

CARATTERISTICHE GENERALI DELLE STELLE A RIGHE METALLICHE CONSIDERATE NEL QUADRO DELLE STELLE NORMALI

Nota di MARGHERITA HACK (*)

(Osservatorio astronomico di Merate - Centro di astrofisica del C. N. R.)

RIASSUNTO. — Nella prima parte, si studiano le caratteristiche generali delle stelle a righe metalliche: tipi spettrali indicati dallo spettro dell'idrogeno, delle righe metalliche e dalla K del calcio ionizzato, e relazioni esistenti fra essi; posizione delle stelle a righe metalliche nel diagramma di Russell; velocità spaziale e velocità di rotazione.

Si conclude che le stelle a righe metalliche occupano nel diagramma di Russell la posizione corrispondente ai tipi A6-F8 nella sequenza principale. Le velocità spaziali che non superano i 50 km/sec e l'alto numero di binarie presenti fra esse le indica come probabilmente facenti parte della popolazione prima.

Nella seconda parte, si considerano i risultati forniti dallo studio quantitativo di sette stelle a righe metalliche e di 16 stelle normali.

Le principali caratteristiche comuni a quattro su sette stelle a righe metalliche sono: le caratteristiche di supergiganti indicate dallo spettro di righe metalliche, e un apparente eccesso di idrogeno rispetto al Sole. Esse possono essere spiegate ammettendo la presenza di una atmosfera estesa. La caratteristica comune a tutte le stelle a righe metalliche, deficienza di elementi aventi il secondo potenziale di ionizzazione compreso fra 12 e 15 eV, può essere spiegata da una deviazione dal meccanismo elementare di ionizzazione. Comune pure a tutte le sette stelle a righe metalliche è l'alta velocità di turbolenza.

Nella terza parte, si cercano dei criteri quantitativi che funzionino da terzo parametro oltre al gradiente e allo spettro dell'idrogeno, in grado cioè di distinguere le caratteristiche delle stelle a righe metalliche dalle stelle normali aventi la stessa temperatura effettiva e gravità. Tale parametro può essere fornito oltre che dall'intensità della K del calcio ionizzato, dai rapporti 4077 Sr II / 4163 Ti II e 4077 Sr II / 4227 Ca + Fe I.

ABSTRACT. — The general characteristics of the metallic lines stars are studied. A correlation among the spectral types given by the hydrogen lines, the K line and the metallic lines is found. The most probable absolute magnitude is between + 1.5 and + 2.5. The velocities relative to the Sun, and the high number of binary stars indicate that they are very probably members of Population 1.

The results given by the quantitative analysis of seven metallic lines stars and sixteen normal stars are examined. A high turbulence and a deficiency relative to the Sun for Ca, Ti, Sc, Zr, Mg, V are found for all the metallic lines stars here studied. Values for the electron pressure and for the continuous absorption coefficient, proper of the supergiant stars are found for four metallic lines stars. An apparent excess of hydrogen relative to the Sun is found for the same four stars. The hypothesis of a shell and of an excess of second ionization can explain the peculiarities of these stars.

The intensities of the K line and the ratios of intensities, 4077 SrII/4163 Ti II and 4077 Sr II/4227 Ca I + Fe I can be used as parameters, which distinguish the metallic lines stars from the normal stars having the same values for the effective temperature and the gravity.

(*) Ricevuta il 12 luglio 1956.

INTRODUZIONE

Fra le stelle di tipo A ed F si trovano parecchi gruppi di stelle così dette peculiari, che cioè nel piano temperatura effettiva, gravità, occupano la stessa posizione delle stelle normali, ma presentano delle particolarità spettrali che le differenziano da queste, e che non sono spiegabili in base al solito modello d'atmosfera in equilibrio idrostatico, radiativo e termico locale, avente per parametri un dato valore della temperatura effettiva e della gravità, e una composizione chimica standard assunta eguale per tutte le stelle. Questi gruppi sono precisamente: quello delle stelle magnetiche, di tipi compresi fra B8 e F, per le quali l'anormale intensità di alcune righe spettrali e la loro variabilità può essere spiegata dalla presenza di un campo magnetico generale; quello delle stelle a righe forti e quello delle stelle a righe deboli, di tipi F, G, le cui anomalie sono probabilmente da ricondursi a differenze di composizione chimica, e a un diverso luogo d'origine, e cioè come appartenenti ai due diversi tipi di popolazione; e infine quello delle stelle a righe metalliche. Quest'ultime caratterizzate dal presentare uno spettro di righe metalliche proprio del tipo F0 - F5 e una K del Ca II di intensità eguale a quella dei tipi A1-A5, sono uno dei gruppi più interessanti fra tutte le stelle peculiari, perchè *a*) nessuna spiegazione completamente plausibile delle loro anomalie è stata ancora trovata *b*) perchè esse sono state studiate principalmente in modo qualitativo, e una sola ricerca quantitativa è stata svolta prima delle nostre, da Greenstein, su τ U Ma; essa mette in luce molte particolarità che non appaiono ad un esame soltanto qualitativo.

SCOPO DELLA PRESENTE RICERCA.

Il primo passo verso l'interpretazione degli spettri delle stelle a righe metalliche consiste nella ricerca di tutti quei dati sulla loro costituzione fisica e chimica che lo studio spettrografico può dare, e nel confronto delle loro caratteristiche con quelle delle stelle normali che occupano all'incirca la stessa posizione nel diagramma di Russell. Perciò nei precedenti lavori (¹⁻⁷) si sono studiate quantitativamente le atmosfere di 6 stelle a righe metalliche e di 12 stelle normali di tipi A ed F. I risultati di queste ricerche e delle ricerche eseguite da Greenstein (⁸⁻¹⁰) per τ U Ma e per altre 5 stelle normali di tipo F permettono di inquadrare un discreto numero di stelle a righe metalliche in un gruppo abbastanza completo di stelle normali di diversi tipi e luminosità, mostrando con dati quantitativi in cosa si accostano alle stelle normali e in cosa se ne differenziano dando così modo di stabilire quale criterio possa più convenientemente essere impiegato per caratterizzare il terzo parametro, che, a parità di temperatura effettiva e gravità, le differenzi dalle stelle normali e dagli altri gruppi di stelle peculiari.

Il materiale spettrografico che è stato alla base di questa ricerca, è stato da noi preso allo spettrografo Zeiss, applicato al riflettore da 1 m dell'Osservatorio di Merate. La dispersione impiegata è stata la media, 35 Å/mm ad H_{γ} , che permette di arrivare a stelle di 5^m con pose di 2^h circa, ed è abbastanza grande da permettere uno studio quantitativo accurato. Per controllo delle possibilità della media dispersione si è studiato lo spettro di α Per (⁶) e si sono confrontati i risultati con quelli di Greenstein (⁸) ottenuti con una dispersione di 2.8 Å/mm e di Wright (¹¹) (circa 6 Å/mm). Il risultato è che, scegliendo opportunamente le righe non blend (e la scelta è stata fatta cercando con l'aiuto degli atlanti di Hiltner e di microfotogrammi di spettri a gran dispersione di FF Aq1, quelle righe abbastanza isolate da restar tali anche con la dispersione minore), è possibile ottenere numerose informazioni sulla struttura fisica e chimica dell'atmosfera, impiegando il metodo della curva di crescita.

PROPRIETA' GENERALI DELLE STELLE A RIGHE METALLICHE.

Morgan e la sua scuola danno l'elenco di tutte le stelle a righe metalliche (rm) oggi conosciute, di grandezza apparente inferiore alla 6^m e i tre tipi spettrali loro attribuiti in base all'intensità della K del Ca II, delle righe dell'idrogeno e delle righe metalliche (¹², ¹³).

Nella Tabella I riportiamo l'elenco di queste stelle insieme con tutti i dati che su di esse si è potuto raccogliere nella letteratura.

Le grandezze assolute sono state calcolate impiegando i valori delle parallassi trigonometriche date nel catalogo di Yale del 1952 (¹⁴). Quando l'errore nella parallasse è tale da dar luogo ad un errore nella grandezza assoluta superiore a $\pm 1^m$, si è calcolato la grandezza assoluta anche impiegando i valori delle parallassi spettroscopiche date dal catalogo di Schlesinger (¹⁵).

I valori delle velocità radiali date nel catalogo di velocità radiali di Lick (¹⁶), insieme ai moti propri e alle parallassi date dai cataloghi di Yale (¹⁴, ¹⁵) sono stati impiegati per determinare le velocità spaziali rispetto al Sole, delle stelle rm.

Nel calcolo della velocità tangenziale dalla nota relazione

$$v_t = 4.74 \frac{\mu}{\pi}$$

per valore della parallasse si è preso quello della trigonometrica quando l'errore nella grandezza assoluta era inferiore a $\pm 1^m$, e quello della spettroscopica in tutti gli altri casi.

Le velocità di rotazione sono state determinate da Slettebak (¹⁷, ¹⁸) i tipi spettrali sono quelli dati da Morgan, i gradienti corrispondenti all'intervallo spettrale 4250 - 6250 Å sono stati determinati a Greenwich (¹⁹), ed è pure dato il tipo spettrale corrispondente a questi ultimi. La raccolta di questi dati permette di trarre le seguenti considerazioni:

