 6493	21.3	- 5 0	4.6	F0	1.48	136	45 2	69 3		+.01	
4458	24 $\nu$ Dra	30.2	+ 55 15	5.0	A5	1.12	148	69 3	9 6		-.12	vrv, 2 sp
4459	55 $\alpha$ Oph	30.3	+ 12 38	2.1	A5	1.11	740	45 2	6		+.02	vrv
4460	25 $\nu^2$ Dra	30.3	+ 55 14	5.0	A5	1.12	148	69 3	8.9		+.05	dsp
4462	55 $\xi$ Ser	31.9	- 15 20	3.6	A5	1.38	116	9 6	8 2		+.02	vrv, 2 sf
4500	62 $\gamma$ Oph	42.9	+ 2 45	3.7	A0	0.77	404	14 2	29 18		-.05	d: 10m, 1"; vrv
4542	94 $\nu$ Her	54.7	+ 30 12	4.5	F0	1.47	192	62 3	5		+.05	vrv ?, 2 sp 1)
4552	68 Oph	56.7	+ 1 18	4.4	A2	0.85	99	10 7	4.5		-.19!	1)
*4581	72 Oph	18 2.6	+ 9 33	3.7	A3	1.07	561	22 7	3		+.04	d: 4m.5 2 sp-6m.2, 0" 5, vrv $\delta$ ) ?
4584	103 $\sigma$ Her	3.6	+ 28 45	3.8	A0	0.80	628	52 3	9 4		-.15:	d: 8m.0, 4", vrv, 2sp
*4591	23 $\delta$ UMi	4.5	+ 86 37	4.4	A0	0.72	247	31 2	1.8		-.23	
4592	101 Her	4.6	+ 20 1	5.2	A3	0.94	74	9 4			-.01	
4670	43 $\phi$ Dra	22.2	+ 71 17	4.2	A0p	0.74	473	262			+.03	
4671	39 Dra	22.4	+ 58 45	4.9	A2	0.99	262					

segue TABELLA I.

Boss N.	#	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	Classe spettrale	Colore		Intensità di K			Residui O-C	Note
						C <sub>2</sub> /T	peso	C.	n.	W.		
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
4722	3 $\alpha$ Lyr	18 <sup>h</sup> 33.5 <sup>m</sup>	+ 38 41	0.1 <sup>m</sup>	A0	0.76	650	8	5	6	+02	
4747,8	4 $\epsilon$ Lyr	41.0	+ 39 34	4.7	A3	1.11	198	43	2		+03	d: 5 <sup>m</sup> .1 vrv-6 <sup>m</sup> .0,3', 3)?
4749	5 $\epsilon^2$ Lyr	41.1	+ 39 30	4.5	A5	1.18	198	64	2		-10.	d: 5 <sup>m</sup> .1-5 <sup>m</sup> .4, 2'
4752,4	7 Lyr	41.3	+ 37 30	4.1	A3	1.29	221	(50)	-		+14.	d: 4 <sup>m</sup> .3dsp-5,9,44"
4761	111 Her	42.6	+ 18 4	4.4	A3	0.91	320	42	4		-16:	vrv
4802,3	63 $\theta$ Ser	51.3	+ 4 4	4.1	A5	1.06	179	(48)	-		-07	d: 4 <sup>m</sup> .5-5 <sup>m</sup> .4, 22'
*4824	14 $\gamma$ Lyr	55.2	+ 32 33	3.3	A0p	0.80	747	5	10	3	+09:	vrv, 2 sp ? 1)
4858	17 $\zeta$ Aql	19 0.8	+ 13 43	3.0	A0	0.83	814	9	4	5	+08:	vrv
4859	16 $\lambda$ Aql	0.9	- 5 2	3.6	B9	0.73	358	6	2		+01	
4887	21 Aql	8.7	+ 2 7	5.1	B8	0.67	92	0	2		+01	
4911	59 Dra	12.8	+ 76 24	5.1	F0	1.45	94	70	2		+11	
4948	58 $\pi$ Dra	20.1	+ 65 31	4.6	A2	0.86	261	25	3		-04	
4953	30 $\delta$ Aql	20.5	+ 2 55	3.4	F0	1.52	554	90	4		-02	vrv
4988	10 $\iota$ Cyg	27.2	+ 51 31	3.9	A2	1.15	526	39	3	24	+11.	
4998	9 Vul	30.2	+ 19 33	4.9	B8	0.70	192	1	9		+03	
5048	18 $\delta$ Cyg	41.8	+ 44 53	3.0	A0	0.77	631	7	8	7	+04	
5058	9 $\zeta$ Sge	44.5	+ 18, 53	5.0	A2	0.87	182	27	4		-05	d: 5 <sup>m</sup> .3-6 <sup>m</sup> .3, 0".2, 3)?
5062	53 $\alpha$ Aql	45.9	+ 8 36	0.9	A5	1.19	753	46	4	33	+08.	
5086	13 Vul	49.2	+ 28 49	4.5	A0	0.73	221	5	4		+02	vrv
*5105	24 $\psi$ Cyg	53.0	+ 52 10	4.8	A3	1.08	255	34	7		+09.	d: 4 <sup>m</sup> .9A <sub>0</sub> -7 <sup>m</sup> .4A <sub>s</sub> , 3", 1)
5132	15 Vul	57.0	+ 27 29	4.7	A5	1.04	221	44	5		-05	
5134	16 Vul	57.8	+ 24 39	5.3	F0	1.62	95	105	2		-06	d: 5 <sup>m</sup> .9-6 <sup>m</sup> .3, 0".8
*5171	65 $\theta$ Aql	20 6.1	- 1 7	3.4	A0	0.82	338	7	4	4	+09.	dsp, 2 sp: A0-? 1)
5182	67 $\rho$ Aql	9.6	+ 14 54	5.0	A0	0.91	182	29	7		-03	vrv?
*5186	30 Cyg	10.2	+ 46 31	5.0	A2	0.94	219	45	4		-16:	1)

segue TABELLA I.

Boss N.	*	$\alpha_{1900}$	$\delta_{1900}$	Gr.	C <sub>2</sub> /T	Colore			Intensità di K			Residui O - C	Note
						7	peso	C. n.	W.	Ö.	10		
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	
5188	29 Cyg	20 10.8	+ 36 30	5.0	A0	1.10	193	24 3			+ .21 :		
5191	33 Cyg	11.1	+ 56 16	4.3	A3	1.09	439	38 2			+ .06	vrv	
5199	1 $\alpha$ Cep	12.3	+ 77 25	4.4	B9	0.72	361	7 2			- .01	d : 8 <sup>m</sup> , 7 <sup>r</sup>	
5270	2 $\theta$ Cep	27.9	+ 62 39	4.3	A5	1.25	379	49 9			+ .11 :	vrv, sp comp ? 1) ?	
5282	4 $\zeta$ Del	30.6	+ 14 <sup>2</sup> 20	4.7	A2	1.06	230	37 2			+ .04		
5290	73 Dra	32.8	+ 74 37	5.2	A2p	0.99	82	25 2			+ .09	sp comp	
5301	29 Vul	34.0	+ 20 51	4.8	A0	0.85	111	9 4			+ .10		
5310	9 $\alpha$ Del	35.0	+ 15 34	3.9	B8	0.81	731	10 8	5	3.5	+ .05.		
5320	50 $\alpha$ Cyg	38.0	+ 44 55	1.3	A2p	0.92	684	24 10	11	4.8	+ .03	e, vrv	
*5323	11 $\zeta$ Del	38.8	+ 14 43	4.5	A5	1.55	267	51 4			+ .39 ?	2)	
*5337	2 $\epsilon$ Aqr	42.3	- 9 52	3.8	A0	0.62	174	21 4	12	12	- .24 :	1)	
5393	58 $\nu$ Cyg	53.5	+ 40 47	4.0	A0	0.89	482	18 12			+ .05	vrv	
5443	5 $\gamma$ Equ	5.5	+ 9 44	4.8	F0p	1.47	263	75 2			+ .08	e, vrv ?	
5450	BS 8112	7.5	+ 77 43	5.9	B9	0.66	83	9 4			- .09		
5460	65 $\tau$ Cyg	10.8	+ 37 37	3.8	F0	1.62	685	96 4			+ .02	d : 8 <sup>m</sup> , 1 <sup>r</sup> ; vrv	
*5469	67 $\sigma$ Cyg	13.5	+ 38 59	4.3	A0p	1.04	517	8 3	5	2.4	+ .30 ?	e, dsp ? 2), 4)	
5480	5 $\alpha$ Cep	16.2	+ 62 10	2.6	A5	1.23	761	66 8	33	32	- .07.		
*5553	74 Cyg	32.9	+ 39 58	5.1	A5	0.99	103	60 1			- .25 :	5), K incerta	
*5562	40 $\gamma$ Cap	34.5	- 17 7	3.8	F0p	1.53	110	52 3			+ .36 :	vrv, sp comp, 1), 3)	
*5600	49 $\delta$ Cap	41.5	- 16 35	3.0	A5	1.45	199	45 4			+ .35 ?	dsp 1), 2)	
*5608	10 $\nu$ Cep	42.6	+ 60 40	4.5	A2p	1.71	391	15 5	11	4.2	+ .90 ?	e, 2), 4)	
5617	14 Peg	45.4	+ 29 43	5.0	A0	0.68	184	8 3			- .06	vrv, 2 sp	
*5679	17 $\xi$ Cep	22 0.9	+ 64 8	4.4	A3G	1.63	314	45 4			+ .53 ?	d : 4 <sup>m</sup> , 6-6 <sup>m</sup> , 5, 7; sp comp, 2), 3)	
5703	26 $\theta$ Peg	5.2	+ 5 42	3.7	A2	0.90	653	24 9	14	12	+ .01	vrv, 2 sp	
5742	23 $\epsilon$ Cep	11.3	+ 56 33	4.2	F0	1.42	600	71 2			+ .07		

segue TABELLA I.

Boss N.	#	$\alpha_{1900}$		$\delta_{1900}$	Gr.	Classe spettrale H.D.	Colore		Intensità di K			Residui O-C	Note	
		<sup>h</sup>	<sup>m</sup>				C <sub>2</sub> /T	peso	C.	n.	W.			Ö.
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13		
5761	48 $\gamma$ Aqr	22	16.5	- 1 53	4.0	A0	0.67	252	7	3	4	3.2	-0.06	vfv
5768	32 Peg	16.7	16.7	+ 27 50	4.9	B8	0.81	304	5	3	5	2.9	+0.10	c, sp emp, 3)
*5779	4 Lac	20.5	20.5	+ 48 58	4.6	B8p	1.00	480	8	3	10	8.3	+0.18!	vfv, 2 sp?
5784	32H Cep	21.3	21.3	+ 85 36	5.4	A0	0.67	88	18	8			-0.07	
5818	7 Lac	27.2	27.2	+ 49 46	3.9	A0	0.86	582	4	4			+0.02	
5824	62 $\eta$ Aqr	30.2	30.2	- 0 38	4.1	B8	0.61	200	64	4			-0.09	
5837	9 Lac	33.3	33.3	+ 51 2	4.8	A5	1.24	266	32	3			-0.04	
5848	30 Cep	35.1	35.1	+ 63 4	5.2	A2	0.81	119	5	6			-0.16	vfv, 2 sp
5853	42 $\zeta$ Peg	36.5	36.5	+ 10 19	3.6	B8	0.65	754	17	4			-0.06	
5858	43 $\circ$ Peg	37.1	37.1	+ 28 47	4.9	A0	0.70	283	38	4			-0.13:	
5904	76 $\delta$ Aqr	49.3	49.3	- 16 21	3.5	A2	0.90	115	26	3			-0.13	
5910	50 $\rho$ Peg	50.2	50.2	+ 8 17	5.0	A0	0.82	156	13	6			-0.09	
5944	54 $\alpha$ Peg	59.8	59.8	+ 14 40	2.6	A0	0.70	916	40	4			-0.09:	vfv, 2 sp
5973	59 Peg	6.7	6.7	+ 8 11	5.2	A3	0.95	132	75	3			-0.10	
5975	7 And	8.0	8.0	+ 48 52	4.6	F0	1.33	235	45	4			-0.06	
6005	62 $\tau$ Peg	15.7	15.7	+ 23 12	4.7	A5	1.12	349	15	2			+0.02	
*6031	8 $\kappa$ Psc	21.8	21.8	+ 0 42	4.9	A2p	0.90	265	3	4			+0.09	sp emp 1), 3)
6073	17 $\iota$ And	33.2	33.2	+ 42 43	4.3	B8	0.70	430	64	2			+0.01	vfv
6080	19 $\kappa$ And	35.5	35.5	+ 43 47	4.3	A0	0.60	346	11	4			-0.10	
6084	18 $\lambda$ Psc	36.9	36.9	+ 1 14	4.6	A5	1.18	179	85	1			-0.10	vfv, 2 sp?
6108	41H Cep	43.1	43.1	+ 67 15	5.0	A0	0.77	130	31	1			.00	vfv
*6180	9 Cas	59.1	59.1	+ 61 44	6.0	A0	1.15	85					+0.19	5) K incerta

## NOTE ALLA TABELLA I

Abbreviazioni:	c	spettri con la caratteristica c di Miss Maury
	sp cmp	spettro composto
	d	stella doppia (eventuale indicazione delle grandezze delle componenti e della loro distanza.)
	dsp	doppia spettroscopica
	dsp 2 sp	doppia spettroscopica con due spettri visibili, con l'eventuale indicazione della loro classe
	t	sistema triplo
	t sp	sistema triplo spettroscopico
	vec	variabile ad eclisse
	vel	variabile ellissoidica
	vrv	velocità radiale variabile
	vrv 2 sp,	velocità radiale variabile e 2 spettri visibili.

Gli eccessi di colore (residui della col. 12) sono la differenza fra il colore  $c_2/T$  osservato (col. 7) e quello calcolato in via preliminare con la relazione [10] del testo a pag. 26. Gli eccessi definitivi sono poco diversi e risultano applicando la [12] del testo, a pag. 33. I segni :! ? a fianco dei residui indicano che essi superano l'e.m. di osservazione, o il suo doppio, triplo, quadruplo.

Un \* posto a sinistra del n. di Boss indica che la stella è stata soppressa dall'elenco per il motivo richiamato nelle Note, mediante un numero:

- 1) notevole disaccordo fra l'intensità di K e la classe spettrale H.D., quando questa è in accordo col colore;
- 2) eccesso di colore che supera il quadruplo dell'e.m. di osservazione;
- 3) sistema spettroscopicamente complesso;
- 4) arrossamento spaziale;
- 5) altre cause, come l'incertezza di K e del colore; spettri deboli; classe spettrale effettiva della stella fuori dei limiti qui fissati.