TABELLA I

Stella	M trig.	M sp.	π trig.	π sp.	μ	v_r	V	V rot.	Φ	Sp (K)	Sp (H)	Sp (M)	Sp (Φ)	Note
ζ Lyr. A	1.29 ± 1.00		0.025	0.024	0.030	-26.0	26.6	30	1.42	A 4	A 7	F 0	A 8	bin sp.
ξ Cep.	1.87 ± 0.86		29	29	229	-	38.5	50	1.62	A 2	F 0	F 5 IV - F 0 II-III	A 2	bin sp.
δ Cep.	1.88 ± 0.78		32	29	53	-	9.3	40	1.37	A 6	A 8	F 5 IV - F 0 II-III	F 2	bin sp.
τ U. ma		0.54		14	122	-	41.5	<25	1.90	A 5	F 0	F 6 II	A 7	bin sp.
μ Ori	1.39 ± 0.74		27	29	36	+42	42.5	20	1.35	A 3	A 8	A 7	A 8	bin sp.
88 Tau	1.78 ± 0.84		30	27	69	+29.2	31.0	<25	1.28	A 3	A 8	A 7	A 8	bin sp.
ω Tau		2.20		30	66	+15.9	19.0	60	1.45	A 2	F 0	F 5 IV - F 0 II-III	A 6	bin sp.
α Gem B	2.15 ± 0.28		72	75	201	+1.2	13.5	15		A 1	A 5	A 5	A 9	bin sp.
63 Tau		1.68		16	114	+36.4	49.5			A 1	F 0	F 5 IV - F 0 II-III	A	bin sp.
ζ^2 U ma	1.86 ± 0.81		37	48	131	-	19.2	75		A 2	A 8	A 7	A	bin sp.
HR 1519		1.58		17	69	+38.8	43.4			A 2	A 7	F 0 IV		bin sp.
16 Ori	-0.58 ± 8.3		6	16	74	+38.8	44.6			A 2	A 9	F 2 IV		bin sp.
15 U ma		1.42		29	132	-	21.5	30	1.70	A 2	F 0	F 5 IV - F 0 II-III	F 4	bin sp.
60 Tau		1.89		13	118	var.				A 5	F 0	F 2		bin sp.
HR 1403		1.36		16	118	+35.9	50.1			A 5	F 0	F 2		bin sp.
HR 4646	2.27 ± 0.93		27	16	118	+35.9	50.1			A 5	F 0	F 2		bin sp.
δ Cap	2.08 ± 0.46		65	28	23	+0.3	4.0			A 5	F 2	F 5 IV	F 3	bin sp.
d^2 Vir	0.80 ± 3.65		11	59	395	-	29.7		1.65	A 6	F 2	F 5 IV - F 0 II-III	F	bin sp.
60 Leo	-0.30 ± 3.65		11	24	110	-	23.5	28		A 6	F 2	F 6 IV		bin sp.
ζ Eri	1.40 ± 2.5		20	17	29	-	14.8			A 1	A 5	A 5		bin sp.
λ Vir	-0.40 ± 4.5		10	21	43	var.		65		A 2	A 8	A 7		bin sp.
ν Oph	1.28 ± 1.36		22	23	83	-	72.4	65		A 2	A 8	A 7		bin sp.
25 ν^2 Dra	2.00 ± 1.15		26	29	168	-	35.0	50		A 2	F 0	F 5 IV - F 0 II-III		bin sp.
ϵ Ser	1.45 ± 0.86		35	41	140	-	21.4	35		A 3	A 5	F 0		bin
μ Aqr	0.20 ± 2.10		12	25	54	-	14.0	50		A 4	F 0	F 5 IV - F 0 II-III		
15 Vul	1.74 ± 1.40		25	25	56	-	24.7	<25		A 6	A 8	F 5 IV - F 0 II-III		

Tipo spettrale e gradiente.

Chiamiamo $Sp(H)$, $Sp(K)$, $Sp(M)$ e $Sp(\Phi)$ rispettivamente i tipi spettrali indicati dall'idrogeno, dalla riga K, dalle altre righe metalliche, e dai gradienti Φ . Nella fig. 1 sono riportate le relazioni $Sp(K) = f[Sp(H)]$; $Sp(M) = f[Sp(H)]$; $Sp(M) = f[Sp(K)]$; $Sp(H) = f[Sp(\Phi)]$. Si trova l'esistenza di una correlazione fra i diversi tipi spettrali che indica che quanto più è avanzato il tipo indicato da una caratteristica, tanto più avanzati sono in generale anche i tipi indicati dalle altre caratteristiche. Esprimendo il tipo in decimi di classe spettrale, posto $A0 = 1.0$, $A1 = 1.1 \dots F0 = 2.0$, $F1 = 2.1$ ecc. si trova

$$Sp(H)/Sp(K) = 1.5 \quad Sp(H)/Sp(M) = 0.9$$

Fra $Sp(K)$ e $Sp(M)$ si ha

$$Sp(M)/Sp(K) = 1.55$$

in buon accordo col valore che si ricava dalle due precedenti relazioni. La relazione fra $Sp(H)$ e $Sp(\Phi)$ è assai più incerta dato lo scarso numero di stelle per cui si conosce il gradiente. Sembra però che i punti si dispongano intorno ad una retta inclinata di 45° , da cui scartano notevolmente due sole stelle, τ U Ma e 15 U Ma; per queste però non si conosce che la parallasse spettroscopica, e per τ U Ma, che è quella che scarta di più, la parallasse è anche la più piccola di tutte; perciò si può pensare che il gradiente di τ U Ma e forse anche di 15 U Ma sia affetto da arrossamento interstellare con conseguente stima di un tipo più avanzato per $Sp(\Phi)$.

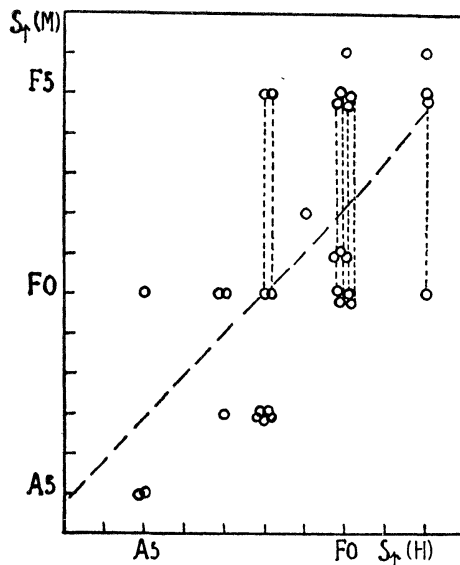


Fig. 1 a

Le stelle i cui $Sp(M)$ sono dati come F0 II-III o F5 IV sono indicati in figura da 2 punti corrispondenti ai 2 tipi, uniti dal segmento tratteggiato.

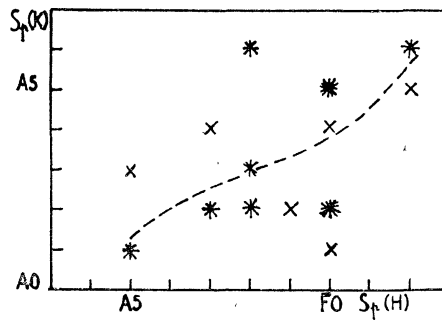


Fig. 1 b

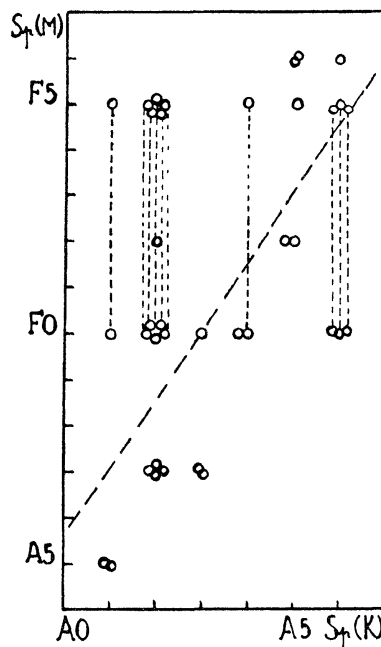


Fig. 1 c

Le stelle i cui $Sp(M)$ sono dati come F0 II-III o F5 IV sono indicati in figura da 2 punti, corrispondenti ai 2 tipi, uniti dal segmento tratteggiato.

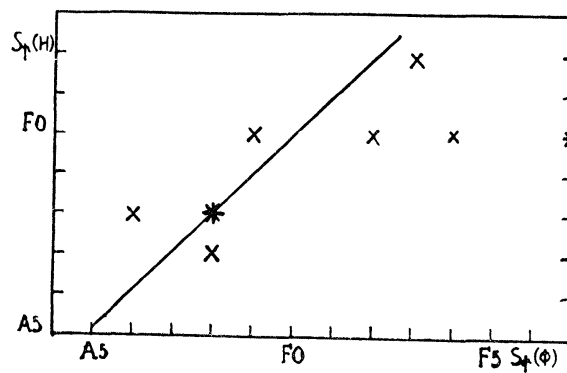


Fig. 1 d

In conclusione da queste relazioni fra i tipi spettrali e i gradienti sembra che $Sp(H)$ e $Sp(\Phi)$ concordino, il che era da prevedersi, perchè $Sp(\Phi)$ caratterizza lo spettro continuo della stella, il quale è essenzialmente funzione dello spettro continuo dell'idrogeno.

Quindi l'anomalia più vistosa resta quella ben nota della debole intensità della K, col conseguente stacco da mezza ad un'intera classe spettrale fra $Sp(K)$ e $Sp(H)$.

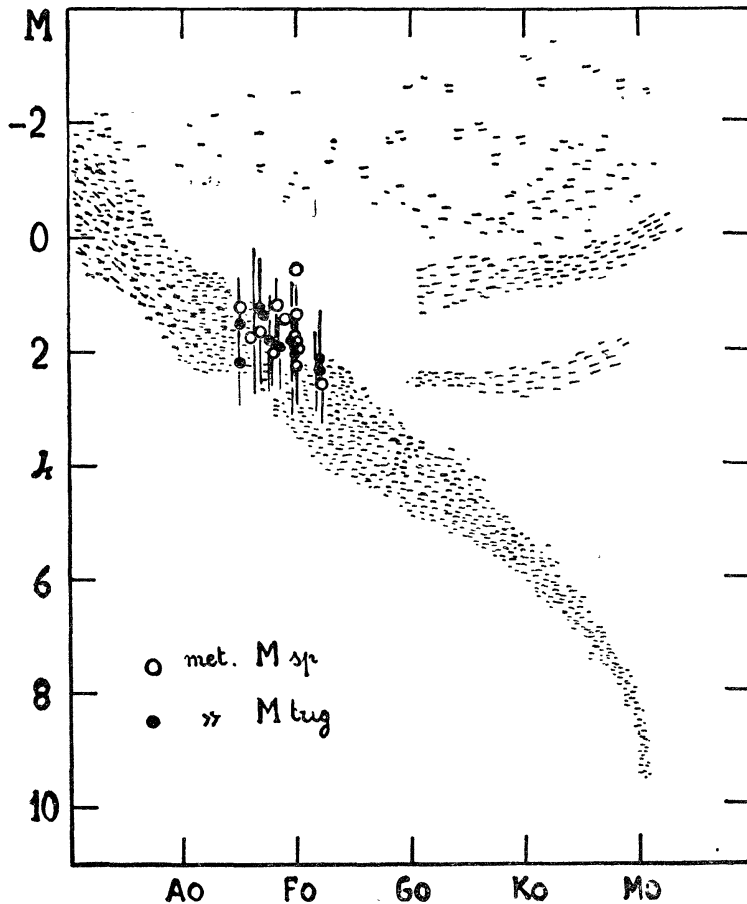


Fig. 2

Grandezze assolute.

Riportando i valori delle grandezze assolute in funzione del tipo spettrale $Sp(H)$ (che è il più indicato, insieme ai gradienti, a caratterizzare le caratteristiche fisiche di una stella, essendo l'idrogeno il costituente principale dell'atmosfera) si vede la dipendenza dal tipo spettrale e si stima che la striscia di incertezza per le grandezze assolute è compresa fra $+0.5$ e $+3.0$ e che la grandezza assoluta più probabile per le stelle a righe metalliche è compresa fra $+1.5$ e $+2.5$. In tal caso la loro posizione sul diagramma di Russell cade sulla sequenza principale (fig. 2) e

tenendo conto che questa è una striscia larga circa 1.5 grandezze, nella parte superiore della striscia, corrispondente alle stelle più luminose della sequenza principale. In classi di luminosità di Morgan sarebbero classificate IV.

Velocità spaziale rispetto al Sole.

Le velocità risultano tutte inferiori ai 50 km/sec, eccetto una: λ Vir ha una velocità di 72 km/sec. Ora se si ammette il consueto modello galattico, le stelle delle braccia spirali, o di popolazione I, descrivono orbite giacenti sul piano delle braccia e quindi poco inclinate sul piano galattico, mentre le stelle del nucleo, o di popolazione II, descrivono orbite con inclinazioni qualsiasi. Ne segue che le stelle di alta velocità sono quelle le cui orbite presentano una forte inclinazione rispetto al piano galattico e quindi presentano un'alta velocità rispetto alle stelle che descrivono orbite poco inclinate. Perciò la piccola velocità rispetto al Sole è condizione necessaria ma non sufficiente, di appartenenza alla popolazione I. La relativamente bassa velocità di tutte le componenti il gruppo delle stelle rm è comunque un punto a favore della loro appartenenza alla popolazione I.

Velocità di rotazione.

Le velocità di rotazione, determinate da Slettebak (¹⁷, ¹⁸) dallo studio dei profili delle righe spettrali, non sono molto alte e precisamente inferiori ai 50 km/sec ad eccezione di quattro che hanno velocità comprese fra 60 e 76 km/sec. Un diagramma dato da Slettebak (¹⁸) fornisce una relazione fra M_{bol} , T_{eff} e V_{rot} . I valori delle velocità di rotazione relativi alle stelle rm sono quelli propri delle stelle di tipo F3-F6.

Frequenza delle stelle binarie fra le stelle rm.

Fra le particolarità delle stelle rm va notato l'alto numero di binarie che si trova fra esse. Su 26 stelle rm soltanto 9 sono stelle singole; le altre sono tutte binarie, e numerose fra di esse le binarie spettroscopiche, tutte però con un solo spettro visibile.

Si ha perciò che più del 50% delle stelle rm sono doppie spettroscopiche e più del 60% sono doppie (spettroscopiche e visuali). Al contrario le stelle normali di grandezza inferiore alla 5^m, di classi A0-F5 hanno una percentuale di doppie spettroscopiche del 10%.

Tenuto conto che l'alta frequenza di stelle doppie è una caratteristica delle stelle di popolazione I, questo fatto, accoppiato ai valori delle velocità spaziali che non superano i 70 km/sec, indica che molto probabilmente le stelle a righe metalliche sono stelle di popolazione I.

TABELLA II

Stella	Spettro	ζT (Km/sec)	γ (sec ⁻¹)	θ_{ecc}	θH	θ_{eff}	Φ	Pe (dine/cm ²)	k	log g(M-L)	log gH	log g _{eff}	$\log \frac{N^*}{N} (H)$
ζ Lyr A	r m	3,8	5,810 ^s	0,93	0,6	0,61	1,42	4,8	0,04	3,5	4	2,2($\theta=0,8$)	0,60
ξ Cep	»	4,5	3,310 ^s	0,99	0,67	0,68	1,62	2,6	0,04	3,7	4	1,7 (0,8)	0,49
θ Cep	»	4,8	4,210 ^s	0,93	0,6	0,62	1,37	3,5	0,03	3,7	4	1,8 (0,8)	0,50
τ U Ma	»	4,0	1 10 ^s	0,91	—	0,68	1,90	1,0	0,02	3,5	4	1,6 (0,9)	0,40
μ Ori	»	8,7	1,310 ⁷	(0,72)	0,6	0,62	1,36	205	0,39	3,7	4	4,9 (0,7)	0,23
88 Tau	»	7,1	10,510 ^s	0,85	0,6	0,62	1,28	50	0,52	4,0	4,4	3,3 (0,65)	0,18
ω Tau	»	6,8	10 10 ^s	0,72	0,6	0,68	1,45	540	0,91	4,3	4	4,7 (0,6)	0,13
ι Peg	F 5 V	2,5	24 10 ^s	0,90	0,7	0,76	1,90	23,5	0,07	4,0	4	3,8 (0,8)	0,25
FF Aql	F 7 I	4,2	3,310 ^s	1,04	0,77	0,80	(2,00)	1,5	0,02	2,0	1-2	2,0 (0,9)	0,03
β Cas	F 2 III	2,3	3,810 ^s	0,93	0,55	0,73	1,69	9,1	0,07	3,7	3,5	2,4 (0,75)	0,04
41 Cyg	F 5 II	5,4	0,810 ^s	0,93	0,6	0,76	(1,60)	3,6	0,02	2,7	3	1,7 (0,8)	0,02
α Per	F 5 Ib	6,3	1 10 ^s	0,98	—	0,76	1,88	1,2	0,02	2,0	1,7	1,4 (0,85)	0,22
ρ Pup	F 6 II	5,0	1 10 ^s	0,95	—	0,78	1,95	2,5	0,04	2,5	2,5	1,7 (0,80)	0,18
θ U Ma	F 6 III	2,7	1 10 ^s	0,98	—	0,78	1,97	3,5	0,09	3,7	3,5	3,4 (0,87)	0,32
α C Mi	F 5 IV	2,9	1 10 ^s	0,96	—	0,76	1,83	3,7	0,06	4,0	3,7	2,9 (0,86)	0,00
ξ Gem	F 5 III	4,3	6,310 ^s	1,04	0,7	0,76	1,87	2,2	0,02	3,7	3	2,5 (0,85)	0,31
θ Per	F 7 V	2,7	4,410 ^s	(0,93)	0,78	0,80	2,00	69	0,05	4,0	—	4,2 (0,8)	0,18
ω Pis	F 4 IV	3,5	5,410 ^s	(0,93)	0,78	0,75	1,75	10,5	0,06	3,5	—	3,1 (0,8)	0,27

LA STRUTTURA CHIMICA E FISICA DELLE ATMOSFERE DELLE STELLE RM.

Nella Tabella II sono riportate le stelle rm e le stelle normali studiate quantitativamente col metodo della curva di crescita, le velocità di turbolenza ξ_T , le costanti di smorzamento γ , le pressioni elettroniche P_e , i coefficienti d'assorbimento k , che sono stati spesso chiamati anche opacità; più propriamente essi rappresentano dei valori medi, relativi all'intervallo spettrale studiato, che è circa 4600-4000. θ_{ecc} , θ_H , θ_{eff} sono legati alle rispettive temperature — di eccitazione, T_{ecc} ; fornita dalle ali delle righe di Balmer, T_H ; effettiva, T_{eff} — dalla solita relazione $\theta = 5040/T$. $\log g_{(M L)}$, $\log g_{eff}$ e $\log g_H$ sono i tre valori della gravità dati rispettivamente dalle relazioni massa-luminosità e temperatura-luminosità, dall'equazione dell'equilibrio idrostatico, e dalle ali delle righe di Balmer. Φ sono i gradienti di Greenwich o quando questi mancano, quelli della scuola di Barbier e Chalonge ⁽²⁰⁾ riportati a quelli di Greenwich tramite la relazione data da Divan ⁽²¹⁾. Infine i $\log \frac{N^*}{N_{\odot}}(H)$ rappresentano il rapporto delle concentrazioni di atomi di idrogeno relative alle stelle e al Sole.

L'esame della Tabella II porta alle seguenti conclusioni:

Temperature.

Le temperature di eccitazione sono state ricavate in base alle intensità delle righe del Fe I provenienti da diversi stati eccitati, mentre le temperature T_H sono ricavate dal confronto dei profili osservati per le righe di Balmer con quelli calcolati teoricamente da Verweij ⁽²²⁾. I due valori di T sono notevolmente diversi, i primi essendo generalmente più vicini alla temperatura superficiale, e i secondi alla temperatura effettiva, in relazione agli strati più efficaci dell'atmosfera a produrre rispettivamente le righe del Fe I e dell'H.

I valori di θ_{eff} riportati in tabella a fianco dei θ_H , sono determinati in base alla relazione di Kuiper ⁽²³⁾ fra tipo spettrale e temperatura effettiva. Per le stelle rm, la T_{eff} è presa in corrispondenza dello Sp(H) che a causa della preponderante abbondanza dell'idrogeno si ritiene il più adatto ad interpretare le caratteristiche fisiche della stella. Si vede che l'accordo fra T_{eff} e T_H è ottimo, il che significa che gli strati in cui si formano le righe dell'idrogeno (dal cui confronto con le ali teoriche è data T_H) corrispondono all'incirca a $\tau = 0.67$ (per cui $T_{\tau} = T_{eff}$ secondo la relazione di Milne).

Le temperature di eccitazione, sempre secondo la relazione di Milne, risultano allora generalmente inferiori alla temperatura superficiale della stella. Questo è un risultato ben noto e riscontrato da molti ricercatori, e si può spiegare ammettendo che le temperature di eccitazione non abbiano un significato fisico molto preciso in quanto ricavate in base

TABELLA III

Stella	Spet- tro	ξr	Note	Stella	Spettro	ξr	Note	Stella	Spettro	ξr	Note	Stella	Spet- tro	ξr	Note
ζ Lyr A	r m	4	1	α Cyg	A 2 Ia	13	10	γ Cep	A 2 Ia	13,7	24	γ Peg	B 2,5 IV	4	19
ξ Cep	»	5	2	α Cma	A 1 V	<2	11	6 Cas	A 3 Ia	16	25	9 Cam	O 9 I	25	19
θ Cep	»	5	3	γ Gem	A 1 V	2	10,12	β C Ma	B 1 II-III	0	26,19	ι Ori	O 9 III	7	19
τ U Ma	»	4	4	α Car	F 0 II	3,5	13	HD 34452	B 8 Vp	3	27	ζ Oph	O 9,5 V	38	19
μ Ori	»	8,5	5	α Lyr	A 0 V	2	11	HD 13854	B 1 II	22	18	ι Her	B 3 IV	15	19
88 Tau	»	7	6	γ Cyg	F 8 Ib	6	9	HD 14134	B 1 II	19	18	β Cep	B 1 IV	11	19
ω Tau	»	7	6	Sole	G 2 V	0,5	9	HD 169454	B 1 II	25	18	10 Lac	O 9 V	19	19
ι Peg	»	7	6	α Boo	K 2 III	3	14	HD 190603	B 1 II	20	18	9 Cep	B 2 Ib	16	18,19
β Aql	F 5 V	2,5	3	γ Dra	K 5 III	4	14	HD 194279	B 1 II	35	18				
FF Aql	F 7 I	4,5	7	τ Sco	B 0 V	<2,6	15	HD 212455	B 3 II	14	18				
β Cas	F 2 III	2,5	1	55 Cyg	B 3 Ia	25	16,17,18,19	ζ Per	B 2 Ib	18	18,19				
41 Cyg	F 5 II	5,5	1	ε Aur	F 0 Iap	20	11	β Ori	B 8 Ia	5	18				
α Per	F 5 Ib	6,8	4,8,9	17 Lep	A 0	67	11	χ Aur	B 3 Ia	11	18,19				
ρ Pug	F 6 II	5	4	α Ori	M2-M3Iab	10	20	ε Ori	B 0 Ia	10	18,19				
θ U Ma	F 6 III	2,7	4	μ Aql	F 2-G 9 I	4	21	κ Ori	B 0,5 Ia	20	18,19				
α C Mi	F 5 IV	2,8	4	δ Cep	F 4-G 6 I	5	22	χ ² Ori	B 2 Ia	12	18,19				
ξ Gem	F 5 III	4	6	S Sge	F 3-G 3 I	7,8	23	ρ Leo	B 1 Ib	15	18,19				
θ Per	F 7 V	2,5	5	T Vul	A 9-G 1 I	6,2	23	67 Ophi	O 9,5 V	4	18				
ω Pis	F 4 IV	3,5	5												