Non sono state eliminate dalla Tab. I le stelle per le quali le note anzidette 1), 2), ..., 5) sono seguite da un ?

L'intensità di K figura fra parentesi per le stelle doppie osservate come un'unica stella per il colore, ma non per la K; in questi casi le K delle stelle componenti sono state combinate in un unico valore, che è quello dato fra parentesi nella Tab. I.

equivalenti di colore. La spiegazione di questo fatto è da ricercarsi molto probabilmente in errori sistematici negli equivalenti di colore; questi, infatti, sono influenzati dalla presenza delle righe spettrali di assorbimento e, relativamente alla radiazione rossa, l'abbassamento dell'intensità della radiazione violetta risulta minore quando - come nelle stelle c delle prime classi spettrali - le righe spettrali sono meno intense, rispetto alle stelle normali.

In conclusione, le misure spettrofotometriche di Greenwich sono state inserite nel VKF mediante la correlazione [2] e messe in media tenendo conto del peso assegnato da KUKARKIN ( $P = 99$ ) alla serie di Greenwich (4)

(1) ATKINSON, HUNTER e MARTIN ("M.N. 100, 196, 1940) richiamano l'attenzione sul pericolo di usare espressioni lineari per la conversione dei gradienti in indici di colore. Così, per es., è dimostrato che, per le classi prossime ad A0, la differenza fra gradiente e indice di colore è principalmente, per gli indici di ELVEY ("Ap.J.", 74, 298, 1931), una misura dell'assorbimento totale delle righe dell'idrogeno. Nel caso attuale, quando si escludano le stelle \* della Tab. I, risulta un'ottima correlazione:  $G = -0.06 + 0.0081 K$ , che tenuto conto della [2] dà luogo alla correlazione  $c_2/T = 0.67 + 0.0093 K$ , identica alla correlazione definitiva fra  $c_2/T$  e K (formula [12]) stabilita più oltre nel testo. Nessun temibile effetto è qui da sospettare per la fusione dei gradienti coi  $c_2/T$ .

Gli equivalenti del colore, espressi mediante il rapporto  $c_2/T$  nel sistema VKF figurano nella col. 7<sup>a</sup> della Tab. I; nella col. 8<sup>a</sup> sono inoltre indicati i pesi conclusi, espressi col valore reciproco del quadrato dell'e.m. di  $c_2/T$ .

La Tab. I contiene tutte le stelle su cui è fondata la presente ricerca. Dopo quanto si è detto, le varie colonne fino all'11<sup>a</sup> contengono dati di chiaro significato; i « residui » della col. 12<sup>a</sup> e i simboli delle Note sono spiegati alla fine della Tab. I.

## 2 - Intensità della riga K stellare e interstellare

Per giungere allo scopo di esaminare la dispersione del colore entro ciascuna classe spettrale, occorre liberare le intensità misurate di K della intensità della K interstellare. ABRAMS e ÖPIK si servono, a questo fine, della correlazione fra l'intensità di K e la parallasse  $\pi$ : a parità della effettiva intensità della K stellare (o, in prima approssimazione, a parità di classe spettrale) l'intensità della K osservata deve apparire crescente con  $\pi$  decrescente; inoltre, per le stelle più vicine, la riga K si può considerare di origine puramente stellare e il valore vero della K stellare per ogni classe spettrale si può considerare quello verso cui tende, al crescere di  $\pi$ , la curva  $(K, \pi)$ . Eliminando dai valori individuali di K questa componente stellare, si può stabilire la correlazione fra l'intensità della K interstellare e  $\pi$ , e quindi si possono correggere, per qualunque stella di qualunque classe, l'intensità misurata di K e ridurla a quella della K stellare. Il procedimento, applicato a tutte le stelle di classe spettrale B per le quali ho potuto misurare la riga K e di cui si abbia  $\pi$  dalle determinazioni delle grandezze assolute per via spettroscopica, può ragionevolmente servire a liberare le stelle A che qui dobbiamo considerare, dall'effetto, sull'intensità di K, del calcio interstellare.

Ora, fra le stelle B osservate con le stesse modalità delle stelle A, e a cui si è accennato al principio, solo 36 sono comuni alla lista di E. G. WILLIAMS<sup>(1)</sup> di misure della K interstellare: ma il numero è già sufficiente sia per stabilire la bontà delle presenti misure, sia per verificare direttamente il procedimento descritto precedentemente, attraverso la relazione media (lineare) esistente fra l'intensità della K interstellare e la distanza. Mi riferisco alla relazione stabilita da E. G. WILLIAMS<sup>(2)</sup> sia dallo studio delle componenti  $v$  e  $\tau$  del moto proprio, sia dal termine rotazionale galattico presente nelle velocità radiali, sostanzialmente confermate da R. F. SANFORD<sup>(3)</sup>.

Nel prospetto seguente sono indicate, per le 36 stelle B sopra ricordate, le intensità  $I_k$  misurate per la riga K sia da me, sia da E. G. WIL-

(1) "Mount Wilson Contrib.", n. 487; "Ap.J.", 79, 280, 1934.

(2) "Mount Wilson Contrib.", n. 541; "Ap.J.", 83, 305, 1936.

(3) "Mount Wilson Contrib.", n. 573; "Ap.J.", 86, 153, 1937.

LIAMS: le prime espresse dall'area (in  $\text{mm}^2$ ) misurata sui diagrammi microfotometrici, con le modalità accennate, le seconde espresse in decimi di numero d'onda.

TABELLA II. — Intensità di K in stelle di classi B.

Boss N.	$J_k$ (C)	$J_k$ (W)	Boss N.	$J_k$ (C)	$J_k$ (W)	Boss N.	$J_k$ (C)	$J_k$ (W)
27	3 (2)	8.1	1204	2 (3)	8.5	4162	2 (4)	8.7
122	2 (4)	9.9	1333	7 (3)	32.2	4479	2 (4)	11.7
152	2 (3)	6.3	1357A	2 (4)	13.9	4548	5 (5)	21.1
199	0 (4)	2.1	1370	2 (3)	10.7	5150	5 (2)	25.6
419	3 (2)	8.2	1375	3 (4)	11.6	5410	2 (4)	5.8
838	1 (4)	5.2	1435	3 (3)	7.9	5512	4 (2)	19.4
865	0 (2)	inv.	1475	3 (3)	18.0	5563	7 (4)	27.6
894	3 (3)	11.0	1507	9 (3)	34.9	5719	6 (4)	22.6
913	2 (4)	13.3	1609	2 (4)	5.9	5777	2 (2)	8.4
1050	5 (2)	16.0	1706	3 (4)	16.7	5810	4 (3)	15.0
1139	6 (2)	24.9	2304	2 (3)	11.7	5844	3 (4)	9.5
1195	1 (3)	deb.	3281	0 (4)	inv.	6142	6 (3)	21.3

La correlazione fra le due serie di misure è strettamente rettilinea e gli scarti sono dell'ordine stesso di approssimazione delle mie misure. Risulta, per l'intensità  $I_k$  di K:

$$[5] \quad I_k (W) = 4.1 I_k (C)$$

e poichè dalla discussione statistica di E. G. WILLIAMS risulta che l'intensità della K interstellare è di 0.37 angstroms-equivalenti (pari a 24 decimi di numero d'onda) per kiloparsec, segue dalla [5] che  $I_k$  (C) non raggiunge 6 unità per kps (5.9/kprs).

Stabilito questo risultato, è facile verificare che il procedimento di ABRAMS e ÖPIK, fondato sulla considerazione della curva (K,  $\pi$ ), pure essendo apparentemente persuasivo, conduce a risultati in notevole disaccordo con la legge di proporzionalità fra l'intensità della K interstellare e la distanza. Per di più, si vede che l'eliminazione della K interstellare, per le stelle di tipo A che dobbiamo considerare, non ha alcuna importanza per le stelle normali, la cui parallasse raramente è inferiore a  $0''.010$ ; fatta al più eccezione per alcune stelle supergiganti aventi una K debole, per le quali soltanto l'eliminazione della K interstellare può alterare sensibilmente la K osservata (1).

(1) L'eliminazione della K interstellare conduce infatti a modificare l'intensità misurata solo per le stelle: Boss. n. 534 (da 11 a 9); n. 1657 (da 8 a 5); n. 5469 (da 8 a 7); n. 5779 (da 16 a 15). Le modificazioni sono davvero trascurabili, anche in questi casi d'eccezione.

Ne segue che, dovendosi in seguito procedere all'esclusione di molte stelle  $c$ , e i motivi dell'esclusione essendo rafforzati quando la  $K$  osservata sia ridotta d'intensità per eliminazione della  $K$  interstellare, si può senz'altro concludere che questa eliminazione è inutile.

*In conclusione:* il diagramma  $(K, \pi)$ , derivato da preliminari diagrammi  $(K, \pi)$  non corretti dell'intensità della  $K$  stellare, per le classi B5, B8, B9, usato da ABRAMS e ÖPIK, è necessariamente molto incerto per le notevoli imprecisioni delle parallassi, per le incertezze delle classi spettrali e per lo scarso materiale utilizzato; le stelle con la caratteristica  $c$ , che determinano l'andamento delle curve  $(K, \pi)$  per piccoli valori di  $\pi$ , non hanno, in particolare, una classe precisabile così perfettamente come esigerebbe il procedimento e ne è prova il fatto che il procedimento fallisce completamente se applicato alle stelle di classe A0. Inoltre, è notevole il divario del diagramma  $(K, \pi)$  concluso dagli AA. in confronto della correlazione fra l'intensità della  $K$  interstellare e la distanza. Ne segue che non è legittima la conclusione degli AA. che le stelle  $cA0$  e  $cA2$ , quando si correggessero le  $K$  osservate dell'intensità della  $K$  interstellare, diverrebbero rispettivamente delle B8-B9 e delle A0. Per queste stelle, se mai, è pericoloso di usare il rapporto  $K/H + H_\alpha$  come criterio unico di classificazione (o, più in generale, il rapporto di  $K$  ad una riga dell'idrogeno), poichè per esse le righe dell'idrogeno sono molto più deboli che nelle stelle normali, sì che l'accrescimento (debolissimo) di  $K$  e di  $H$  da un lato, per effetto del Ca interstellare, ma principalmente la forte diminuzione dell'intensità delle righe dell'idrogeno, altera considerevolmente la classe, spostandola in avanti (1).

### 3 - Precisione delle misure d'intensità della riga K

Stabilito, per i detti motivi, di non correggere per le stelle considerate l'intensità di  $K$ , è fondamentale l'esame della precisione delle misure di questa riga. Una prima valutazione dell'e.m. delle misure di aree sui diagrammi microfotometrici (ridotte in modo da riuscire indipendenti dalla densità fotografica degli spettri e dalle ampiezze dei diagrammi) è stata da me fatta misurando su 76 spettri di  $\alpha_1$  Gemi le intensità delle righe dell'idrogeno e l'intensità di  $K$ . Gli spettri sono stati ottenuti su lastre diverse e in condizioni analoghe a quelle degli spettri delle stelle della Tab. I; il materiale è stato diviso in due gruppi, per confronto, e i risultati delle misure sono stati sintetizzati nella Tab. III.

(1) Quanto è detto nel testo richiama la riserva fatta dal prof. ARMELLINI (*Trattato di Astronomia siderale*, vol. II, pag. 11-12) sull'uso del rapporto  $K/H + H_\alpha$  come criterio di classificazione delle stelle A (cfr. "Pubbl. Osserv. Merate", n. 3). La riserva, teoricamente giusta, è praticamente dimostrata qui insignificante riguardo al Ca interstellare; mentre ha molta importanza, sia pure per poche stelle, l'influenza dell'intensità di  $H_\alpha$  (riga dell'idrogeno), ora segnalata nel testo (vedi § 9 di questa Nota).

TABELLA III. — *Misure d'intensità delle righe dell'idrogeno e del calcio, in  $\alpha_1$  Geminorum.*

Gruppi	$H_{\beta}$		$H_{\gamma}$		$H_{\delta}$		$H + H_{\epsilon}$		K	
	Int.	N. os-serv.	Int.	N. os-serv.	Int.	N. os-serv.	Int.	N. os-serv.	Int.	N. os-serv.
I gruppo e. m.	62	32	106	36	147	27	150	16	14	23
	$\pm 1.4$		$\pm 1.7$		$\pm 2.1$		$\pm 3.0$		$\pm 0.7$	
e. m. di una misura	$\pm 7.9$		$\pm 10.3$		$\pm 10.9$		$\pm 12.1$		$\pm 3.4$	
Il gruppo e. m.	62	30	108	40	145	32	161	16	13	18
	$\pm 1.5$		$\pm 1.5$		$\pm 1.7$		$\pm 2.5$		$\pm 1.0$	
e. m. di una misura	$\pm 8.0$		$\pm 9.7$		$\pm 9.7$		$\pm 9.9$		$\pm 4.1$	

La rappresentazione grafica degli e.m. di una misura, rispetto all'intensità della riga misurata, mostra che l'e.m. cresce dapprima più rapidamente e poi più lentamente, fino ad un massimo che si aggira intorno ad 11. Tuttavia, entro il limite delle intensità misurate per K, riportate nella Tab I, la rappresentazione lineare

$$[6] \quad s_k = 0.067 K + 3.14$$

è sufficientemente soddisfatta, quando K non superi le 85 unità.

La [6] risulta dagli accordi interni delle misure ed è opportuno, per l'importanza che ha in questa ricerca, convalidarla con accordi esterni. A questo scopo ho preso in considerazione le misure di K effettuate da E. T. R. WILLIAMS e da ÖPIK e OLMSTED, già citate, e riportate nella Tab. I, e rispettivamente relative a 86 e 81 stelle comuni. Queste due serie di misure, paragonate con la mia serie, danno luogo a correlazioni strettamente lineari, rappresentate rispettivamente dalle espressioni:

$$[7] \quad K (C.) = 2.368 K (Ö.)$$

$$[8] \quad K (C.) = 1.774 K (W.)$$

La rappresentazione grafica indica, pertanto, la necessità di escludere le misure di MISS WILLIAMS almeno per una stella (B. 3506) <sup>(1)</sup>, e le misure di ÖPIK per due stelle (B. 2404 e B. 5062), le quali danno luogo a scarti notevoli rispetto alle mie misure: tali esclusioni sono legittime, in quanto le medesime stelle non danno luogo a scarti fuori dell'ordinario

(1) Oltre B. 3506, scarti notevoli si hanno anche per B. 2443 e B. 4284; ma le esclusioni sono state limitate alle stelle le cui misure scartano di oltre 10 unità.

quando, invece delle misure di WILLIAMS si usino quelle di ÖPIK - e viceversa -; ciò che dimostra che le mie misure sono corrette, e sono invece errate quelle corrispondenti degli altri due AA.