NOTE ALLA TABELLA III

- 1, 2, 3, 5, 6, 7, 8. Vedi bibliografia a fine nota 1 - 7.
 4 Vedi bibliografia a fine nota 8.
 9 Vedi bibliografia a fine nota 11.
 10 Buscombe: Ap. J. 114, 90.
 11 Struve e Elvey: Ap. J. 79, 409.
 12 Aller: Ap. J. 96, 327.
 13 Vedi bibliografia a fine nota 10.
 14 Wright: Publ. Victoria, 8, 281.
 15 Unsöld: Z. f. Ap. 21, 22.
 16 Voigt: Z. f. Ap. 31, 48.
 17 Hack: Mem. S.A.I. 24, 31.
 18 Goldberg: Ap. J. 89, 636.
 19 Hack: Mem. S.A.I. 25, 17.
 20 Spitzer: Ap. J. 90, 535.
 21 M. e B. Schwarzschild e Adams: Ap. J. 108, 207
 22 Walraven: Publ. Astr. Inst. Amsterdam, n. 8.
 23 Lüst-Kulka: Z. f. Ap. 33, 211.
 24 Hack: Mem. S.A.I. 27, 81.
 25 Hack: Mem. S.A.I. 25, 481.
 26 Underhill: Ap. J. 104, 388.
 27 Casati e Hack: Mem. S.A.I., in corso di stampa.

alla legge di Boltzmann, valida in condizioni di equilibrio termodinamico. Poichè essa è applicata a righe formanti in strati molto superficiali, per cui non è realizzata la condizione dell'equilibrio termico locale, i valori delle T_{ecc} non rappresentano il valore della temperatura di tali strati.

Turbolenza.

Nella tabella III sono raccolte tutte le stelle per cui è stato possibile trovare nella letteratura determinazioni delle velocità di turbolenza in base al metodo della curva di crescita.

Riportando le velocità di turbolenza ξ_T in funzione del tipo spettrale, parametro la classe di luminosità, appare evidente che la velocità di turbolenza è notevolmente più alta nelle stelle calde, di tipi O, B, e con poche eccezioni più alta nelle supergiganti che nelle nane (fig. 3). Con l'avanzare del tipo spettrale anche le supergiganti riducono generalmente le loro velocità di turbolenza a valori di 4-6 Km/sec, mentre per le nane esse non superano di solito i 2-3 Km/sec. Se ora osserviamo la posizione delle stelle

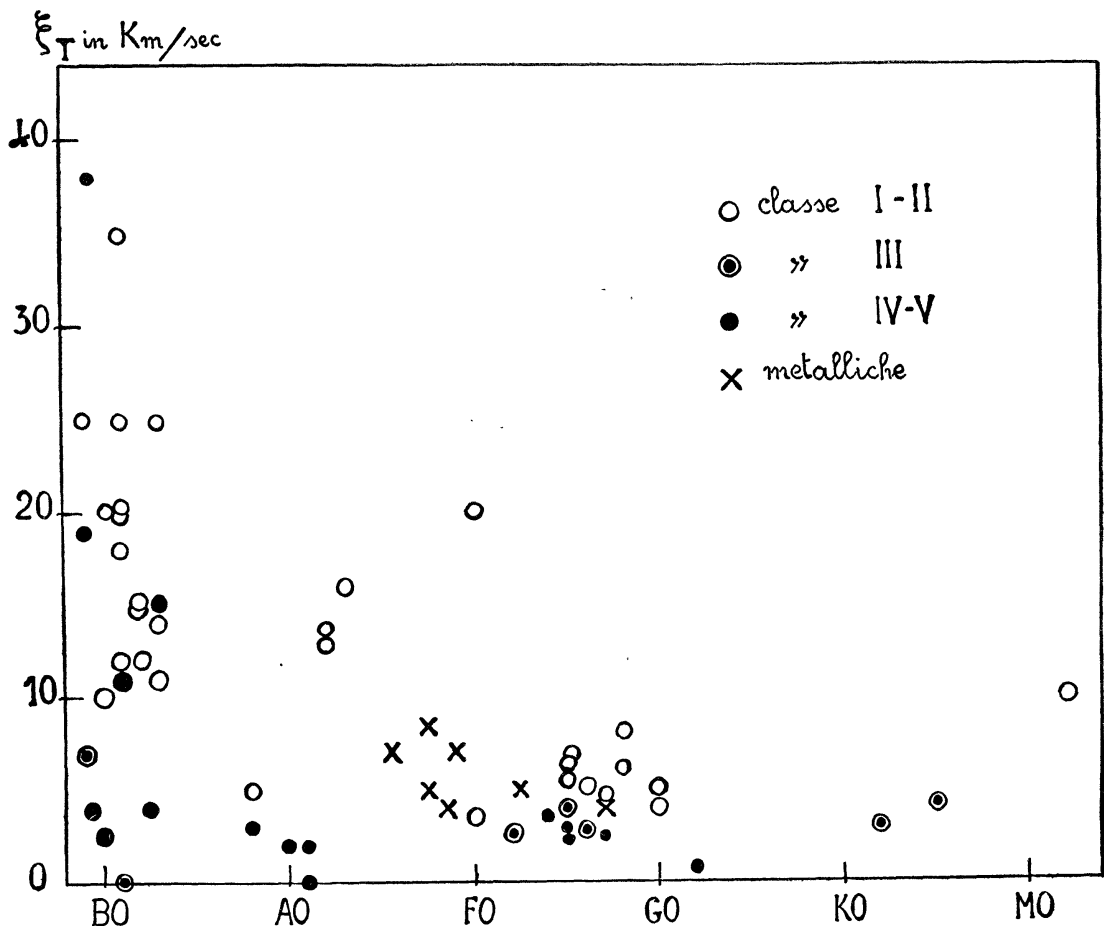


Fig. 3

rm vediamo che le loro velocità di turbolenza sono tutte comprese fra i 4 e gli 8 Km/sec, ed esse si piazzano nettamente fra le stelle supergiganti, malgrado che la loro posizione nel diagramma di Russell e l'aspetto dei profili delle righe dell'idrogeno indichi la loro appartenenza alla sequenza principale.

Costante di smorzamento.

La costante di smorzamento è generalmente dell'ordine della costante di smorzamento naturale della radiazione. Fra le stelle rm solo ω Tau e 88 Tau presentano valori dell'ordine di 10^9 . Comunque l'incertezza di questi valori è grande, perchè le curve di crescita presentano di solito appena l'inizio del terzo ramo.

Pressione elettronica e coefficiente d'assorbimento continuo.

Consideriamo i valori delle pressioni elettroniche dati in Tabella II. Mentre per 4 stelle rm, P_e ha valori di qualche unità di dine per cm^2 , le rimanenti 3, ω Tau, 88 Tau e μ Ori hanno pressioni elettroniche 10 e 100 volte maggiori. Un analogo aumento del coefficiente d'assorbimento è riscontrato per queste ultime tre stelle. Precisamente mentre 4 stelle rm hanno valori di P_e e k dell'ordine di grandezza di quelli propri alle stelle F supergiganti, le altre 3 hanno valori propri delle stelle A7-A8 nane.

Ritorniamo alla fine di questo paragrafo sulle possibili interpretazioni di queste forti discordanze fra stelle rm, aventi tutte all'incirca la stessa T_{eff} e la stessa grandezza assoluta.

La gravità superficiale.

I $\log g_H$ e i $\log g_{(M-L)}$ ricavati rispettivamente dal confronto dei profili delle righe di Balmer osservati con quelli calcolati da Verweij e dalla relazione massa-luminosità e temperatura-luminosità sono in buon accordo fra loro, ed indicano l'appartenenza delle stelle rm alla sequenza principale.

La gravità efficace è ricavata dalla relazione dell'equilibrio idrostatico

$$\frac{dP}{d\tau} = \frac{g}{k}$$

Presa una certa profondità ottica $\tau = \tau_0$ efficace, tale cioè che il valore di P e k corrispondenti rappresentino dei valori medi relativi a tutta l'atmosfera, abbiamo

$$g = \frac{P(\tau_0) k(\tau_0)}{2 \tau_0}$$

Si è ammesso $\tau_0 = 0.3$.

I dati d'osservazione dànno la pressione elettronica P_e e non la pressione gassosa P che entra nella formula. Ma poichè $P = f(P_e, T)$, è possibile determinare P . La funzione $P = f(P_e, T)$ è tabulata da Rosa (²⁴). Nel caso nostro l'incertezza nella determinazione di P sta nel valore da scegliere per T ; poichè k e P_e sono i valori dati direttamente dall'osservazione, e rappresentano perciò delle medie relative agli strati efficaci dell'atmosfera, si sono utilizzati questi due valori per trovare il valore di θ che loro corrisponde, impiegando le tavole di Vitense (²⁵) che dànno $k_\lambda = f(P_e, \theta)$. Si è scelto il valore di θ a cui corrispondono due valori di P_e e k_{4300} il più vicino possibile a quelli osservati. La scelta di θ influisce notevolmente sul valore di g_{eff} . Questi valori sono dati in parentesi a fianco di $\log g_{\text{eff}}$. Per \bar{k} si può ammettere $\bar{k} = 1.67 k_{4300}$.

Naturalmente per le quattro stelle *rm* per cui P_e e k hanno valori caratteristici di stelle supergiganti, anche la gravità efficace ricavata dalla legge dell'equilibrio idrostatico in base ai valori osservati di P_e e k , e quindi in base a soli dati spettroscopici, è in media 100 volte inferiore al valore di $g_{(M-L)}$ e di g_H .

Cioè per quattro delle stelle *rm* studiate lo spettro di righe metalliche indica caratteristiche di alta luminosità, in disaccordo con le indicazioni fornite dallo spettro dell'idrogeno. Per le altre tre stelle *rm*, ω Tau, 88 Tau, μ Ori, le indicazioni date dalla curva di crescita e dai profili dell'idrogeno concordano invece nell'indicare l'appartenenza delle stelle alla sequenza principale.

Per le stelle normali l'accordo fra i diversi valori di g è generalmente migliore che per le prime quattro stelle *rm*.

Confronto fra le concentrazioni degli atomi di idrogeno nelle stelle e nel Sole.

Questo confronto, svolto con i criteri descritti nelle precedenti note, indica che per le quattro stelle *rm* per cui si ha disaccordo fra i caratteri di luminosità indicati dalle righe metalliche e dall'idrogeno, si nota un eccesso di idrogeno rispetto al Sole, eccesso che è superiore agli ordini degli errori, che possono valutarsi in un fattore 2. Per tutte le altre stelle *rm* e normali si ha

$$\log \frac{N_*}{N_\odot} (H) \leq \pm 0.30$$

E' molto improbabile che l'eccesso osservato sia reale poichè il Sole è praticamente composto solo di idrogeno, ed è perciò poco ammissibile una concentrazione di H ancora superiore.

Le abbondanze degli altri elementi.

Il rapporto fra il numero di atomi di un dato elemento contenuti in due colonne di base unitaria, e altezza eguale rispettivamente all'altezza efficace dell'atmosfera stellare e solare, $\log \frac{N_* h_*}{N_{\odot} h_{\odot}}$, è stato trovato per mezzo della curva di crescita e applicando le leggi di Boltzmann e di Saha. Se stella e Sole hanno la stessa composizione chimica, se cioè le concentrazioni dei singoli elementi sono le stesse, sarà

$$\log \frac{N_* h_*}{N_{\odot} h_{\odot}} = \log \frac{h_*}{h_{\odot}} = \log \frac{k_{\odot}}{k_*}$$

E' stato trovato che per le stelle normali il valore $\log \frac{N_* h_*}{N_{\odot} h_{\odot}}$ si mantiene costante per tutti gli elementi, entro l'ordine degli errori (che in questo genere di misure sono abbastanza forti, dell'ordine di ± 0.40) e quindi rappresentano il $\log \frac{k_{\odot}}{k_*}$; le stelle a righe metalliche invece presentano un comportamento particolare, che conferma quanto era già stato trovato da Greenstein per la sola τ U Ma, e cioè: $\log \frac{N_* h_*}{N_{\odot} h_{\odot}}$ è infe-

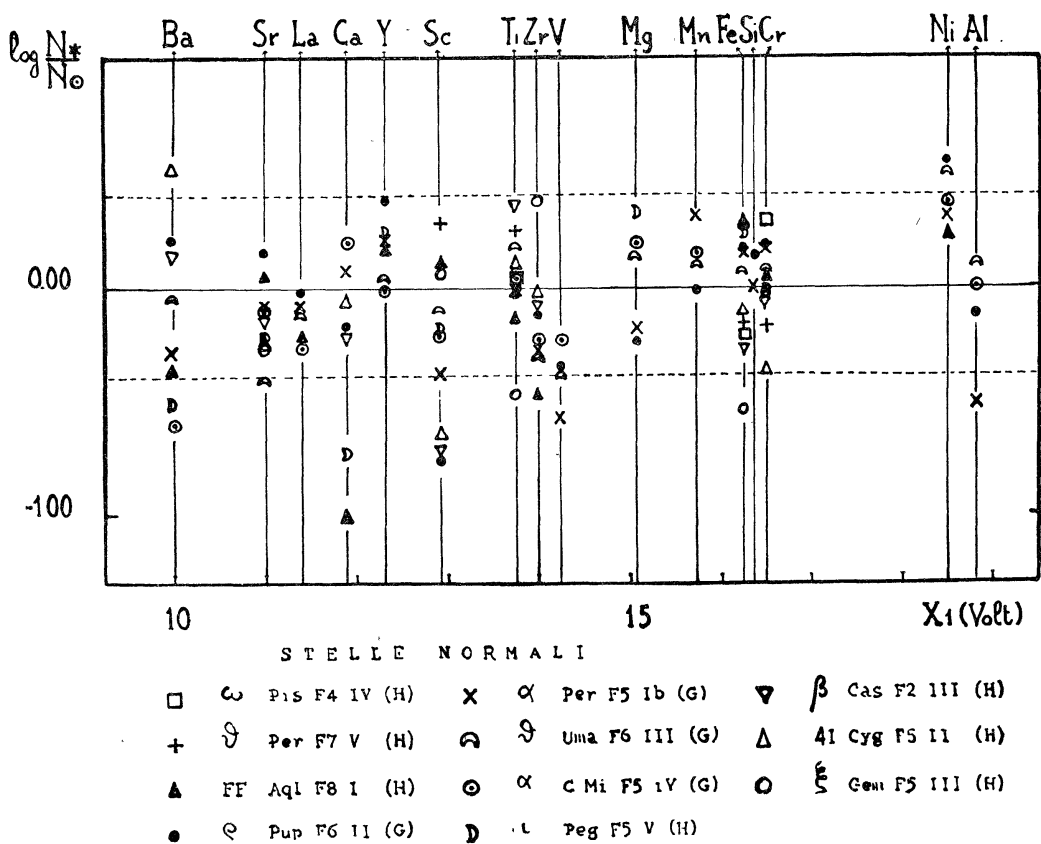


Fig. 4

riore di quasi un'unità logaritmica al valore medio relativo agli altri elementi, per il Ca, Ti, Sc, Zr, V, Mg. Come è stato notato da Greenstein tutti gli elementi il cui secondo potenziale di ionizzazione è compreso fra 12 e 15 eV, presentano cioè una deficienza nelle abbondanze relative. Le nostre ricerche hanno confermato l'esistenza di queste deficienze per Ca, Ti, Sc, Zr. La dispersione da noi impiegata non consente di darci qualche informazione sulle abbondanze del V e del Mg. C'è però un'eccezione alla regola data da Greenstein: l'Y, il cui secondo potenziale di ionizzazione è compreso fra quello del Ca e dello Sc, non presenta deficienze nell'abbondanza relativa.

In fig. 4 e 5 sono riportati i $\log \frac{N^*}{N_{\odot}} = \log \frac{N^* h_* k_*}{N_{\odot} h_{\odot} k_{\odot}}$, in funzione del 2° potenziale di ionizzazione, rispettivamente per le stelle normali e per le stelle rm. E' evidente come per le prime i punti rappresentativi si addensano quasi tutti entro la striscia ± 0.40 che rappresenta l'ordine degli errori, entro cui si può ammettere cioè che la concentrazione stellare e solare sia eguale. Per le stelle rm gli scarti superiori all'ordine degli errori sono evidenti, entro l'intervallo 12-15 eV (con l'eccezione per l'Y).

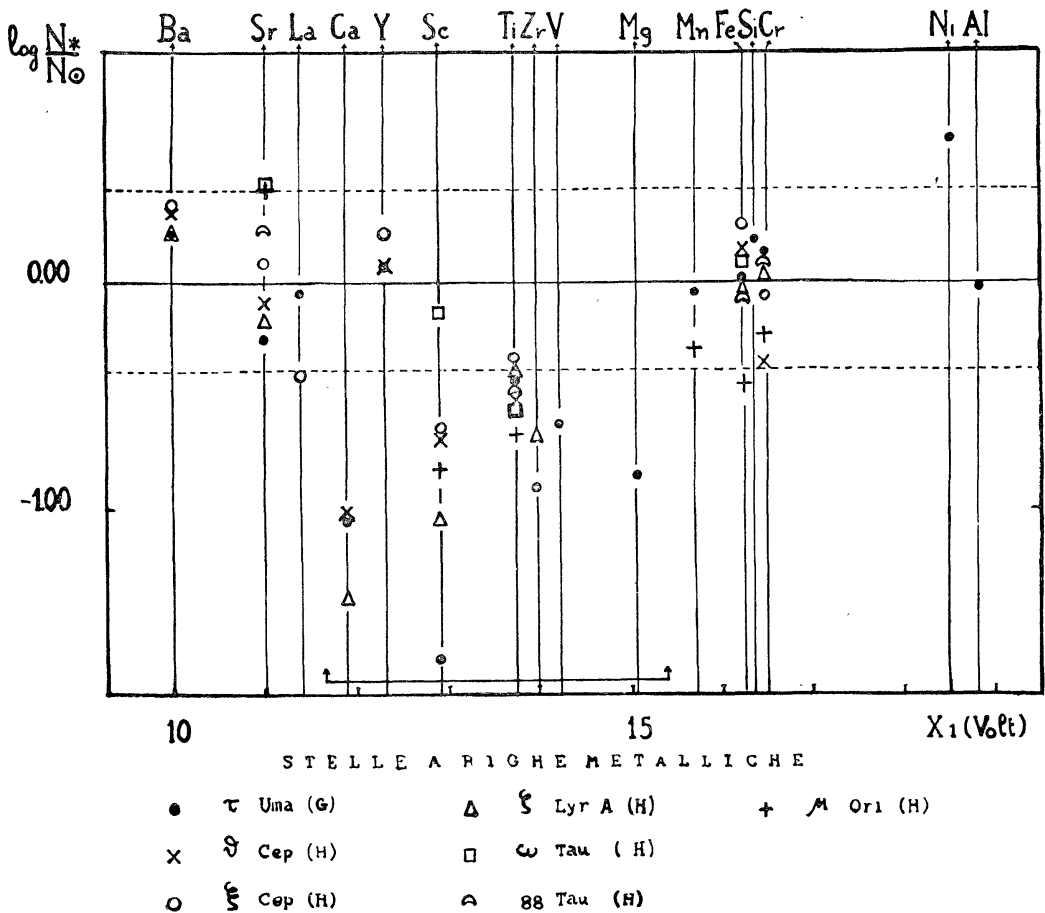


Fig. 5

Conclusioni ed ipotesi.

In conclusione, dall'analisi quantitativa risulta che le stelle *rm* si differenziano dalle normali per i seguenti punti:

a) Tutte e sette le stelle *rm* studiate presentano valori della turbolenza dell'ordine di quelli riscontrati generalmente nelle stelle supergiganti.

b) Tutte e sette presentano deficienze nelle abbondanze di elementi come Ca, Sc, Ti e Zr.

c) Per quattro stelle *rm*, P_e , k e di conseguenza g_{eff} hanno valori propri di stelle supergiganti.

d) Le stesse quattro stelle *rm* presentano un eccesso rispetto al Sole nelle concentrazioni degli atomi di idrogeno.

La prima ipotesi a cui si pensa tutte le volte che uno spettro presenta contemporaneamente caratteristiche di stella nana e di stella supergigante è che la stella sia involuppata in una atmosfera estesa. Vediamo in che grado questa ipotesi può spiegare le caratteristiche osservate per le stelle *rm*.