Si tratta di vedere, ora, se la dispersione dei punti rappresentativi delle correlazioni [7] e [8] è giustificata dagli errori di osservazione delle due serie (Ö.) e (W.) e dall'e.m. concluso, mediante la [6], per le misure della mia serie (C.). Per le sue misure di K, ÖPIK indica un e.p. in logK pari a  $\pm 0.058$ ; ciò corrisponde ad un e.m. in K del 20%. WILLIAMS calcola per le stelle A0 un e.p.  $\pm 1$  e per le stelle F0 un e.p.  $\pm 2$ ; ma prevede che, per effetto del tracciamento incerto del fondo continuo, tali errori probabili debbano essere aumentati del 5% per alcune A5, e del 30-40% per alcune stelle F0. Questi dati sono alquanto aleatori, ma se ne può concludere che, in media, l'e. m. da adottare per le misure di WILLIAMS è il 15% del valore di K. Infatti, per le A0, si ha, in media,  $K(C.) = 12$ , onde, per la [8],  $K(W.) = 7$ , per cui l'e.m. di  $K(W.)$  risulta il 20% di  $K(W.)$ ; per le F0,  $K(C.) = 82$ , in media, onde  $K(W.) = 46$ , per cui l'e.m. di  $K(W.)$  si può ritenere attorno al 10% di  $K(W.)$ .

Il collaudo della [6], che nel caso di  $n$  misure diviene:

$$[9] \quad s_k(n) = (0.067 K + 3.14) : \sqrt{n}$$

è stato fatto per vari intervalli di  $K(C.)$ , determinando le differenze tra i valori di  $K(Ö.)$ ,  $K(W.)$  calcolati mediante le [7], [8] per ogni  $K(C.)$  e i corrispondenti valori osservati, e il loro valore quadratico medio,  $\sigma$ : è chiaro che  $\sigma$  dipende dagli errori medi di  $K(C.)$  e di  $K(Ö.)$  o  $K(W.)$ ; per cui il confronto fra la dispersione  $\sigma$  osservata e quella calcolata in base agli e.m. (dati rispettivamente dalla [9], e dal 20% e dal 15% per  $K(Ö.)$  e per  $K(W.)$ ) consente di giudicare della correttezza degli e.m. stessi, conclusi per le tre serie in esame.

I risultati sono riassunti nelle Tabelle IV e V.

TABELLA IV. — Confronto con le misure  $K(Ö.)$

Limiti $K(C.)$	n.	Medie		e.m. (unità Ö.)		$\sigma$	
		$K(Ö.)$	$K(C.)$	$K(Ö.)$	$K(C.)$	osserv.	calcol.
$K < 15$	43	3.7	8.0	0.81	0.83	1.41	1.16
$15 \leq K < 30$	22	8.9	20.3	1.99	1.00	2.81	2.23
$30 \leq K < 45$	12	15.5	37.2	3.33	1.52	2.80	3.67
$45 \leq K$	7	22.4	56.1	4.94	1.72	4.98	5.23
totali	84	8.31	19.40	2.14	1.06	2.42	2.38

TABELLA V. — Confronto con le misure  $K$  (W.).

Limiti $K$ (C.)	n.	Medie		e.m. (unità W.)		$\sigma$	
		$K$ (W.)	$K$ (C.)	$K$ (W.)	$K$ (C.)	osserv.	calcol.
$K < 15$	86	4.8	8.3	0.82	1.11	1.38	1.38
$15 \leq K < 30$	28	12.4	20.3	2.02	1.42	3.24	2.47
$30 \leq K < 45$	12	22.3	37.2	3.58	2.04	3.72	4.12
$45 \leq K$	9	29.2	54.8	4.72	2.26	4.57	5.23
totali	80	12.37	21.30	2.34	1.48	2.79	2.77

Da queste Tabelle risulta, nel complesso di tutte le stelle confrontate, l'accordo perfetto fra le dispersioni osservate e calcolate. I singoli gruppi, poi, dimostrano che l'adozione di un e. m. percentuale costante non è corretta (come del resto WILLIAMS aveva supposto): l'errore percentuale deve, come è intuitivo, decrescere con  $K$ .

Ma ciò che è più importante al nostro scopo è:

1) la notevole precisione delle misure  $K$  (C.), fatte sugli spettri ottenuti a Merate, rilevabile dal confronto delle colonne 5 e 6;

2) l'esattezza sostanziale della formula [9] riguardante la valutazione dell'e. m. delle  $K$  (C.), perfettamente collaudata dagli accordi esterni, almeno per valori di  $K$  (C.) non superiori a 55 circa.

#### 4 - Correlazione fra l'intensità di $K$ , la classe spettrale e il colore $c_2/T$

I dati conclusi nella Tab. I sono stati utilizzati per lo studio della correlazione fra l'intensità di  $K$  e il colore  $c_2/T$ . A tale scopo, per ciascuna classe spettrale H.D., ho determinato i valori medi pesati di  $K$  (C.) e di  $c_2/T$ , riassunti nella Tab. VI, distinguendo le stelle senza speciali caratteristiche (normali), dalle particolari ( $p$ ) e da quelle aventi la caratteristica  $c$  di Miss Maury. Nella fig. 1, inoltre, è data la rappresentazione di  $c_2/T$  in funzione di  $K$  (C.), per tutte le 322 stelle della Tab. I.

La Tab. VI, oltre a precisare il noto andamento medio di  $K$  e di  $c_2/T$  con la classe H.D., mostra il comportamento anomalo delle stelle  $p$  e  $c$  sia per l'intensità di  $K$ , sia per il colore. Ma la cosa essenziale è che la correlazione fra  $K$  e  $c_2/T$  risulta (dai valori medi tratti dalla Tab. VI) rigorosamente lineare, secondo l'espressione:

$$[10] \quad c_2/T = 0.66 + 0.00975 K$$

come è mostrato dagli insignificanti residui  $O - C$  indicati nell'ultima colonna della Tab. VI, corrispondenti alle stelle normali.

TABELLA VI. — Valori medi di  $K$  e di  $c_2/T$  per le varie classi spettrali (stelle Tab. I).

Classi H.D.	Numero di *				K				$c_2/T$				Residui O - C (* norm.)
	norm.	p	c	tot.	norm.	p	c	tot.	norm.	p	c	tot.	
B8	25	2	2	29	3.3	10	12	4.4	0.692	0.78	0.82	0.706	0.000
B9	10	1	1	12	7.3	8	10	7.7	0.720	0.74	1.37	0.787	- .011
A0	76	13	4	93	13.3	6.4	9	11.8	0.797	0.757	1.06	0.805	+ .007
A2	64	6	3	73	30.0	16	20	28.4	0.959	0.87	1.21	0.969	+ .006
A3	29	1	—	30	45.7	33	—	45.2	1.111	1.44	—	1.124	+ .005
A5	42	2	—	44	55.5	50	—	55.4	1.197	1.19	—	1.197	- .004
F0	36	2	3	41	82.1	69	85	81.5	1.464	1.32	1.46	1.456	+ .004
	282	27	13	322									

Assumendo la [10], le singole stelle della Tab. I danno luogo ai residui  $O - C$  della col. 12<sup>a</sup>, che sono, in sostanza, *eccessi di colore*: essi risultano assai maggiori di quanto ci si potrebbe attendere. La fig. 1 indica infatti una notevole dispersione dei punti rappresentativi della correlazione ( $K, c_2/T$ ) intorno alla retta [10] che vi è disegnata, e a prima vista appare evidente che tale dispersione - a cui molto contribuiscono anche le determinazioni più accurate - non possa essere giustificata dagli errori di osservazione.

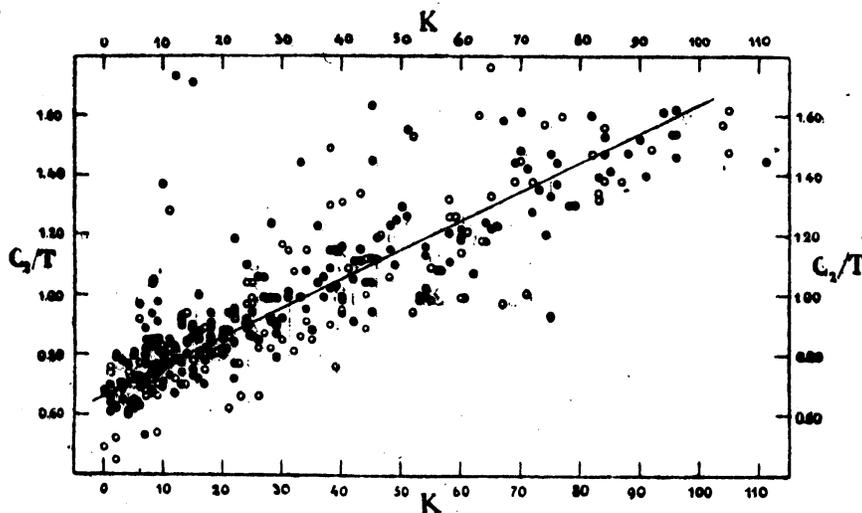


Fig. 1. — Diagramma ( $K, c_2/T$ ) per le 322 stelle della Tab. I. I cerchi pieni e vuoti corrispondono rispettivamente ai  $c_2/T$  aventi pesi maggiori od uguali a 183 e minori di 183. La retta rappresenta la relazione provvisoria [10]:  $c_2/T = 0.66 + 0.00975 K$ , in base ai dati della Tab. VI.

Il calcolo accurato della dispersione  $\Delta(O)$  dei punti *osservati*, attorno alla retta [10], dà infatti:

$$\Delta(O) = \pm 0.150,$$

valore presso che doppio della dispersione

$$\Delta (C) = \pm 0.080$$

calcolata, in base agli e. m. di  $c_2/T$  e di  $K$ , per ogni stella della Tab. I. In corrispondenza, i residui  $O - C$  della col. 12<sup>a</sup>, contraddistinti coi segni .; !? secondo che superano, rispettivamente, l'e. m. di osservazione  $\epsilon$  o il doppio, il triplo, il quadruplo di  $\epsilon$ , dimostrano una distribuzione anormale, che è interessante di esaminare.

Su 322 stelle (Tab. I), le percentuali dei residui minori od eguali ad  $\epsilon$ , maggiori, maggiori del doppio, del triplo e del quadruplo dell'e. m.  $\epsilon$ , che rispettivamente dovrebbero essere

68.8 %    31.7 %    4.6 %    0.3 %    0.0 %

sono invece :

51.9 %    48.1 %    19.9 %    8.7 %    4.4 %

Inoltre, se si esaminano questi residui separando le stelle della Tab. I in gruppi di: stelle *normali* (non aventi, cioè, speciali caratteristiche), con *velocità radiale variabile* (vrv), *doppie spettroscopiche* (dsp), con *spettri composti* (sp cmp), *spettri particolari* (p), *doppie visuali* (d), stelle *c*, le suddette percentuali variano notevolmente da gruppo a gruppo (1). Ordinando i suddetti gruppi cominciando dai più anormali e tenendo pure conto delle percentuali dei segni dei residui (2), si ottengono i risultati della Tab. VII.

TABELLA VII. — Frequenze percentuali dei residui.

stelle	n.	Residui $O - C$					Segni	
		$\leq \epsilon$	$> \epsilon$	$> 2\epsilon$	$> 3\epsilon$	$> 4\epsilon$	+	-
c	13	23 %	77 %	69 %	62 %	38 %	77 %	23 %
sp cmp	8	25	75	50	37	25	75	25
dsp	31	35	65	23	13	6	61	39
d	49	45	55	12	4	4	57	43
p	10	50	50	20	0	0	60	40
norm.	124	56	44	16	6	2	52	48
vrv	87	63	37	18	4	1	34	66

In ogni gruppo si ha un eccesso di valori alti dei residui e un eccesso di segni positivi, ad eccezione dell'ultimo gruppo, in cui predominano i segni negativi. Questo comportamento indica la presenza di almeno due cause atte a determinare una dispersione del colore maggiore di quella pre-

(1) Stelle appartenenti a vari gruppi sono state considerate in quello corrispondente alla caratteristica principale.

(2) I residui nulli sono stati ripartiti fra i positivi e i negativi.

vedibile in base ai soli errori di osservazione: 1) l'*arrossamento* di molte stelle *c* e di molte stelle a spettro composto; 2) la *multiplicità* delle stelle e, più in generale, il disaccordo dell'intensità di K rispetto all'intensità media delle righe metalliche. Arrossamento e molteplicità sono ovviamente cause *esterne* di dispersione; mentre il disaccordo fra K e righe metalliche, *se non originato da molteplicità delle stelle*, può risiedere effettivamente in un anormale contenuto di Ca nell'atmosfera stellare.

Le cause esterne dell'aumento della dispersione del colore non possono peraltro essere eliminate, nei loro effetti, con la dovuta precisione (1). Mi è sembrato perciò più ragionevole di rintracciare tangibilmente in quali stelle tali effetti appaiono evidenti e di escluderle dalle attuali considerazioni. Prima di questo, però, ho voluto esaminare l'eventuale influenza sulle misure di K di spettri eccessivamente deboli o intensi, nel dubbio che il procedimento di riduzione degli spettrogrammi (atto ad eliminare tale influenza), non raggiungesse in pieno lo scopo. La statistica effettuata non dà alcun risultato: non esiste, difatti, alcuna correlazione fra il carattere degli spettrogrammi e l'importo o il segno dei residui. Solo nei casi eccezionali di valori molto alti di K misurati su spettri eccessivamente deboli o intensi è da temere un aumento dell'e. m. di K.

## 5 - Selezione delle stelle. Esame delle stelle *c*

L'eliminazione dalla Tab. I di quelle stelle i cui eccessi di colore sono da attribuire ad effetti perturbatori della semplice correlazione [10] deve essere fatta con grande cautela, per non togliere alle nostre conclusioni ogni valore obiettivo: il nostro primo scopo è infatti di *indagare se la dispersione del colore attorno ad un determinato valore di K è giustificata dagli errori di osservazione*. Se ciò si verifica, essendo il rapporto dell'abbondanza *a* di CaII all'abbondanza media  $a_0$  dato dalla formula di ABRAMS e ÖPIK:

$$[11] \quad \log \frac{a}{a_0} = \left( -6.15 + \frac{0.87}{\bar{C}_0 + 1.24} \right) \Delta_c,$$

in cui, nel sistema di equivalenti del colore di ÖPIK,  $\Delta_c$  è la deviazione del colore individuale dal colore medio corrispondente ad un dato valore di K e  $\bar{C}_0$  la media di tutti i colori, la dispersione logaritmica nell'abbondanza di Ca dovrebbe essere nulla; cioè il contenuto di Ca nelle atmosfere delle stelle considerate non varierebbe da stella a stella, a parità di K.

(3) Correzioni al colore per l'effetto di un *assorbimento selettivo* (generale o particolare) della luce nello spazio sono molto incerte per l'irregolare distribuzione del materiale interstellare assorbente (Cfr. "Mt. Wilson Contrib.", n. 617 e 632). In quanto all'effetto di *multiplicità*, correzioni sono possibili solo nei pochi casi in cui è conosciuto lo spettro del compagno: si dovranno temere influenze variabili, spesso insignificanti, quando abbia luogo un compenso fra colore e K combinati. Per alcune stelle, osservate separatamente, ma aventi colore combinato, è stata calcolata la K combinata, posta fra parentesi nella Tab. I (v. Boss n. 1979, 2909, 3988, 4419, 4752-4, 4802-3).

Il principio fondamentale da me adottato per la selezione delle stelle della Tab. I è il seguente: *eliminare le stelle per le quali l'intensità di K è in forte disaccordo con la K media della classe H.D.* (in base ai risultati della Tab. VI), *purchè il colore  $c_2/T$  sia in accordo con la stessa classe H.D.*  $c_2/T$  tenda a spostare, sempre in base ai dati medi della Tab. VI, la classe spettrale in senso contrario a K. Ciò equivale, sostanzialmente, *ad escludere le stelle per le quali la K non si accorda con l'intensità delle righe spettrali*, in accordo invece col  $c_2/T$ ; poichè in questi casi la classe H.D. appare come un necessario compromesso fra le classi spettrali differenti, determinate rispettivamente dall'intensità di K e dall'intensità media delle righe metalliche. L'esclusione è fatta quando la differenza fra la K osservata e quella media della classe H.D. supera il triplo dell'e.m. di K e le stelle escluse per questo principio portano la nota 1) nell'ultima colonna della Tab. I.

In ogni caso, sono poi state escluse tutte le stelle per le quali lo scarto dalla retta [10] - cioè il residuo, od *eccesso di colore* - supera il quadruplo dell'errore medio di osservazione, calcolato in base agli e.m. di  $c_2/T$  e di K. Queste stelle sono contrassegnate con la nota 2).

Se non già escluse per i motivi 1) e 2), sono eliminate inoltre le stelle aventi spettro fortemente composto, comprese le doppie spettroscopiche con due spettri notevolmente diversi: queste stelle sono contrassegnate con la nota 3). Per le stelle doppie visuali sorgerebbe il problema di stabilire o un criterio di correzione o un criterio di selezione, in base alla differenza di grandezza delle componenti: questa differenza dovrebbe essere sensibile, affinchè gli spettri delle componenti risultino diversi, ma non oltre un certo limite, a cui corrisponde la percezione di influenze, sullo spettro principale, dello spettro secondario. In base alla distribuzione dei residui per le stelle doppie, ho valutato fra  $0^m.5$  e  $2^m.5$  i limiti della differenza di grandezza fra le componenti, e le stelle corrispondenti sono state contrassegnate con la nota 3): dopo un maturo esame, però, queste stelle non sono state escluse, tenuto conto che la compensazione fra il colore e la K delle componenti non dovrebbe condurre ad una sostanziale differenza nei risultati, come del resto viene confermato dal calcolo.

Di un attento esame sono meritevoli le stelle *c*. E' usualmente ritenuto che l'arrossamento di queste stelle sia un effetto di grandezza assoluta; arrossamento prevedibile qualitativamente in base alla teoria della ionizzazione. Anche ABRAMS e OPIK si pongono da questo punto di vista. Ma a me pare, dai dati della Tab. I e dalle considerazioni che seguono, che il fenomeno sia dovuto - almeno in massima parte - all'assorbimento selettivo della luce nello spazio.

Intanto, non tutte le stelle *c* delle classi spettrali considerate sono arrossate ed è facile vedere che solo quelle che si trovano nelle strettissime vicinanze di stelle B, aventi lo stesso modulo di distanza  $m_0 - M$  ( $m_0 =$  grandezza apparente corretta per assorbimento visuale;  $M =$  grandezza assoluta, assunta eguale a  $-5^m.5$ ) presentano un eccesso di colore dello stesso ordine di grandezza.

Nella Tab. VIII sono esposti i dati relativi alle stelle *c* che presentano i massimi eccessi di colore: *l*, *b* longitudine e latitudine galattiche,  $m_0 - M$  modulo di distanza (essendo  $m_0 = m - 7 E$ ), *E* eccesso di colore nella scala di J. STEBBINS, C.M. HUFFER, A.E. WHITFORD; nell'ultima colonna figurano i residui della Tab. I, in scala diversa da *E*.

TABELLA VIII. — Stelle *c* con alto eccesso di colore

stella	sp.	l	b	m	$m_0 - M$	E	residuo O - C
B 534	cA2	103.3	- 4.2	5.2	10.1	+ 0.09	+ 0.51
B 781	cB9	109.1	+ 3.7	4.4	8.7	+ .18	+ .61
B 786	cA0	109.8	+ 2.9	4.8	8.7	+ .23	+ .95
B 5469	cA0	52.1	- 7.5	4.3	9.4	+ .05	+ .30
B 5608	cA2	69.9	+ 5.7	4.5	8.6	+ .20	+ .90

Sulla base dei più recenti studi di J. STEBBINS e collaboratori, sui colori di 1332 stelle *B* (1), da cui sono tratti i dati della Tab. VIII, risulta che le stelle *c* più sopra elencate si trovano tutte entro o presso il limite della zona evitata, secondo HUBBLE (2), dalle nebulose extragalattiche e precisamente nelle zone ove si hanno, a parità di  $m_0 - M$ , i massimi eccessi di colore *E*. Una valutazione quantitativa non è peraltro possibile, perchè la zona evitata è con molta probabilità costituita da nubi assorbenti isolate, anzi che da uno strato uniforme di materia diffusa. Ma il fatto che le rimanenti stelle *c* della Tab. I e precisamente le stelle B. 19, 1250, 1347, 2694, 5320, 5443 e 5779 si trovano fuori di questa zona, oppure hanno moduli di distanza relativamente piccoli e, contemporaneamente, eccessi di colore negativi, o piccoli positivi, o giustificabili diversamente (come è per le stelle B. 2694 e 5779), costituisce la controprova che l'arrossamento di alcune stelle *c* non è dovuto che all'assorbimento spaziale. Unico caso dubbio può essere la stella B. 1657, che tuttavia si trova ancora nella zona evitata ( $l = 172.0$ ,  $b = + 0.7$ ,  $m_0 - M = 10.0$ ,  $E = - 0.03$ , residuo = + 0.20), in quanto non ha eccesso *E* positivo. Devesi però notare che la correlazione fra *E* e i residui della Tab. I (sostanzialmente lineare) fa corrispondere al residuo + 0.20 un valore di *E* attorno allo zero e che se la B. 1657 presenta un eccesso di colore positivo nella scala qui adottata e non lo dimostra nella scala di STEBBINS, ciò dipende soltanto dai valori medi adottati, nell'uno e nell'altro sistema, per gli indici di colore delle stelle normali nelle varie classi spettrali. In sostanza, anche B. 1657 può essere inclusa nella Tab. VIII e quindi esclusa dalla Tab. I, in conseguenza dell'assorbimento

(1) "Mount Wilson Contr.", n. 617; "Ap.J.", 90, 209, 1939.

n. 621; "Ap.J.", 91, 20, 1940.

(2) "Ap.J.", 79, 41, 1934.

spaziale. Le stelle escluse dalla Tab. I per questo motivo sono contrassegnate con la nota 4).

Sono state infine escluse dalla Tab. I poche altre stelle, contrassegnate con la nota 5), o per grandi incertezze nelle misure di  $K$  e del colore insieme, o per spettri troppo deboli, o per effettiva appartenenza a classi spettrali fuori dei limiti qui fissati.

In complesso, sono state escluse 57 stelle, cioè il 17.7 % delle stelle considerate, contrassegnate nella Tab. I con un \*. La selezione operata altro non significa che l'eliminazione di stelle che, per cause diverse, non soddisfano adeguatamente alla correlazione ( $K, c_2/T$ ): le stelle escluse per i motivi 3), 4) e 5) deviano dalla correlazione sicuramente *per cause esterne*; mentre le stelle escluse isolatamente per i motivi 1) e 2) fanno sospettare una *causa intima*, riconducibile ad anormale contenuto di Ca. Queste ultime stelle rappresentano circa l'8 % delle stelle considerate.

### 6 - Relazione definitiva fra $c_2/T$ e $K$

Con l'esclusione dalla Tab. I delle stelle indicate nel § 5, i valori medi di  $K$  e  $c_2/T$  per le varie classi H.D. della Tab. VI e la relazione [10], fra  $K$  e  $c_2/T$ , subiscono lievi modificazioni.

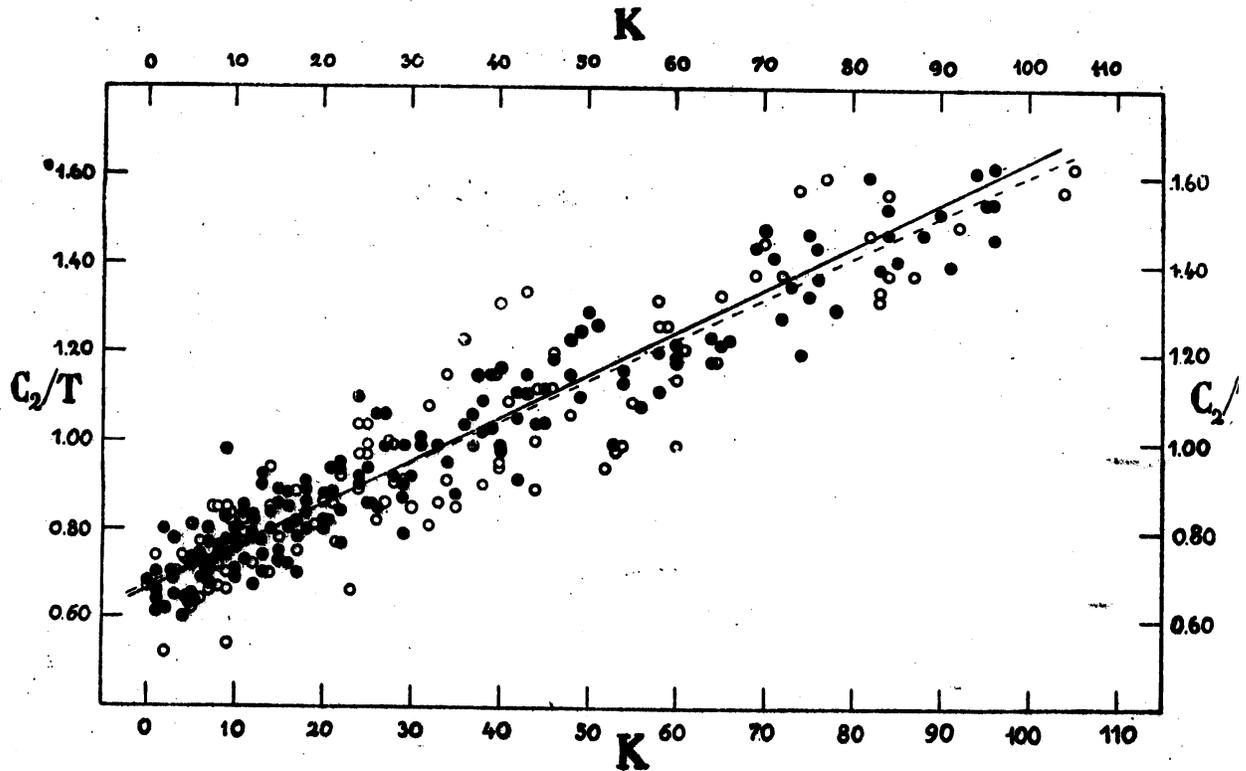


Fig. 2. — Diagramma ( $K, c_2/T$ ) per le 285 stelle della Tab. I, escluse le stelle contrassegnate con \*. Cerchi pieni e vuoti come nella fig. 1. La retta intera corrisponde a quella della fig. 1; la retta tratteggiata rappresenta la relazione definitiva [12]:  
 $c_2/T = 0.67 + 0.00930 K$ , in base ai dati della Tab. IX.

TABELLA IX. — Valori medi di  $K$  e di  $c_2/T$  per le varie classi spettrali (Tab. I, escluse 57 stelle).

Classi H.D.	Numero di *				K				$c_2/T$				Residui O — C (tot.)
	norm.	p	c	tot.	norm.	p	c	tot.	norm.	p	c	tot.	
B8	22	2	—	24	3.5	10	—	3.9	0.691	0.78	—	0.696	— 0.010
B9	10	1	—	11	7.3	8	—	7.4	0.720	0.74	—	0.724	— .015
A0	69	8	—	77	13.4	7.3	—	12.6	0.792	0.73	—	0.783	— .004
A2	54	4	1	59	29.4	19.1	24	28.6	0.951	1.01	0.92	0.946	+ .010
A3	22	—	—	22	43.9	—	—	43.9	1.092	—	—	1.092	+ .014
A5	36	2	—	38	55.8	50	—	55.7	1.185	1.19	—	1.185	— .003
F0	30	1	3	34	82.5	72	85	82.1	1.446	1.28	1.46	1.438	+ .004
	243	18	4	265									

La Tab. VI è sostituita dalla Tab. IX e la [10] è sostituita dalla relazione

$$[12] \quad c_2/T = 0.67 + 0.00930 K$$

che ne differisce pochissimo, come è dimostrato dalle rette intera e tratteggiata della fig. 2, le quali rappresentano rispettivamente la [10] e la [12]. Il diagramma ( $K, c_2/T$ ) della fig. 2 è caratterizzato da una dispersione moderata di punti e i nuovi residui  $O - C$ , rispetto alla [12], differiscono poco da quelli provvisori della Tab. I. La nuova dispersione,  $\Delta(O') = \pm 0.089$  è molto inferiore a quella primitiva,  $\Delta(O) = \pm 0.159$  e differisce non molto da quella calcolata  $\Delta(C) = \pm 0.080$ . La dispersione residua  $\pm 0.039$  non appare però spiegabile con altre esclusioni legittime di stelle.