L'apparente eccesso di H osservato per τ U Ma, ζ Lyr A, ξ Cep e θ Cep può essere spiegato. Infatti il metodo applicato per la determinazione di $\log \frac{N_*}{N_{\odot}}(\text{H})$ si basa sull'ipotesi che il rapporto P_{e*}/k_* possa considerarsi costante con la profondità ottica, cosicchè l'assumere per P_e e k valori ricavati in base ai dati forniti dallo spettro di righe metalliche non influisca su determinazioni riguardanti invece l'idrogeno. Ma se si ammette la presenza dello shell, questo si comporta come un'atmosfera di parametri all'incirca eguali a $\theta_0 = 0.9$ (temperature di eccitazione) e a $\log g = 1.5$ (g_{eff}), mentre per l'atmosfera stellare propriamente detta possiamo ammettere $\theta_0 = 0.8$ (ottenuto da $1.19 \theta_{\text{H}}$) e $\log g = 4.5$. Dai modelli teorici costruiti per queste due atmosfere si trova (²⁶)

$k/P_e = 0.02$ per lo shell; $k/P_e = 0.01$ per l'atmosfera stellare e poichè

$$\log \frac{N_*}{N_{\odot}}(\text{H})$$

è proporzionale a $\log k_*/P_{e*}$ ne segue che prendendo per k/P_e il valore relativo alla stella in luogo di quello relativo allo shell, N_*/N_{\odot} viene ridotto di un fattore 2, sufficiente a spiegare l'eccesso osservato.

Questa ipotesi spiega allo stesso tempo tutte le caratteristiche di stella supergigante presentate dallo spettro di righe metalliche. Le righe dell'idrogeno prodotte nello shell, essendo notevolmente più sottili di quelle prodotte nell'atmosfera della stella a causa della minor pressione elettronica e della minor temperatura, non potrebbero essere osservabili perchè incorporate nelle più intense righe stellari.

Una prova pro o contro l'ipotesi dello shell è stata tentata da Green-

stein confrontando le abbondanze degli atomi di Fe I provenienti da livelli metastabili e da livelli normali. τ U Ma mostra una leggera deficienza dei livelli normali nei confronti delle altre stelle normali, ma proprio entro il limite degli errori, per cui la prova ha una validità pressochè nulla.

Le tre stelle ω Tau, 88 Tau, μ Ori per cui P_e e k hanno valori in accordo con la grandezza assoluta non presentano neppure l'apparente eccesso di idrogeno. Esse sarebbero perciò prive di shell.

Resta in comune a tutte le stelle rm una caratteristica delle supergiganti e cioè l'alta velocità di turbolenza; ma va notato che ci sono anche delle stelle nane con alta velocità di turbolenza, sebbene queste siano state riscontrate tutte fra le stelle dei primi tipi O, B.

L'altra caratteristica delle stelle rm, e di cui l'espressione più vistosa è la debole intensità della K del Ca II, è la deficienza, reale o apparente, di un certo gruppo di elementi.

I nostri dati sono ben sicuri per gli elementi: Sr, Ca, Sc, Fe, Ti e Cr. In tutti i casi si è trovato una concentrazione entro gli ordini degli errori eguale a quella del Sole per Sr, Fe e Cr. Invece Sc e Ti mostrano sempre una concentrazione minore. Per il Ca la misura dell'abbondanza relativa è basata sull'unica riga K del Ca II ed è perciò assai incerta interessando il terzo ramo della curva di crescita; l'abbondanza determinata risente perciò molto dell'incertezza nella costante di smorzamento. La deficienza del Ca resta però sicuramente provata lo stesso, dall'anormale debole intensità della K, confrontata con quella di stelle normali occupanti la stessa posizione nel diagramma di Russell. Per quanto non completi, i nostri dati possono considerarsi una buona conferma del risultato trovato da Greenstein per τ U Ma. Ricordiamo che Greenstein constata una dipendenza delle deficienze osservate dal 2° potenziale di ionizzazione e non dal numero atomico, e ne trae perciò la conclusione che le deficienze osservate non sono reali ed attribuibili perciò a differenze di composizione chimica, ma dovute piuttosto a deviazioni dalla legge elementare di ionizzazione; infatti poichè gli elementi che presentano la deficienza osservata avrebbero il 2° potenziale di ionizzazione vicino al potenziale superiore di eccitazione della serie di Lyman, la presenza di righe Lyman in emissione potrebbe fornire un eccesso di radiazione ultravioletta in grado di spiegare le deficienze osservate (*). Però se la serie di Lyman è in emissione, degli elettroni che dai livelli 3, 4, ∞ ricadono nel livello 1, direttamente o attraverso salti successivi, ce ne sarà qualcuno che sosta nel livello 2, dando luogo ad emissione nelle righe di Balmer, che dovrebbe osservarsi come una minore profondità centrale delle medesime. L'osservazione mostra invece che le profondità centrali delle righe di Balmer per tutte le stelle a righe metalliche da noi studiate sono identiche a quelle delle stelle normali (vedi tabella IV). Perciò Greenstein prende in considerazione un'altra ipotesi; l'effetto delle righe Lyman in assorbi-

mento. Lo scostamento dal corpo nero provocato dalla loro presenza dà luogo a deviazioni della funzione sorgente S_ν da B_ν ; se lo scostamento è tale da dare un eccesso di radiazione ultravioletta alle frequenze Lyman, sarà spiegato l'eccesso di seconda ionizzazione. I risultati dei calcoli di Greenstein mostrano che solo un modello stratificato, con idrogeno neutro alla superficie e idrogeno anormalmente ionizzato in fondo all'atmosfera può rendere conto dell'eccesso di radiazione ultravioletta. Secondo questo modello perciò le righe dell'idrogeno dovrebbero formarsi sopra o al più negli stessi strati che le righe metalliche. Ora una prova diretta di questa ipotesi è possibile studiando il blend H + H7.

Quando si conoscono gli assorbimenti che avrebbero H ed H7 se non fossero blend, è possibile calcolare l'intensità in un punto del blend, in funzione di η_1, η_2, τ_0 (dove $\eta = \frac{l}{k}$, l_1, l_2 e k sono i coefficienti d'assorbimento rispettivamente della riga dell'elemento 1, della riga dell'elemento 2 e del continuo) in un modello stratificato in modo schematico come indicato in fig. 6 a.

$$\begin{array}{l} \text{-----} \tau = 0 \\ l_1 + \kappa \\ \text{-----} \tau = \tau_0 \\ l_2 + \kappa \end{array}$$

Fig. 6 a

$$\begin{array}{l} \text{-----} \tau = 0 \\ l_1 + \kappa \\ \text{-----} \tau = \tau_0 \\ l_1 + l_2 + \kappa \\ \text{-----} \tau = \tau_1 \\ l_2 + \kappa \end{array}$$

Fig. 6 b

Questo metodo applicato da Swings e Chandrasekhar (²⁷) allo studio del blend H + H7 in qualche stella normale, aveva posto in luce che l'elemento 1 è sempre il calcio; cioè che la H si forma sempre sopra all'H7. Ora è stato da noi applicato alle stelle ζ Lyr A e ξ Cep e alla stella normale β Cas. Per conoscere quale sarebbe la intensità della H7 se non fosse blend si è interpolato punto per punto fra le intensità di H β , H γ , H δ e H8, e si sono confrontati i risultati con quelli che si ottengono dalla teoria, riducendo i valori degli η relativi ad H δ in rapporto eguale al rapporto degli f e introducendo una correzione dovuta alla differenza della costante dell'effetto Stark (²⁸). Per la H gli η sono stati ricavati in base alle intensità della K, tenendo conto del rapporto degli f .

TABELLA IV

Stella	Rc			Stella	Rc		
	H β	H γ	H δ		H β	H γ	H δ
τ Uma	—	0.87	0.85	δ Cas	0.76	0.85	0.89
ζ Lyr A	0.90	0.90	0.89	ξ Gem	0.70	0.84	0.82
ξ Cep	0.80	0.85	0.86	α Cep	0.72	0.84	0.85
ϑ Cep	0.75	0.86	0.88	α Tri	0.57	0.70	0.72
ω Tau	0.70	0.80	0.85	τ Peg	—	0.79	0.81
88 Tau	0.80	0.90	0.90	ω Pis	0.73	0.85	0.80
μ Ori	0.74	0.87	0.89	ϑ Per	0.70	0.81	0.80
FF Aql	0.74	0.80	0.83	α Per	—	0.89	0.87
41 Cyg	0.72	0.85	0.89	α C.Mi	—	0.87	0.89
β Cas	0.72	0.80	0.83	ϑ U Ma	—	0.86	0.86
ι Peg	0.68	0.75	0.84	ρ Pup	—	0.85	0.81

Si trova il miglior accordo fra calcolo ed osservazione per $\tau_0 = 1/9$, elemento 1 il calcio, elemento 2 l'idrogeno. Si è calcolato poi una formula analoga a quella data da Swings e Chandrasekhar per un modello stratificato più vicino alla realtà (fig. 6 b). L'accordo fra calcolo e osservazione migliora ancora, e sia per le stelle rm che per la stella normale si trova: elemento 1 il calcio, elemento 2 l'idrogeno, $\tau_0 = 1/12$, $\tau_1 = 1/9$. Sembra così da escludere che le righe dell'idrogeno si formino sopra o negli stessi strati di quelle del calcio, e probabilmente degli altri metalli.

Oltre all'effetto delle righe Lyman in assorbimento, Greenstein prende in considerazione altri meccanismi fisicamente possibili, quale quello di ionizzazione per collisione, che potrebbero render conto delle anomalie osservate.

Una riprova sicura dell'eccesso di 2^a ionizzazione (a cui, ricordiamo, fa eccezione l'Y) si avrà quando sarà possibile osservare nell'estremo ultravioletto le righe dei metalli due volte ionizzati. Ca III, Sc III ecc. dovrebbero avere uno spettro più intenso nelle stelle rm che nelle stelle normali.

RICERCA DI CRITERI QUANTITATIVI DI CLASSIFICAZIONE DELLE STELLE RM.

E' scopo di questa ricerca di dare qualche criterio quantitativo, consistente nell'intensità di una riga spettrale o nel rapporto d'intensità di due righe opportunamente scelte, in grado di caratterizzare il terzo parametro che le contraddistingua dalle stelle normali che occupano la stessa superficie nel diagramma di Russell.