La distribuzione percentuale dei residui, per il complesso delle 265 stelle rimaste è ora

$$68.0\% \quad 37.0\% \quad 8.3\% \quad 0.8\% \quad 0.0\%$$

non più lontana dalla distribuzione teorica

$$68.3\% \quad 31.7\% \quad 4.6\% \quad 0.3\% \quad 0.0\%$$

Si può osservare che non è possibile sottilizzare troppo in questioni di questa natura, affidate essenzialmente alla bontà della valutazione degli errori di osservazione. La dispersione residua, difatti, potrebbe essere giustificata con un lieve aumento dell'e.m. di misura dell'intensità di  $K$ , per un importo del 10%; o con un aumento un po' maggiore limitato ai valori di  $K$  superiori a 55 (per i quali non è stato fatto, nè può farsi un collaudo esterno della [9]), giustificabile con inevitabili incertezze nel tracciamento del fondo continuo degli spettri delle stelle di classe A avanzata; come pure non è da escludere qualche difetto nella valutazione dei pesi e quindi degli e.m. dei  $c_2/T$ .

ABRAMS e ÖPIK tengono conto dell'influenza residua, sulla dispersione del colore, della dispersione delle grandezze assolute e ciò è perfettamente legittimo. Ma il modo col quale essi tengono conto di questa ulteriore causa di dispersione è tutt'altro che soddisfacente, e richiede un esame più approfondito. Dopo quanto già è stato rilevato in questa Nota, circa l'influenza della  $K$  interstellare sull'intensità della  $K$  stellare, e su conseguenti errori sistematici di classificazione delle stelle  $c$ , non si può condividere la conclusione degli AA. che stelle classificate  $cA2$  siano effettivamente delle  $cA0$  e le  $cA0$  siano effettivamente delle  $cB8$  o  $cB9$ . Per quanto riguarda la classificazione H.D. per le stelle  $c$  si ha una specie di compromesso, che non conduce ad un così notevole spostamento di classi; questo spostamento si deve produrre solo quando si consideri, come già dicemmo, l'effettivo rapporto  $K/H + H_e$  e non già per effetto del  $Ca$  interstellare, ma per la piccola intensità della riga  $H_e$  dell'idrogeno.

Ritengo dunque non accettabile il valore  $-0.052$  concluso da ABRAMS e ÖPIK per la variazione  $dC/dM$  del colore  $C$  rispetto alla grandezza assoluta  $M$ , e la questione, anche per l'importanza che riveste sotto altri punti di vista, è ora nuovamente esaminata.

## 7 - Correlazione fra colore e grandezza assoluta delle stelle A

Oltre la precedente critica, circa lo spostamento di classe delle stelle  $c$ , il procedimento di ABRAMS e ÖPIK è difettoso per il fatto ancora più fondamentale dell'arrossamento di alcune stelle  $c$  per assorbimento spaziale, qui dimostrato. Vano è quindi voler ricercare la correlazione fra colore e grandezza assoluta nelle condizioni apparentemente più vantaggiose, risultanti dal confronto dei colori delle stelle normali e delle supergiganti della medesima classe. Inoltre, la considerazione delle stelle  $c$  non sospette di arrossamento spaziale non porta luce alcuna, perchè i confronti che si possono fare sono limitati alle sole stelle B. 19, 1250, 1347, 2694, 5320, 5443; le altre stelle essendo da escludere per arrossamento spaziale o perchè presentano uno spettro composto. Uno sguardo alla Tab. I, mostra che queste stelle hanno - con discreto accordo - piccoli eccessi di colore, in media negativi: ciò che corrisponderebbe ad un *azzurramento* e non ad un *arrossamento* delle stelle di alta luminosità, rispetto alle stelle della stessa classe spettrale (aventi la stessa  $K$ ), di luminosità media.

Questo fatto, sebbene poco probatorio e in contrasto con l'effettivo, vistoso arrossamento delle stelle più luminose delle classi spettrali avanzate, appare peraltro confermato dalle considerazioni seguenti, fondate sul complesso delle stelle della Tab. I, eccettuate le stelle  $c$ .

E' ovvio che la ricerca della correlazione fra  $M$  e  $c_s/T$  su stelle della sequenza principale, entro la stessa classe spettrale, offre grandi difficoltà. Per ridurre al minimo l'influenza di errori sistematici e per accumulare in un'unica classe spettrale *fittizia* tutto il materiale disponibile, ho determinato:

1) la correlazione fra la classe spettrale (qui assunta come definita dall'intensità di K, come vedremo più avanti) e la grandezza assoluta  $M$ , riferendomi alle  $M$  spettroscopiche ridotte al sistema di P.J. VAN RHIJN <sup>(1)</sup>, risultanti in massima parte dal Catalogo VKF di B.W. KUKARKIN <sup>(2)</sup>;

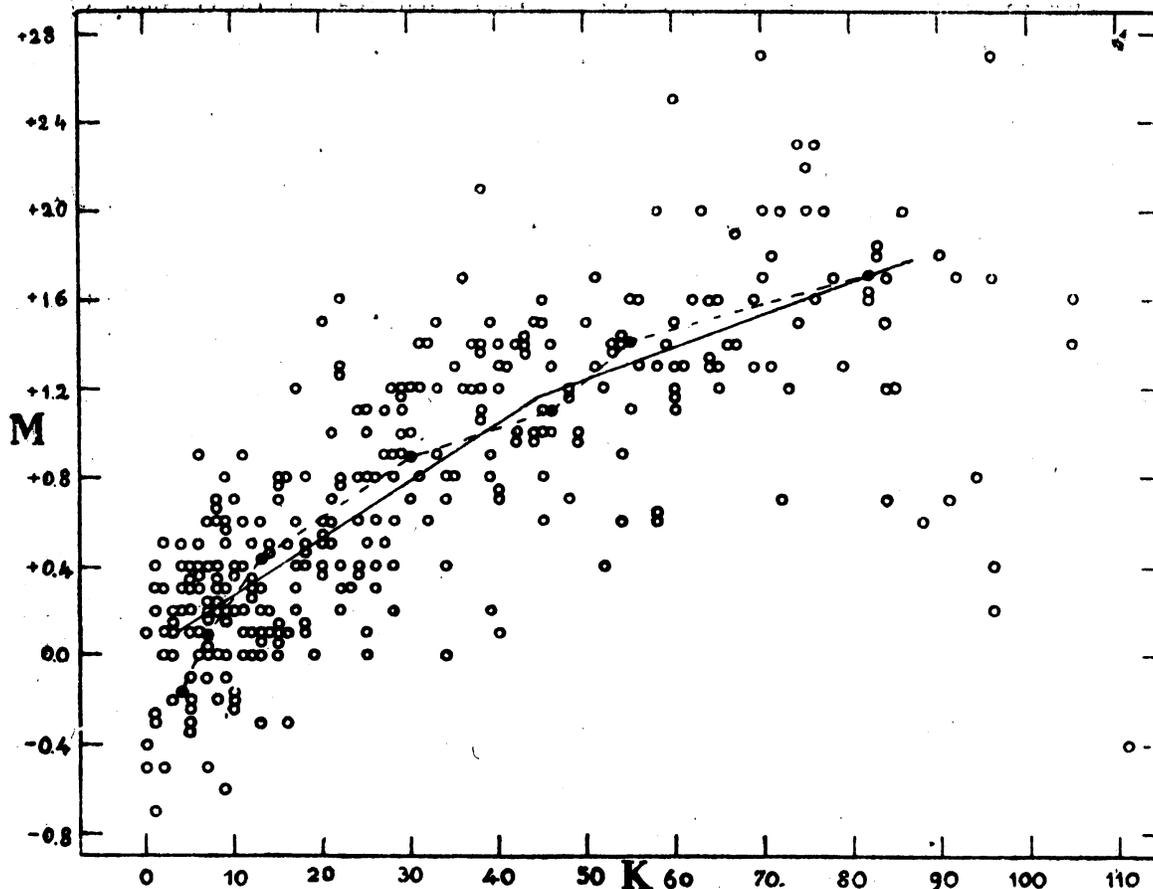


Fig. 3. — Diagramma ( $K, M$ ). I cerchi pieni corrispondono ai valori di  $K$  e di  $M$  medi per le varie classi spettrali. Le due rette intere rappresentano le relazioni [13] del testo. Sono escluse le stelle  $c$ .

2) la correlazione fra  $K$  e  $c_2/T$ , ormai conclusa dopo l'eliminazione dalla Tab. I delle 57 stelle segnate con \*, e rappresentata nella fig. 2 e dall'espressione definitiva [12].

Il diagramma ( $K, M$ ), rappresentato dalla fig. 3 (escluse le stelle  $c$ ) permette di ritenere che, in media,  $M$  si possa rappresentare mediante le due relazioni lineari

$$\begin{aligned}
 [13] \quad M &= 0.02 + 0.026 K && \text{per} && 7 \leq K \leq 44 \\
 M &= 0.51 + 0.0146 K && \text{per} && 45 \leq K \leq 85 .
 \end{aligned}$$

(1) "M.N.", 92, 744, 1932.

(2) *l. c.* pag. 3.

Le due rette rappresentative [13], riportate sulla fig. 3, sono in sostanziale accordo medio con i valori medi della grandezza assoluta per le varie classi spettrali da me conclusi per le stelle più brillanti della 6.a grandezza apparente, in una Memoria precedente (1).

In corrispondenza di questi valori ( $-0^m.17$  per B8,  $+0^m.09$  per B9,  $+0^m.43$  per A0,  $+0^m.89$  per A2,  $+1^m.10$  per A3,  $+1^m.41$  per A5,  $+1^m.71$  per F0) si hanno infatti i cerchi pieni della fig. 3, quando per ciascuna classe si assuma il valore medio di  $K$  dato dalle Tab. VI e IX per le stelle normali.

Per ogni stella della Tab. I, escluse le  $c$  e quelle segnate con \* i valori di  $M$  e  $c_2/T$  sono stati *ridotti*, mediante le [12] e [13] ad  $M$  e  $c_2/T$  fittizi, corrispondenti a *stelle fittizie* aventi  $K = 0$ .

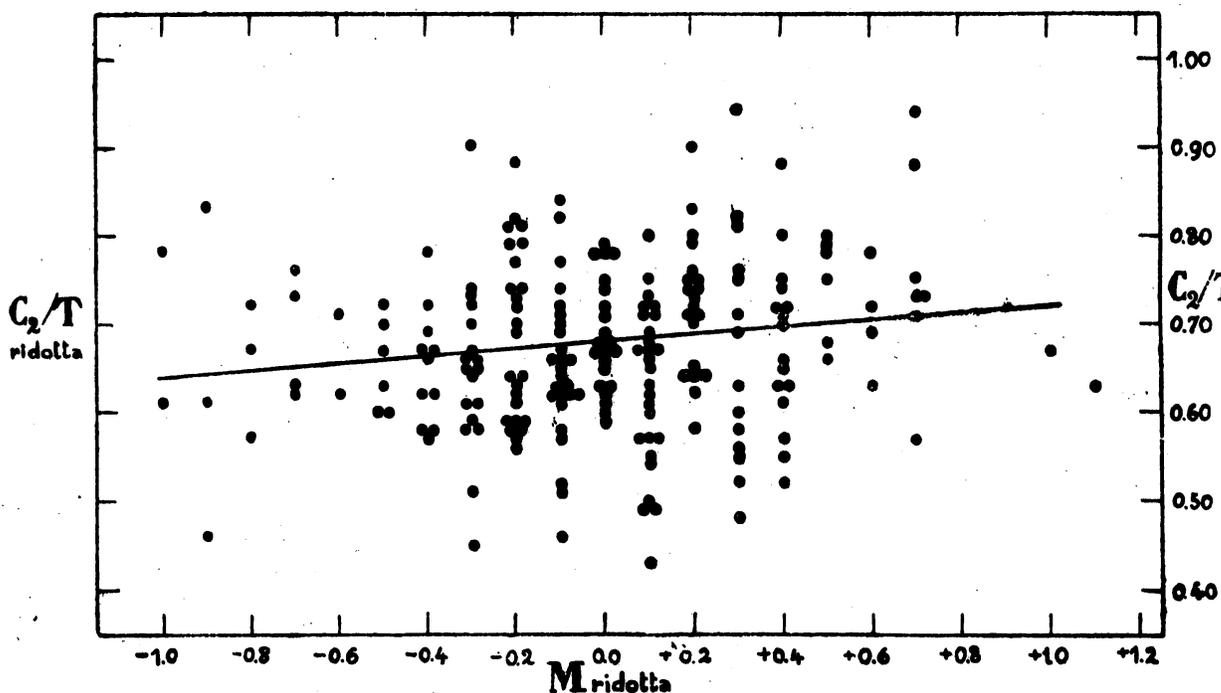


Fig. 4. — Diagramma ( $M$ ,  $c_2/T$ ) per le 218 stelle della Tab. I, risultanti dopo l'esclusione delle stelle contrassegnate con \*, delle stelle  $c$  e delle stelle con  $K < 7$  e con  $K > 85$ . La retta indica l'andamento medio di  $c_2/T$  con  $M$  (vedi Tab. X).

In tal modo il diagramma ( $M$ ,  $c_2/T$ ), rappresentato dalla fig. 4, conduce, pure attraverso una notevole dispersione dei punti, a ritenere attendibile l'andamento rettilineo, rappresentato dalla retta di pendenza  $d(c_2/T)/dM = +0.045$ . I valori medi di  $c_2/T$  per successivi valori di  $M$ , sia considerando tutte le stelle della Tab. I, sia escludendo le stelle segnate con \* (ma, in ogni caso, per  $K$  compreso fra 7 e 85), sono riportati nella Tab. X.

(1) G. CROCHINI, "Pubbl. del R. Osserv. astron. di Merate (Como)", n. 5, 1931 (pag. 88).

Il tenere conto delle stelle escluse, aumenta notevolmente la dispersione dei punti nella fig. 4, ma non modifica sostanzialmente l'andamento medio di  $c_2/T$  con  $M$ . Un risultato sostanzialmente analogo si otterrebbe, del resto, anche non riducendo  $c_2/T$  al valore  $K=0$ ; segno che si verifica un compenso, non certo prevedibile.

Comunque, sembra che effettivamente, per le stelle A, con l'aumento dello splendore assoluto il colore tenda verso l'azzurro, anzi che verso il rosso (1).

TABELLA X. — Dipendenza del colore dalla grandezza assoluta.

M	Stelle Tab. I			Stelle Tab. I, escluse le *		
	$c_2/T$	n.	peso	$c_2/T$	n.	peso
- 1.0	0.643	2	7	0.643	2	7
- 0.9	.679	4	8	.621	3	7
- 0.8	.623	3	14	.623	3	14
- 0.7	.698	5	16	.684	4	12
- 0.6	.616	3	7	.664	2	4
- 0.5	.679	8	21	.677	6	17
- 0.4	.640	13	40	.664	11	33
- 0.3	.641	19	55	.645	18	54
- 0.2	.689	29	63	.694	25	59
- 0.1	.672	29	98	.649	26	88
0.0	.683	24	74	.686	22	71
+ 0.1	.654	29	71	.653	27	68
+ 0.2	.712	21	72	.731	20	67
+ 0.3	.709	18	47	.670	14	38
+ 0.4	.723	22	56	.693	16	46
+ 0.5	.752	8	17	.707	6	14
+ 0.6	.821	6	12	.694	4	8
+ 0.7	.756	7	12	.756	7	12
+ 0.8	.76	1	2	—	—	—
+ 1.0	.916	2	4	.67	1	1
+ 1.1	.862	2	4	.63	1	2
+ 1.2	.96	1	3	—	—	—

L'influenza della dispersione delle grandezze assolute sulla dispersione del colore, se si accettano i risultati ora raggiunti, non è trascurabile. Noi possiamo ammettere che, entro ciascuna sottoclasse A, la dispersione delle grandezze assolute sia dell'ordine di  $\pm 0^m.8$  (in buon accordo con quella

(2) Questo risultato, che contraddice quello di ABRAMS e ÖPIK, non è del resto inatteso: vedi, per es., B. STICKER, "Z.f.Phys.", 61, 1930 (p. 557) e W. BECKER, "Veröff. Berlin-Babelsberg", X, 6, 1935 (pag. 21).

ammessa da ABRAMS e ÖPIK,  $\pm 0^m.74$ ); ne segue, tenendo presente il valore di  $d(c_2/T)/dM = + 0.045$ , che la corrispondente dispersione del colore è  $\Delta(M) = \pm 0.036$ . Questo valore coincide quasi esattamente con quello adottato da ABRAMS e ÖPIK, perchè è indipendente dal segno, qui positivo, di  $d(c_2/T)/dM$ .

Possiamo concludere che, tenendo conto di questo effetto, la dispersione del colore osservata,  $\Delta(O') = \pm 0.089$  <sup>(1)</sup> viene ad accordarsi perfettamente con quella ottenuta conglobando la dispersione dovuta agli errori di osservazione,  $\Delta(O') = \pm 0.080$  <sup>(1)</sup>, con  $\Delta(M)$ ; si ottiene, infatti:  $\Delta(O'') = \pm 0.088$ . La conclusione di ABRAMS ed ÖPIK circa il contenuto di Ca delle stelle A può dunque essere mantenuta in linea di massima, ritenendo che la maggior parte delle stelle in considerazione (a parità di classe spettrale e grandezza assoluta) abbiano effettivamente un'abbondanza costante di Ca; salvo che le stelle sospette di un'abbondanza anomala sono probabilmente più del 3%. Poichè le stelle che abbiamo escluso rappresentano meno del 18% delle stelle considerate e, come abbiamo già detto, le stelle sospettabili di un'anomalo contenuto di Ca raggiungono l'8%, si può ritenere almeno doppio di quello concluso da ABRAMS e ÖPIK il numero delle stelle che presumibilmente presentano questa anomalia.

## 8 - Classificazione delle stelle A in base all'intensità di K

Se ora, in base ai risultati delle Tab. VI e IX rappresentiamo i valori medi di K e di  $c_2/T$  in funzione della classe spettrale nel sistema H.D., per le stelle normali, si rileva subito che, indipendentemente dall'esclusione di stelle, ad un ordinamento uniforme delle sottoclassi da B9 ad F0, non corrisponde una variazione uniforme nè di K nè di  $c_2/T$  (v. fig. 5). In altre parole, questi parametri - che ormai sappiamo strettamente connessi da una relazione lineare <sup>(2)</sup>, come è dimostrato dai residui indicati nelle ultime colonne delle Tab. VI e IX - non variano uniformemente con le sottoclassi H.D.; mentre appare logico di richiedere che ad una variazione uniforme delle sottoclassi spettrali corrisponda una variazione uniforme di  $c_2/T$  e quindi anche di K.

Un tale perfezionamento della classificazione di H.D. appare necessario anche sotto altri punti di vista, come: 1) la precisazione della sottoclasse spettrale, che nel sistema H.D. è attribuita a stima, indispensabile per l'ulteriore studio e deduzione di metodi di determinazione di grandezze

(1) Cfr. col § 6.

(2) Y. ÖHMAN, in "Medd. astr. Observ. Upsala", n. 48, pag. 76-79, 1930, osserva che la intensità della riga K, pure potendo essere considerata come una buona misura di temperatura, non è sempre così significativa. La presente ricerca è in sostanziale accordo con questa osservazione, la quale, peraltro, non deriva da una discussione approfondita della relazione fra l'intensità di K e un equivalente del colore, ma dal semplice esame della dispersione grafica dei punti nel diagramma (K; C). E' l'osservazione che si potrebbe fare guardando semplicemente la fig. 1 del presente lavoro.

assolute e parallassi spettroscopiche; 2) il riempimento dei vuoti esistenti nel sistema H.D., fra A0 e A2, A3 e A5 e specialmente fra A5 e F0.

Il perfezionamento di classificazione che qui viene proposto consiste nel lasciare sostanzialmente al loro posto, in media, le classi fondamentali A0 e F0, conformemente al sistema H.D. (e quindi, praticamente, anche la classe B9) e nell'attribuire le sottoclassi intermedie, A1, A2, . . . , A8, A9, in corrispondenza di una variazione uniforme dell'intensità di K.

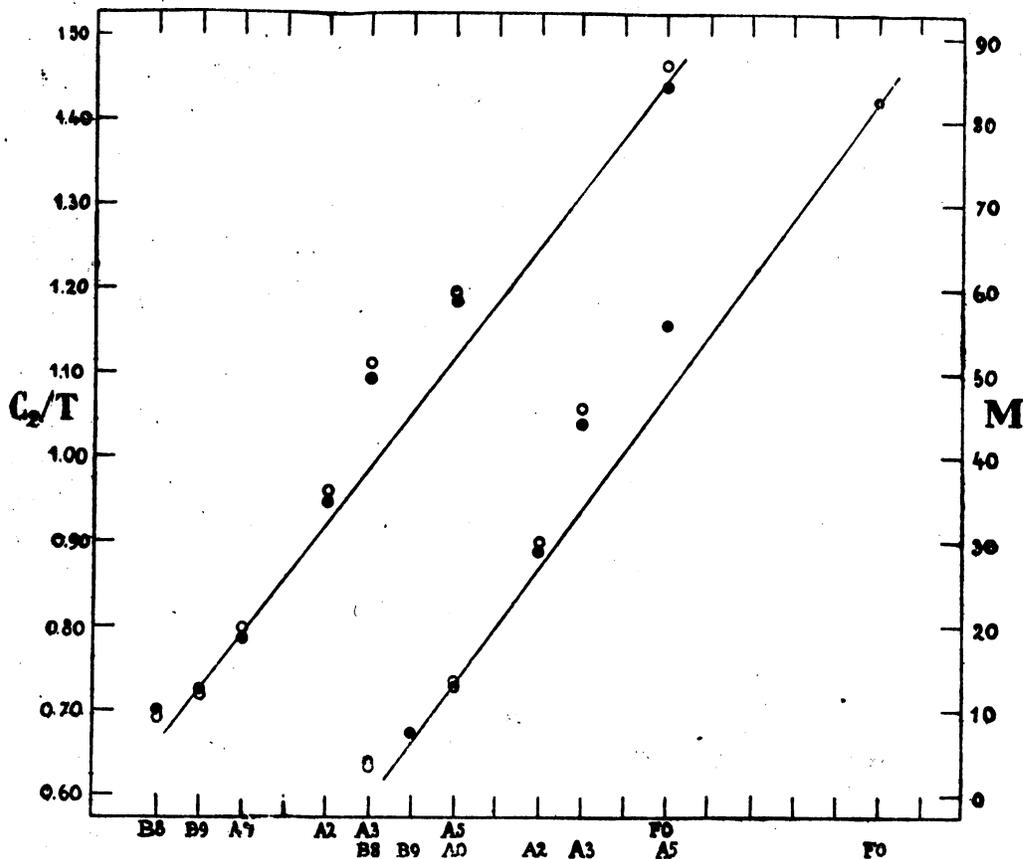


Fig. 5. — Relazioni fra la classe spettrale H.D. e  $c_2/T$  e K. Cerchi vuoti e pieni in corrispondenza dei dati riassunti per le stelle normali nelle Tab. VI e IX rispettivamente. Le due rette corrispondono a variazioni lineari di  $c_2/T$  e di K fra le classi estreme A0 e F0 H.D.

In questo sistema di classificazione, le sottoclassi A2, A3, A5 di H.D. risultano spostate in avanti, rispettivamente, di 0.5, 1.5 e 1.0 sottoclassi, come è dimostrato dalla fig. 5. Una visione d'insieme, inoltre, della nuova classificazione in confronto di quella H.D., è data dalla fig. 6, in cui figurano, distinte con cerchi pieni e vuoti, tutte le stelle della Tab. I, i cerchi vuoti riferendosi alle stelle escluse. Si vede che, nella maggior parte dei casi, le stelle escluse subiscono i maggiori spostamenti di classe; ma è chiaro che, per queste stelle, è opportuno di considerare, oltre la classifi

cazione in base al criterio fondamentale della riga K, altre caratteristiche spettrali, certamente presenti, che le differenziano dalle stelle ordinarie.

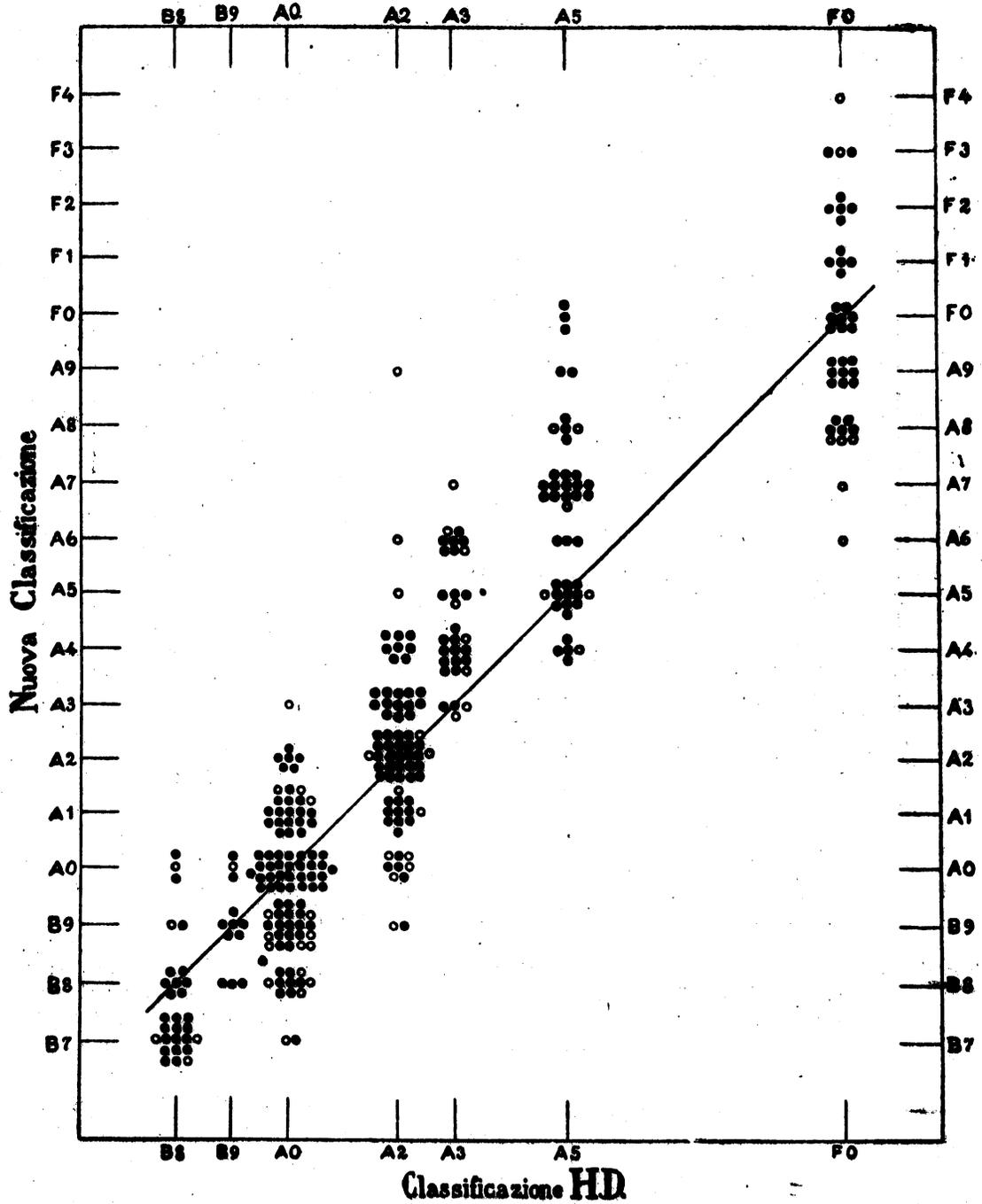


Fig. 6. — Confronto fra la classificazione H.D. e l'attuale, fondata sulla variazione uniforme dell'intensità di K. I cerchi vuoti si riferiscono alle stelle escluse dalla Tab. I; contrassegnate con #.

L'intensità di K non è certamente sufficiente per stabilire con la necessaria sicurezza la sottoclasse spettrale sia per le stelle B8-9, sia per le stelle F0, e per le stelle di classe A avanzata. Provvisoriamente, il raccordo con le classi B ed F è stato fatto, nella fig. 6, estrapolando i valori di K; dall'esame dei criteri di classificazione delle stelle B ed F, i raccordi saranno precisati ulteriormente in altre pubblicazioni.

Nella Tab. XI sono indicati, per la nuova classificazione proposta, i limiti di K entro i quali è definita ciascuna sottoclasse, unitamente ai valori di K di massima frequenza entro ogni classe H. D. e le medie dei  $c_2/T$ , corrispondenti al K medio per ogni sottoclasse.