Perciò si riportano nella Tabella V le larghezze equivalenti di H δ , K e di alcune righe metalliche opportunamente scelte, come quelle del Fe I che non presenta un comportamento diverso da stelle rm a stelle normali,

TABELLA V

Stella	Φ	Sp	H δ	K	4046 Fe I	4064 Fe I	4072 Fe I	4077 Sr II	4227 Ca I + Fe I	4028 Ti II	4163.66 Ti II
15 Uma	1.70	r m	8.2	3.2	—	0.47	0.40	0.74	—	—	—
ζ Lyr A	1.42	»	16.5	3.8	0.71	0.43	0.35	0.57	0.47	0.25	0.28
ξ Cep	1.62	»	11.6	3.7	0.55	0.44	0.38	0.57	0.54	0.17	0.16
δ Cep	1.37	»	17.0	4.1	0.50	0.26	0.31	0.53	(0.40)	0.15	0.21
τ Uma	1.90	»	9.4	3.4	0.58	0.43	0.37	0.53	0.54	0.19	0.24
μ Ori	1.36	»	17.5	3.9	0.51	0.36	0.32	0.48	0.36	0.15	0.19
88 Tau	1.28	»	19.5	4.2	0.53	0.48	0.31	0.70	0.47	0.18	—
ω Tau	1.45	»	15.0	3.85	0.60	0.48	0.31	0.61	0.77	0.18	0.21
ι Peg	1.90	F 5 V	11.0	9.6	0.69	0.59	0.51	0.61	0.77	0.18	0.21
FF Aql	—	F 7 I	4	14.5	0.69	0.37	0.35	0.72	(0.20)	0.24	0.31
β Cas	1.69	F 2 III	11.0	7.0	0.45	0.38	0.33	0.47	0.57	0.15	0.20
41 Cyg	—	F 5 II	11.2	10.7	0.72	0.60	0.52	0.71	0.77	0.41	0.44
α Per	1.88	F 5 Ib	5.1	7	0.75	0.45	0.41	0.71	0.63	0.26	0.41
σ Boo	1.78	F 2 V	6.5	5.9	—	—	—	—	—	—	—
ρ Pup	1.95	F 6 II	6.7	7.1	0.43	0.35	0.34	0.56	(0.65)	—	—
ρ Uma	1.97	F 6 III	3.2	7.1	0.43	0.25	0.28	0.29	(0.50)	—	—
α CMi	1.83	F 5 IV	5.9	6.3	0.52	0.43	0.31	0.39	(0.62)	0.13	—
ξ Gem	1.87	F 5 III	8.4	7.85	0.72	0.53	0.43	0.64	0.81	—	0.17
δ Per	2.00	F 7 V	5.4	9.5	0.88	0.72	0.65	0.68	0.94	0.18	0.17
ω Pis	1.75	F 4 IV	6.5	—	0.52	0.51	0.44	0.49	0.60	—	0.22
τ Peg	1.33	A 7 III	14.5	4.2	0.22	0.20	0.16	0.26	0.31	—	—
α Tri	1.99	F 5 III	6.0	7.7	0.77	0.70	0.65	0.74	0.75	0.12	0.27
α Cep	1.43	A 7 V	19.5	6.0	0.22	0.23	0.21	0.28	—	—	—
δ Cas	1.25	A 5 V	19.2	6.0	—	—	—	—	—	—	—
α Cyg	1.10	A 2 Ia	2.7	1.4	0.12	0.08	0.07	0.09	—	0.11	0.14
α Aql	1.42	A 7 V	10.1	(4.5)	—	—	—	—	—	—	—
δ Aql	1.63	F 2 V	(8.0)	(6.5)	—	—	—	—	—	—	—
γ Boo	1.40	A 7 III	11.4	(5.5)	—	—	—	—	—	—	—
μ Cet	1.50	F 0 IV	(8)	(5.5)	—	—	—	—	—	—	—
β Co B	1.57	A 7 V	(11)	(5)	—	—	—	—	—	—	—
α Lyr	1.00	A 0 V	19.7	0.8	0.085	0.074	0.063	0.060	(0.08)	0.03	0.05
α C Ma	1.00	A 1 V	16.7	0.7	0.082	0.10	0.105	0.13	(0.10)	0.04	0.08
γ Gem	1.15	A 1 V	14.4	1.0	0.095	0.08	0.05	0.08	(0.11)	0.06	0.07
η Oph	1.20	A 2 V	14.9	2.2	—	—	—	—	—	—	—
α Car	1.30	F 0 II	8.0	4.9	0.32	0.21	0.23	0.32	(0.35)	0.18	0.23

la 4077 dello Sr II che appare invece particolarmente intensa nelle stelle *rm*, e due righe del Ti II, oltre al blend 4227 Ca I + Fe I, appartenenti a due elementi Ti e Ca, apparentemente scarsi nelle atmosfere delle stelle *rm*.

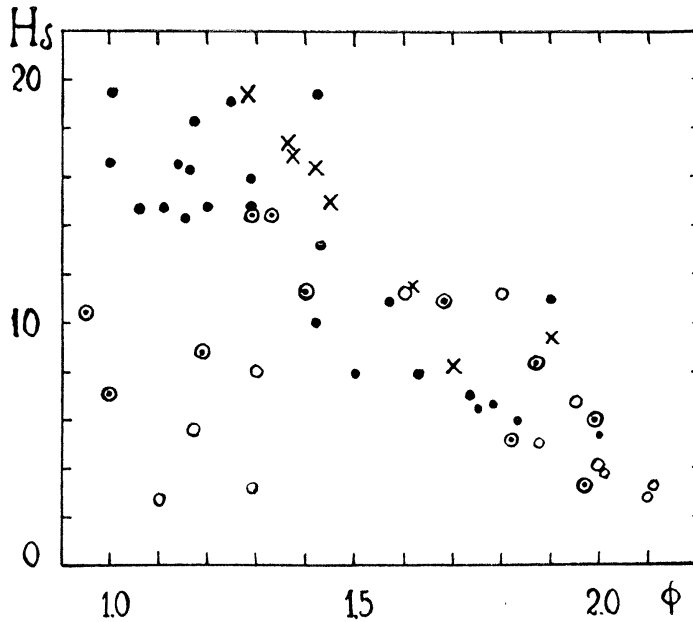


Fig. 7

- stelle nane IV - V
- ⊙ stelle giganti III
- stelle supergiganti I - II
- × stelle *r. m.*

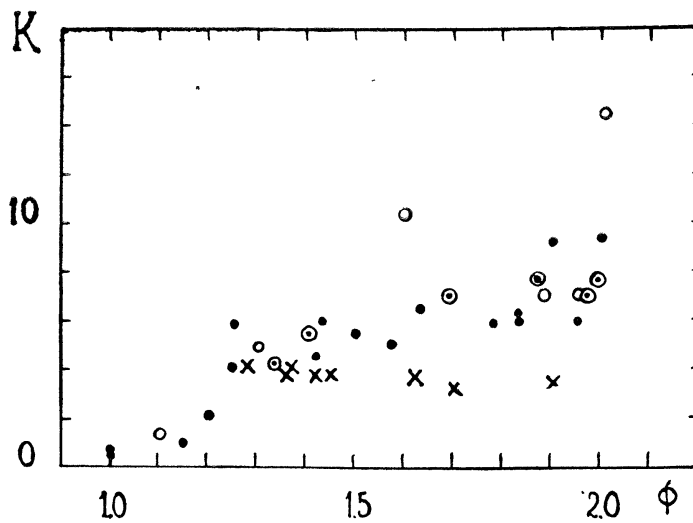


Fig. 8

- stelle *r. m.*
- ⊙ stelle supergiganti I - II
- stelle giganti III
- × stelle nane IV - V

In una nota di Berger (²⁹) si classificano alcune stelle rm secondo il sistema λ_1 D di Barbier e Chalonge. E' interessante notare che tutte le stelle rm si dispongono nella parte di piano relativa alle stelle F0 V.

In fig. 7 si riportano le larghezze equivalenti di H δ in funzione del gradiente per tutte le stelle rm e normali da noi osservate e per tutte le stelle per cui nella letteratura sono date le misure delle larghezze equivalenti. Il risultato conferma le misure di Berger: i punti rappresentativi

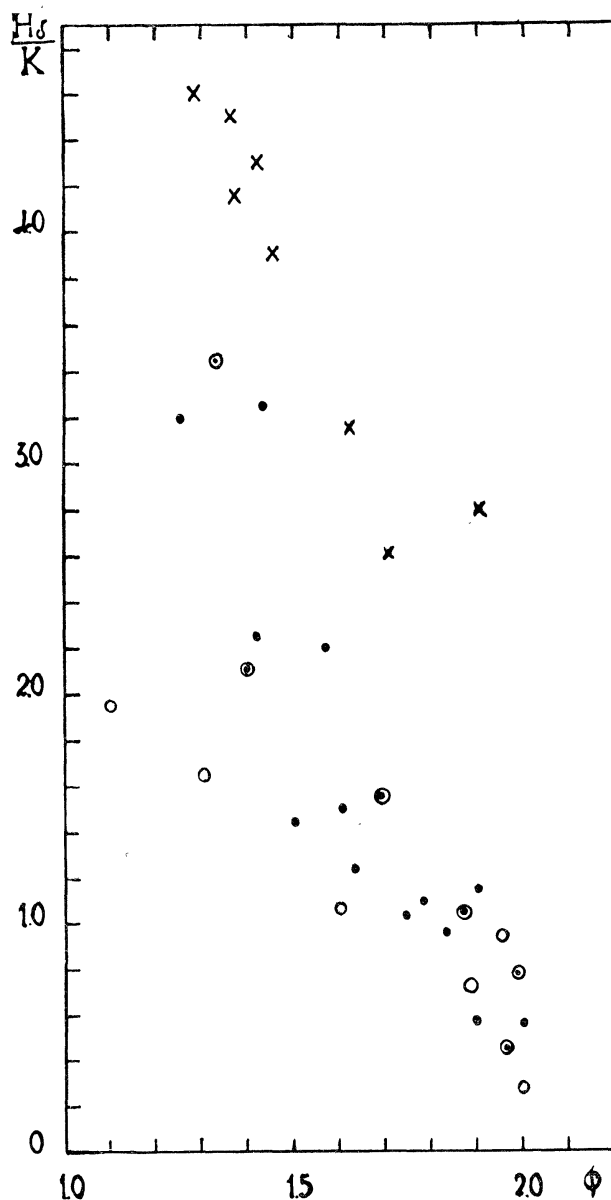


Fig. 9

- stelle nane IV - V
- ⊙ stelle giganti III
- stelle supergiganti I - II
- × stelle r m.

delle stelle rm si dispongono fra i punti relativi alle stelle nane di tipo A6-F2 circa.

Si ha una riprova che le coppie di parametri Φ , $H\delta$ e λ_1 , D che caratterizzano la temperatura effettiva e la gravità superficiale, indicano che le

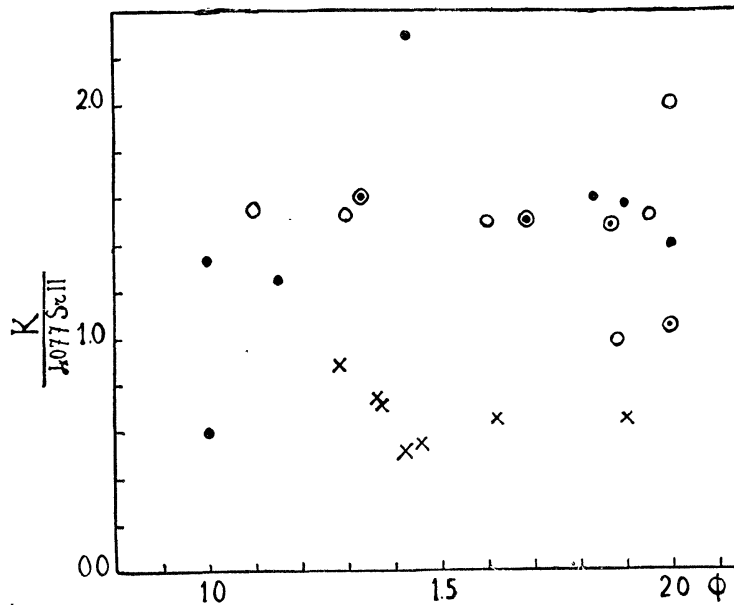


Fig. 10

- stelle nane IV - V
- ⊙ stelle giganti III
- stelle supergiganti I - II
- × stelle r m.

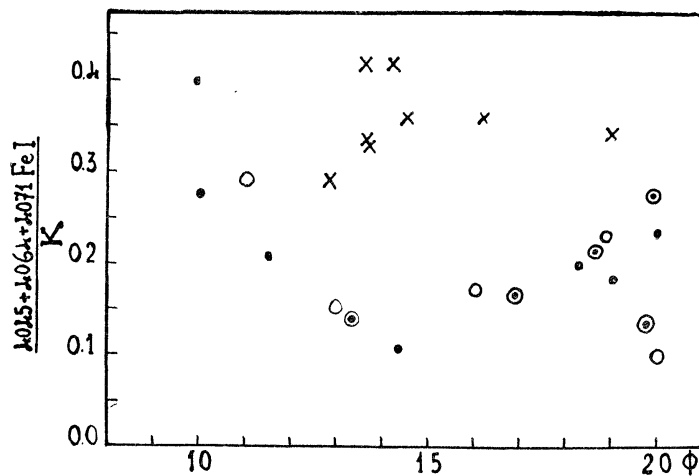


Fig. 11

- stelle nane IV - V
- ⊙ stelle giganti III
- stelle supergiganti I - II
- × stelle r m.

stelle *rm* si dispongono fra le normali stelle A6-F2 e classe IV-V di luminosità.

L'anomalia delle stelle *rm* è invece evidente, come c'è da aspettarsi, quando si riporta in funzione del gradiente Φ l'intensità della K o un qualsiasi rapporto d'intensità fra la K e un'altra riga (fig. 8, 9, 10, 11).

Non è però conveniente utilizzare soltanto l'intensità della K quale terzo parametro accanto a $H\delta$ e Φ , in quanto altre stelle peculiari, come le

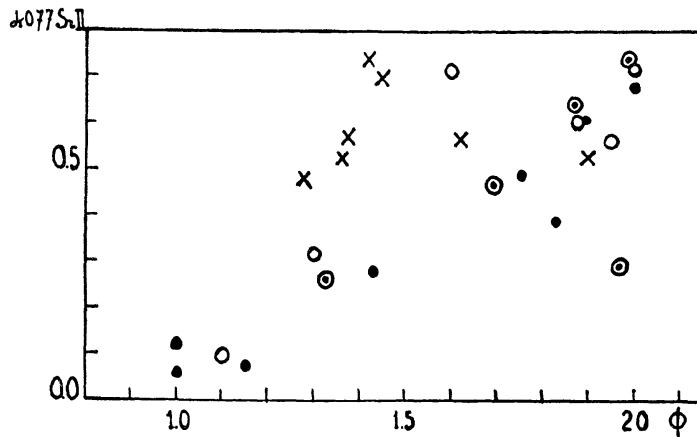


Fig. 12

- stelle nane IV - V
- ⊙ stelle giganti III
- stelle supergiganti I - II
- × stelle *rm*.

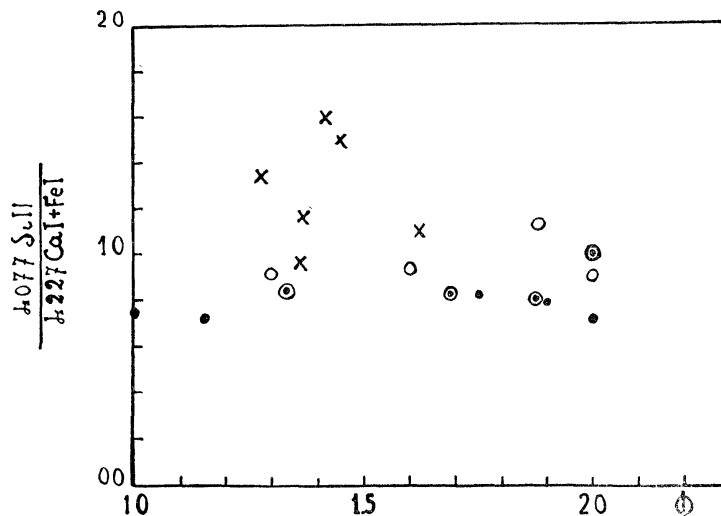


Fig. 13

- stelle nane IV - V
- ⊙ stelle giganti III
- stelle supergiganti I - II
- × stelle *rm*.

stelle magnetiche, sono caratterizzate da un'anormalmente debole intensità della K.

L'alta intensità della 4077 (fig. 12) e le relativamente deboli intensità della 4163 e della 4227 possono servire allo scopo. Le fig. 13, 14 mostrano con evidenza come riportando i rapporti d'intensità 4077/4227 e 4077/4163 in funzione di Φ la posizione occupata dal gruppo delle stelle rm si differenzi nettamente da quella occupata dalle stelle normali.

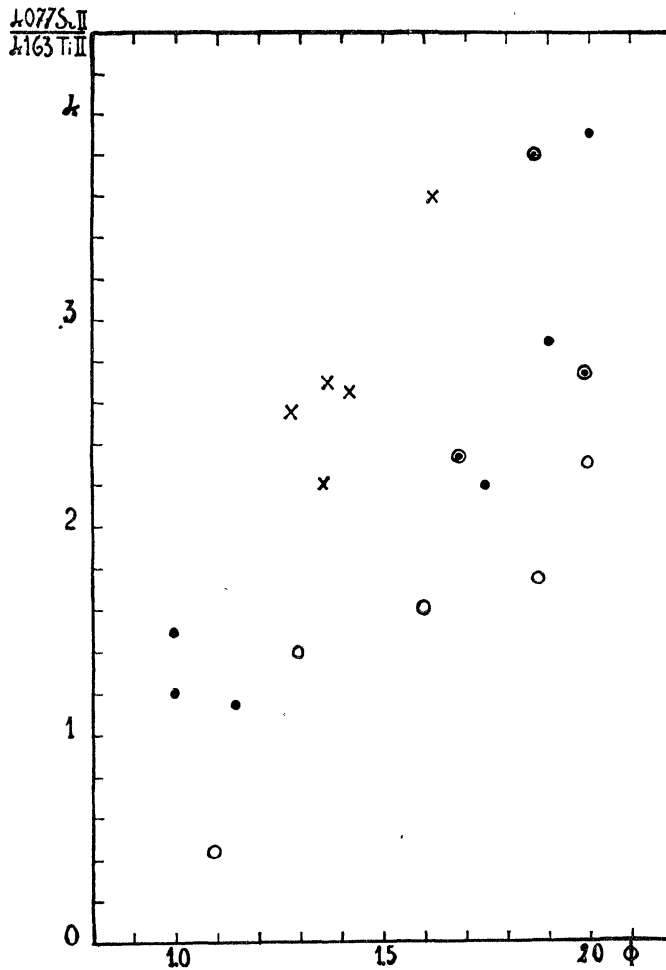


Fig. 14

- stelle nane IV - V
- ⊙ stelle giganti III
- stelle supergiganti I - II
- × stelle r m.

Il comportamento normale delle righe del Ferro è mostrato dalla fig. 15.

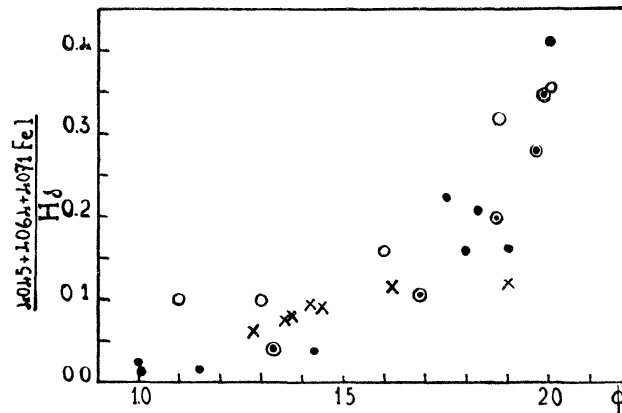


Fig. 15

- stelle nane IV - V
- ⊙ stelle giganti III
- stelle supergiganti I - II
- × stelle r m.

BIBLIOGRAFIA

- 1) Hack - Rend. Ist. Lombardo **88**, 87, 1955. Contributi Milano-Merate 60.
- 2) Hack - Mem. Lincei. Serie VIII vol. IV, Sez. I, 221, 1955. Contributi Milano-Merate 70.
- 3) Hack - Rend. Ist. Lombardo **88**, 800, 1955. Contributi Milano-Merate 65.
- 4) Hack - Mem. S.A.I., **26**, 499, 1955. Contributi Milano-Merate 74.
- 5) Hack - Mem. S.A.I. **27**, 201, 1956. Contributi Milano-Merate 82.
- 6) Hack - Mem. S.A.I. **27**, 1956. Contributi Milano-Merate 87.
- 7) Hack - Ricerche sulle stelle a righe metalliche μ Ori ecc., in corso di stampa sulle Mem. S.A.I.
- 8) Greenstein - Ap. J. **107**, 151, 1948.
- 9) Greenstein - Ap. J. **109**, 121, 1949.
- 10) Greenstein - Ap. J. **95**, 187, 1942.
- 11) Wright - Publ. Victoria, **8**, 1, 1947.
- 12) Morgan - Ap. J. **104**, 245, 1946.
- 13) Slettebak - Ap. J. **109**, 547, 1949.
- 14) Jenkins - Gen. Cat. Trigon. Parallaxes, Yale University, 1952.
- 15) Schlesinger - Gen. Cat. Stellar Parallaxes, Yale University, 1935.
- 16) Moore - Gen. Cat. of radial velocities, Publ. Lick Obs. **18**, 1932.
- 17) Slettebak - Ap. J. **119**, 146, 1954.
- 18) Slettebak - Ap. J. **121**, 653, 1955.
- 19) Greenwich - Obs, M. N. **100**, 189, 1940.
- 20) Chalonge e Divan - Ann. Astroph. **15**, 201, 1952.
- 21) Divan - Ann. Astroph. **15**, 237, 1952.
- 22) Verweij - Publ. Astr. Inst. Amsterdam, 5, 1936.
- 23) Kuiper - Ap. J. **88**, 429, 1938.
- 24) Rosa - Z. f. Ap. **25**, 1, 1948.
- 25) Vitense - Z. f. Ap. **28**, 81, 1951.
- 26) Hack - Ricerca scientifica **26**, 1826, 1956. Contributi Milano-Merate 85.
- 27) Swings e Chandrasekhar - M. N. **97**, 24, 1937.
- 28) De Jager - Rech. Astr. Utrecht **13**, 1, 39, 1952.
- 29) Berger - Contr. Inst. Astroph. Paris, Serie A, 127, 1952.