TABELLA XI. — *Limiti di K per la nuova classificazione.*

Classi	Limiti di K	K medio	K di max frequenza (classi H.D.)	$c_2/T$ medio
B8	$4 \leq K \leq 6$	5	4	
B9	7            9	8	7	0.72
A0	10           16	13	10	0.79
A1	17           23	20	—	0.86
A2	24           30	27	30	0.92
A3	31           37	34	40	0.99
A4	38           44	41	—	1.05
A5	45           51	48	48	1.12
A6	52           57	54	—	1.18
A7	58           64	61	—	1.25
A8	65           71	68	—	1.31
A9	72           78	75	—	1.38
F0	79           85	82	76	1.45

Tenendo ora conto dell'e.m. con cui può essere determinata l'intensità di K, formula [9], si vede facilmente che l'assegnazione delle nuove sottoclassi spettrali, nel caso in cui si siano misurati 4 spettri, viene fatta con notevole precisione, quando non intervengano cause sistematiche perturbatrici: l'e.m. di K cresce, da A0 a F0, da 2.0 a 4.3, il che significa commettere l'e.m. inferiore ad una sottoclasse fin ad A4, e un e.m. compreso fra 1.0 e 1.4 sottoclassi fra A5 ed F0. Fra A5 ed F0, però, si possono e si debbono fare intervenire i criteri di classificazione scelti per le stelle F, e le classi che saranno assegnate in definitiva a queste stelle avranno una precisione maggiore, paragonabile a quella delle prime classi A.

## 9 - Confronto con altre classificazioni e conclusione

La classificazione proposta - la prima in cui viene considerata l'intensità di righe spettrali, invece del loro rapporto <sup>(1)</sup> - gode della proprietà

(1) Nell'intervallo  $A_0 - A_1$ , E. T. R. WILLIAMS ("Harv. Circ.", n. 348, 1929) aveva proposto precedentemente una rifinitura delle classi spettrali H.D. prendendo in considerazione due indici di temperatura:  $c_1/T$  e l'assorbimento totale della riga K.

fondamentale che caratterizza ed ha reso di adozione universale la classificazione H.D. : è, cioè, una classificazione per temperature. Ne è interessante il raffronto col primo tentativo di classificazione accurata delle stelle A, già fatta su un materiale in parte corrispondente all'attuale, mediante il rapporto fra le larghezze delle righe K e  $H + H_2$ , misurate col micrometro <sup>(1)</sup>; rapporto che, per quanto è stato qui osservato, deve inevitabilmente condurre a fare avanzare le classi delle stelle c, le quali, del resto, avendo caratteristiche proprie, debbono comunque considerarsi a parte.

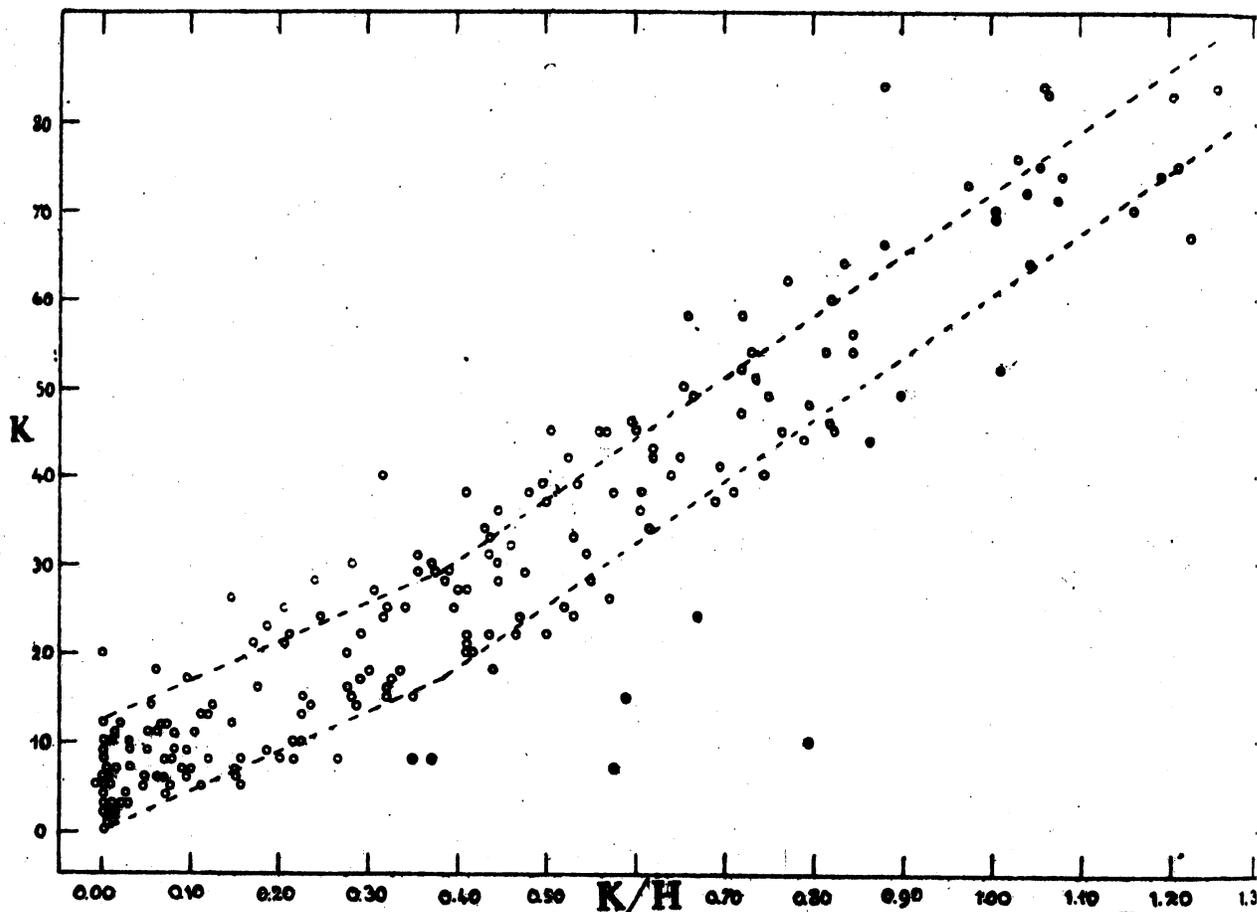


Fig. 7. — Diagramma  $(K/H + H_2, K)$ . I cerchi pieni si riferiscono alle stelle c. Le due spezzate tratteggiate delimitano la zona entro la quale le classificazioni fatte in base al rapporto  $K/H + H_2$  e in base a K differiscono di una sottoclasse spettrale.

Le due classificazioni sono indipendenti: inoltre, quella fondata sul rapporto  $K/H + H_2$  aderisce il più possibile a tutte le sottoclassi H.D., mentre quella fondata sull'intensità di K risponde al principio di una uniforme interpolazione solo fra le classi A0 e F0 H.D. Il loro confronto, me-

(1) G. CROCHINI e G. B. PACELLA, *Classificazione spettrale di 400 stelle dei tipi A ed F*, in "Pubbl. del R. Osserv. astron. di Merate", n. 3, 1929.

dante il diagramma della fig. 7, mostra due particolarità: 1) una corrispondenza non rappresentabile con una sola retta, ma con due rette, conseguenza evidente del differente modo, ora detto, di interpolare fra le classi H.D.; 2) la tendenza, nella prima classificazione, ad una sottovalutazione del rapporto  $K/H + H_e$  per valori molto piccoli di K, di scarsa importanza, in quanto, in questi casi, la classificazione non può essere solo fondata su K o sul rapporto  $K/H + H_e$ . La cosa importante, invece, è che, escluse le

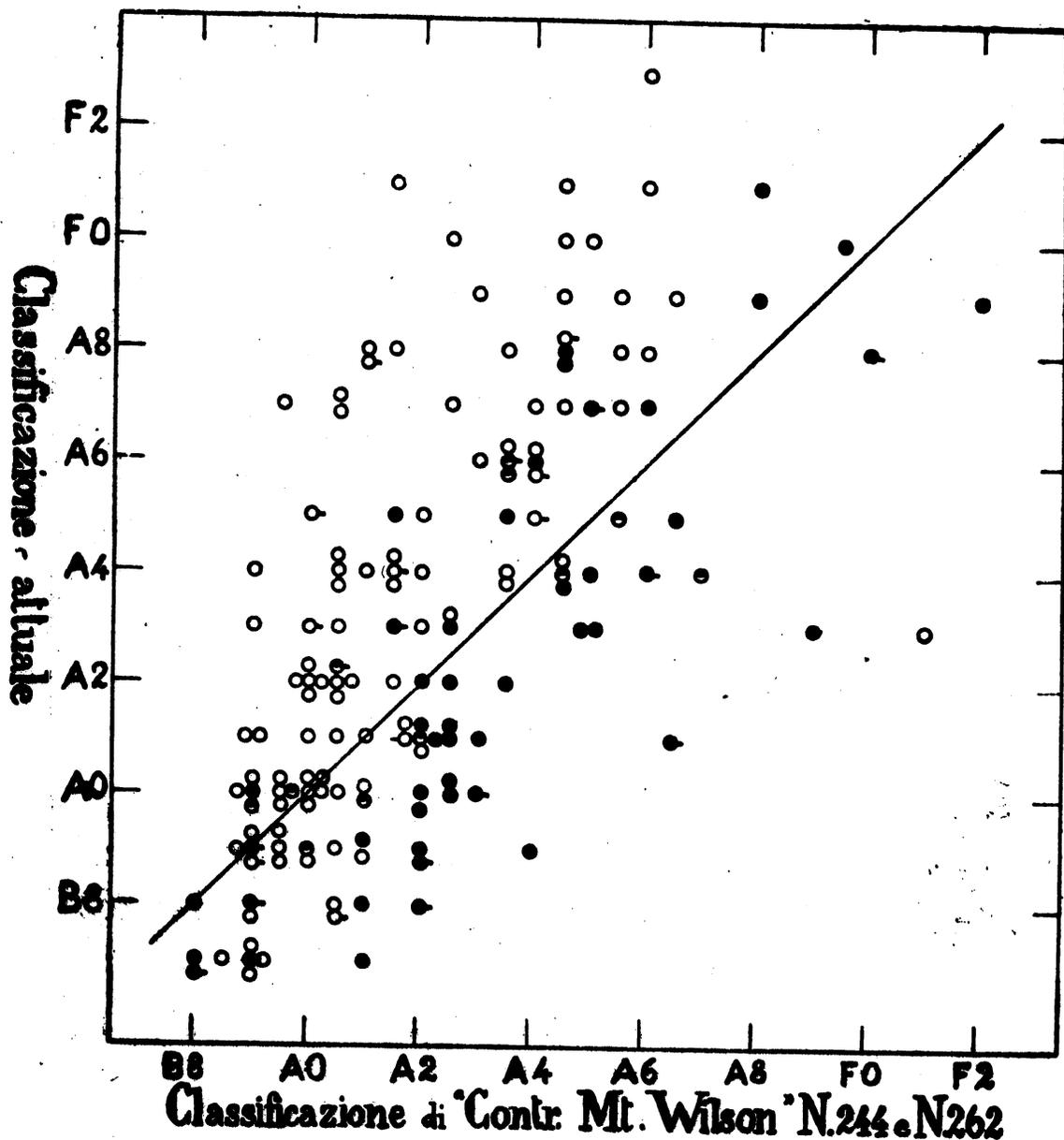


Fig. 8. — Confronto fra la classificazione di "Mt. Wilson Contr.", n. 244 e 262 e la classificazione attuale, fondata sulla variazione uniforme dell'intensità di K. I cerchi pieni, semipieni e vuoti si riferiscono rispettivamente alle stelle s, s<sub>1/2</sub>, s<sub>2</sub>; un tratto laterale indica le stelle escluse dalla Tab. I, contrassegnate con \*.

stelle  $c$  (rappresentate da cerchi pieni) - oltre naturalmente le stelle, che qui non interessano, classificate oltre F0 con l'uno o con l'altro dei due criteri - le due classificazioni sono in notevole accordo. Ciò risulta, evidentemente, quando si varino sistematicamente le denominazioni di alcune sottoclassi intermedie per farle aderire in blocco alle nuove denominazioni <sup>(1)</sup> (alterazione, in fondo, di carattere formale e non sostanziale): difatti, per

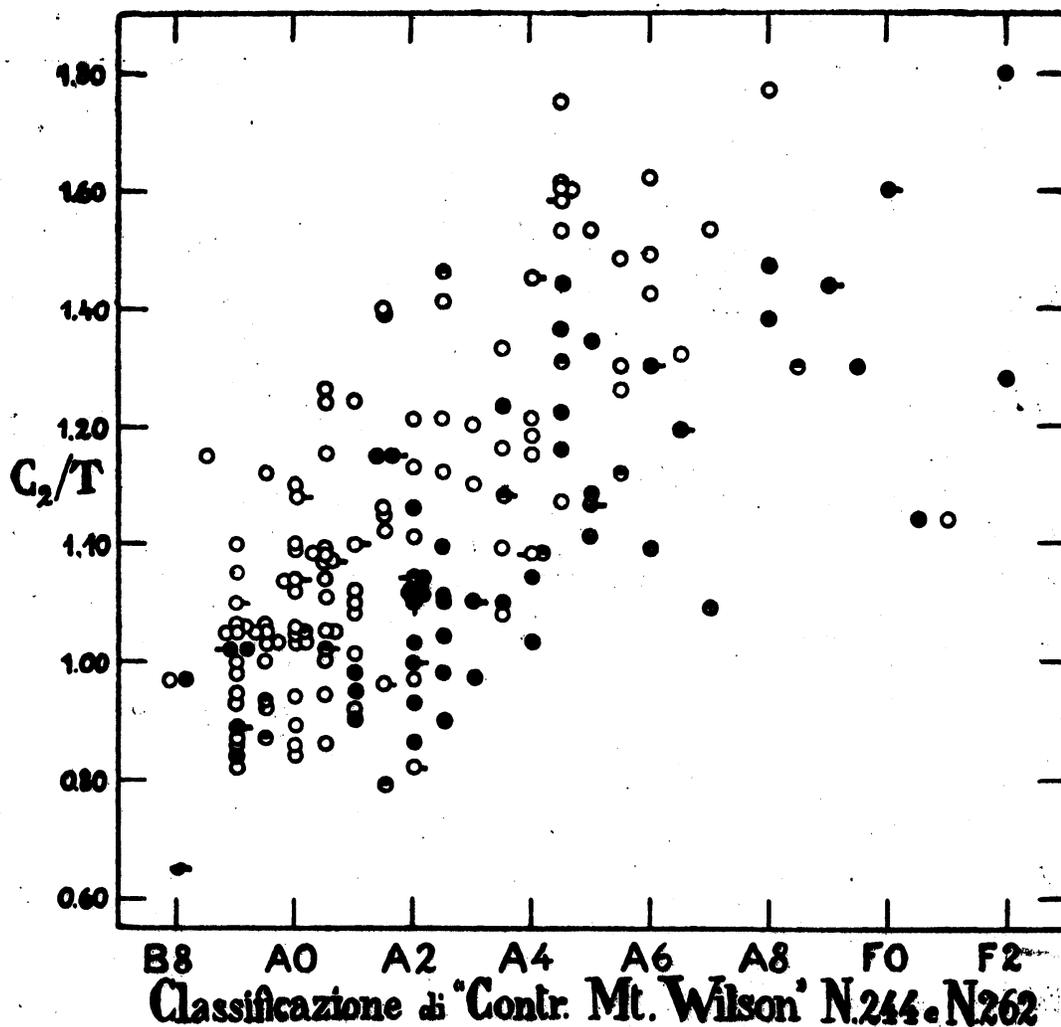


Fig. 9. — Diagramma (classe Mt. Wilson,  $c_2/T$ ). Cerchi come nella fig. 8.

tutte le stelle entro le rette tratteggiate, lo spostamento di classe nei due sistemi raggiunge, al massimo, una sottoclasse. L'interesse di questo con-

(1) Ciò si ottiene definendo le nuove sottoclassi in base ai seguenti intervalli del rapporto  $K/H + H_1$ : B9 ( $\leq 0.08$ ); A0 (0.09-0.23); A1 (0.24-0.38); A2 (0.39-0.48); A3 (0.49-0.58); A4 (0.59-0.68); A5 (0.69-0.78); A6 (0.79-0.87); A7 (0.88-0.97); A8 (0.98-1.07); A9 (1.08-1.17); F0 (1.18-1.27).

fronto è notevole, in quanto la classificazione attualmente proposta richiede l'esame microfotometrico degli spettri e quindi non sempre potrà essere agevolmente impiegata, mentre quando si abbia in vista la sola classificazione spettrale si potrà usare - escludendo le stelle *c* - il criterio del rapporto  $K/H + H_e$  che è di più semplice applicazione.

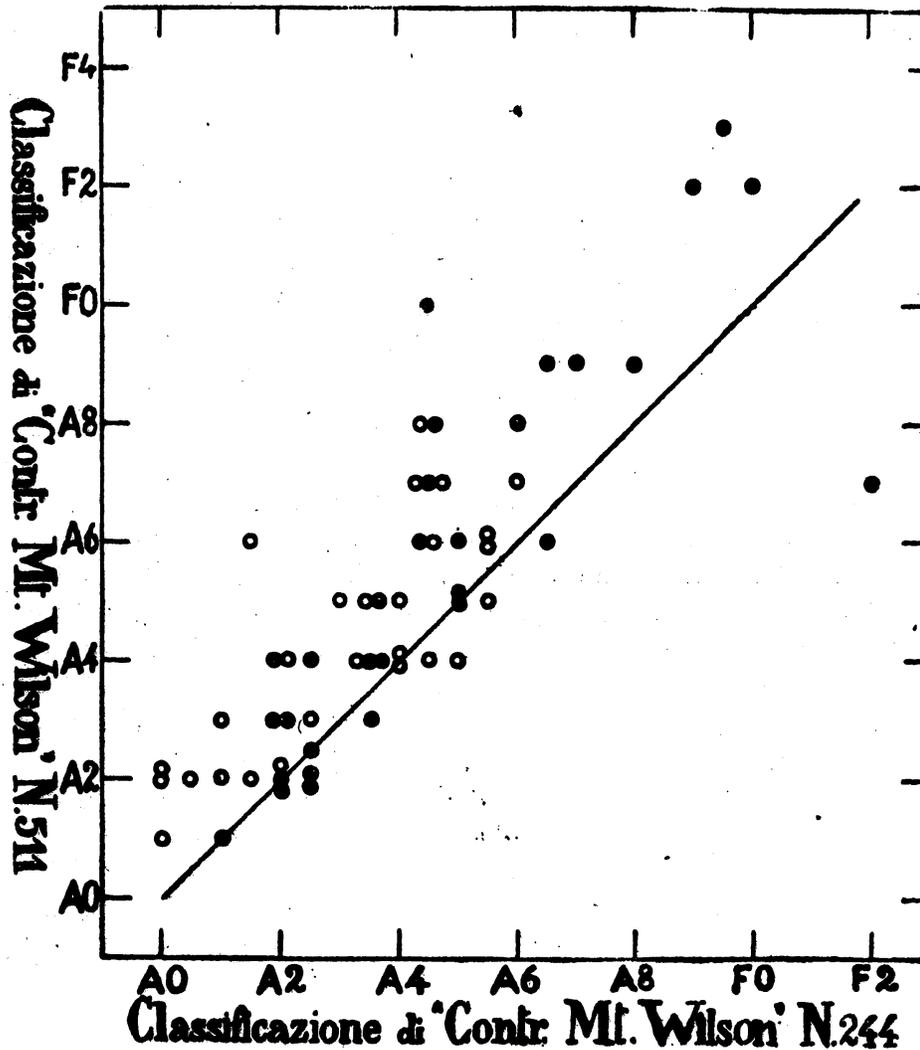


Fig. 10. — Confronto fra le classificazioni di "Mt. Wilson Contr. ", n. 244 e 511. Cerchi come nella fig. 8. Stelle della Tab. I.

Di grande interesse è pure il confronto con la classificazione introdotta a Mt. Wilson da ADAMS e JOY, per la determinazione delle grandezze assolute spettroscopiche delle stelle A (1). La fig. 8 illustra questo confronto, fatto considerando la media delle sottoclassi concluse separatamente dai due AA. (talvolta con scarti notevolissimi): la separazione fra le stelle *s* e *n* è, quasi senza eccezione, netta e decisa. Appare chiara la sistemazione delle

(1) "Mount Wilson Contrib. ", n. 244 (v. anche n. 262), 1922.

stelle  $n$  (a righe nebulose) in classi precedenti, rispetto alle attuali, con uno spostamento che, partendo da zero per le attuali classi B9, arriva fino a 5 sottoclassi per le F0; per le stelle  $s$  (a righe meglio definite), sussiste invece la tendenza ad un avanzamento di classe, più sensibile per le prime sottoclassi, per la quale le A0 sono avanzate in media ad A2. La fig. 8, nel suo complesso, mostra una grande dispersione di punti, e quindi una sostanziale differenza fra le due classificazioni (1).

Questo fatto, quando si tenga presente che la classificazione di Mt. Wilson, basata sull'intensità delle righe metalliche - crescente da A0 ad ad F0 - e sull'aspetto  $s$  od  $n$  delle righe, dovrebbe essere ritenuta una classificazione per temperature (di ionizzazione), fa apparire invece che la differenza in grandezza assoluta fra le stelle  $s$  ed  $n$  della stessa classe sia puramente dovuta ad uno spostamento di classi, ordinate effettivamente per temperatura. Difatti le stelle  $n$ , in realtà appartenenti a classi più avanzate, hanno una grandezza assoluta media più debole delle stelle  $s$  della medesima sottoclasse di Mt. Wilson. Inoltre il diagramma di correlazione fra  $c_2/T$  e le classi di Mt. Wilson (fig. 9), mostra - in sostanziale accordo con la fig. 1 - un certo andamento medio della classe col colore per le stelle  $s$ , sia pure con maggiore dispersione rispetto alla classificazione qui proposta; ma le stelle  $n$  sono sistematicamente di colore più avanzato delle  $s$ . In ogni caso la correlazione col colore, specialmente per le classi da B9 ad A4, appare molto fiacca.

Fin qui mi sono riferito alla prima classificazione di Mt. Wilson per le stelle A. Senza particolari chiarimenti talune stelle A sono state riprese e inserite nel grande Catalogo di parallassi spettroscopiche di Mt. Wilson (2) assegnando loro una classe generalmente diversa da quella stabilita precedentemente da ADAMS e JOY, pur mantenendo immutati i criteri. Le stelle comuni alla Tab. I e a detto Catalogo danno luogo al diagramma della fig. 10, che mostra un generale avanzamento delle precedenti sottoclassi, da una a tre sottoclassi; e il confronto fra il nuovo sistema di Mt. Wilson e la classificazione qui proposta in base all'intensità di K, fatto nella fig. 11, indica che le attuali A0-A5 sono tutte spostate in avanti (specialmente le stelle  $s$ ), mentre le attuali A6-F0 sono sostanzialmente spostate indietro (specialmente le stelle  $n$ ).

In sostanza si può concludere che la classificazione di Mt. Wilson per le stelle A, formulata su basi fisiche (intensità delle righe spettrali dovute agli atomi metallici), risulta invece, all'atto pratico, artificiosa, e priva della principale caratteristica che è costituita da un ordinamento delle stelle per temperatura (3).

*In conclusione*, il presente studio critico, fondato sull'esame dell'intensità della riga K in 322 stelle delle classi B8-F0 H.D., e del loro colore,

(1) Cfr. P. FAIRFIELD, "Harv. Circ.", n. 264, 1924.

(2) "Mount Wilson Contrib.", n. 511, 1935.

(3) Cfr. E. T. R. WILLIAMS, "Harv. Circ.", n. 348, pag. 31-32.

permette di stabilire:

- 1) un effetto presso che inapprezzabile del Ca interstellare sull'intensità di K per le stelle A, esclusa al più qualche supergigante;
- 2) una correlazione strettamente lineare fra l'intensità di K e il colore, data da  $c_p/T = 0.67 + 0.00930 K$ , quando si escludano il 18% delle stelle di colore anomalo o per arrossamento spaziale, o per molteplicità delle stelle e complessità dello spettro, o per incertezza dei dati di osservazione;
- 3) una dispersione del colore, per un dato valore di K, pienamente giustificata dagli errori di osservazione e dalla dispersione delle grandezze assolute;

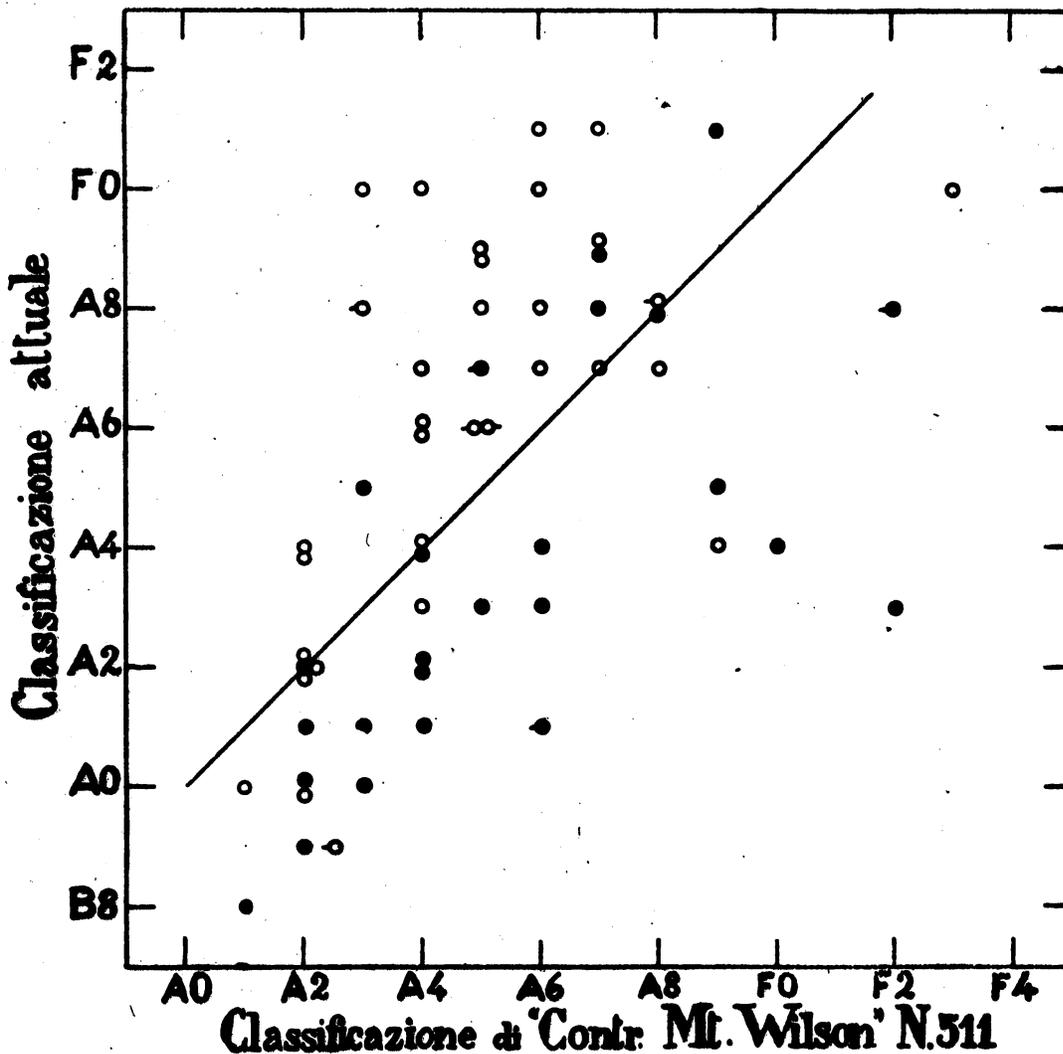


Fig. 11. — Confronto fra la classificazione di "Mt. Wilson Contr. ", n. 511 e quella attuale, fondata sulla variazione uniforme dell'intensità di K. Cerchi come nella fig. 8.

- 4) una relazione fra colore e grandezza assoluta opposta a quella valida per le stelle di classe avanzata, per le quali si verifica un arrossamento delle giganti in confronto delle nane della medesima classe;

5) un contenuto di Ca uniforme per la maggior parte delle stelle A, tranne forse l'8% delle stelle, che sono sospette di un contenuto anomalo di Ca;

6) la necessità di una precisazione e di una revisione della classificazione di H.D.: viene proposta una nuova classificazione in base all'intensità di K, nella quale la maggior parte delle stelle A vengono ripartite in sottoclassi con una certa uniformità e con la fondamentale caratteristica di un ordinamento per temperature (di colore).

Incidentalmente, nel corso del lavoro, il valore  $\Phi_0$  di  $\Phi$ , corrispondente allo zero del sistema di temperature di colore di Greenwich, viene a corrispondere - per  $c_2/T$  compreso fra 0.9 e 2.1 - a quello determinato da GEEAVES, DAVIDSON e MARTIN ( $\Phi_0 = 0.91$ ), non tenendo conto della determinazione di laboratorio della temperatura di colore della lampada di riferimento.

*Osservatorio astronomico di Torino  
(Pino Torinese) 1944.*