

RICERCHE SULLE STELLE DI TIPO A PECULIARE

La stella al silicio HD 34 452

Nota di BRUNA CASATI e MARGHERITA HACK (*)

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

RIASSUNTO. — Si danno i risultati dello studio della stella al silicio HD 34452. Il tipo spettrale e la classe di luminosità più probabile, in base alle principali caratteristiche spettrali, è B6-B7 e IV-V. L'abbondanza dell'idrogeno e dell'elio è trovata applicando il metodo di Unsöld. Dalla costruzione della curva di crescita si determinano le abbondanze degli altri elementi (C, N, Mg, Si, Fe) e la velocità di turbolenza (2.6 km/sec). Il confronto dei profili osservati per le righe di Balmer con quelli calcolati da Verweij dà per i parametri dell'atmosfera stellare i seguenti valori: $4 < \log g < 4.4$ e $0,34 < \theta < 0.4$. La gravità effettiva determinata col metodo di Unsöld è un po' inferiore; precisamente si ha $\log g = 3.67$. La temperatura di ionizzazione è stata ricavata dalla formula di Saha impiegando le abbondanze del Si II e del Si III ed il valore della densità elettronica ricavata dalle formule di Inglis e Teller e di Holtsmark; si trova $\theta = 0.37$, in ottimo accordo col dato fornito dalle righe di Balmer e $\log P_e = 2.22$. Il confronto delle abbondanze relative (eccettuati Si e Mg) per HD 34452,55 Cyg, τ Sco, e α Lyr dà un buon accordo con le opacità calcolate da Vitense, per valori di $\log P_e$ e θ eguali a quelli determinati dallo studio dei rispettivi spettri. L'eccezionale intensità delle righe del Si II e del Mg II, che costituisce la principale caratteristica dello spettro di HD 34452 dà di conseguenza un eccesso per le abbondanze relative di questi elementi, che può essere spiegato o con una reale differenza di composizione chimica o con la presenza di un campo magnetico stellare.

ABSTRACT. — Study results of the silicium star HD 34452 are given. The most probable spectral type and luminosity class, on the ground of the main spectral features is B6-B7 and IV-V. The abundances of H and He are found, following the Unsöld method. The other elements abundances (C, N, Mg, Si, Fe) and the turbulence velocity (2.6 km/sec) are found from the curve of growth. Comparing the observed Balmer lines contours to those calculated by Verweij we find these values for the parameters of the stellar atmosphere: $4 < \log g < 4.4$ and $0.34 < \theta < 0.4$. The effective gravity calculated by the Unsöld method is lower; $\log g = 3.67$. The ionisation temperature has been found from the Saha formula employing the Si II and Si III abundances and the value of the electron density calculated by Inglis and Teller, and Holtsmark formulas; we find $\theta = 0.37$ in agreement with the data given by the Balmer lines, and $\log P_e = 2.22$. The comparison of the number of atoms for a given element, in a column of 1 cm^2 base and height equal to the height of the atmosphere of HD 34452,55 Cyg, τ Sco, α Lyr gives agreement with the values of the opacities calculated by Vitense for values of $\log P_e$ and θ equal to those determined from the respective spectroscopic studies. The exceptional intensity of the Si II and Mg II lines which is the main peculiarity of the HD 34452 spectrum, gives consequently an excess for the relative abundances of these elements. This excess can be explicated by a real difference in the chemical composition or by the presence of a stellar magnetic field.

(*) Ricevuta il 2 maggio 1956.

E' noto che con maggior frequenza fra i tipi spettrali B8-A0 si incontrano stelle con spettro peculiare; la peculiarità consiste generalmente in una intensità eccezionale riguardo all'apparenza generale dello spettro, di alcune righe metalliche. In base alla descrizione che di esse ne dà Morgan ⁽¹⁾ nel suo atlante di spettri stellari, si possono suddividere, a seconda dell'elemento a cui appartengono le righe di intensità anormali, in stelle al silicio, al manganese, allo stronzio, al cromo-europio, ecc. Le stelle al manganese, sono, sempre secondo Morgan, comprese con maggiore frequenza fra i tipi B8-B9; le stelle al silicio fra i tipi B9-A0, le stelle allo stronzio e all'eurobio fra i tipi A0-F0.

Poichè fra queste stelle ne sono state trovate parecchie aventi un forte campo magnetico generale, è stata avanzata da Babcock ⁽²⁾ l'idea che l'intensificazione di certe righe fosse dovuta ad effetto Zeeman. Questo estende il coefficiente d'assorbimento della riga su una banda di lunghezze d'onda maggiore del normale, ed ha perciò la conseguenza di aumentarne l'intensità senza che ci siano variazioni del numero di atomi assorbenti, analogamente a quanto si verifica per le righe dell'idrogeno e dell'elio a causa dell'effetto Stark.

Queste stelle non vanno confuse con l'altro gruppo di stelle peculiari, le stelle a righe metalliche, le cui caratteristiche sono completamente diverse, e che sono state classificate di tipo A solo in base alla debole intensità delle righe H e K del Ca II, mentre le caratteristiche generali dello spettro sono F0-F5.

Si ritiene utile intraprendere una serie di ricerche quantitative su individui appartenenti a queste diverse famiglie di stelle peculiari e di cui solo pochissime, come per esempio α_2 C Vn sono state studiate in dettaglio. Lo scopo di queste ricerche è di trovare il maggior numero possibile di informazioni sulla loro costituzione fisica e chimica, vedere se esistano differenze o affinità fra stelle appartenenti ai diversi gruppi, al Si, al Mn, al Cr ecc., e confrontarle con stelle normali, per poter decidere quale tipo spettrale e classe di luminosità renda meglio conto delle caratteristiche generali del loro spettro.

Si spera così di poter determinare i due parametri gravità e temperatura effettiva, ed inoltre uno o più parametri che rendano conto delle peculiarità, in modo da costruire delle diramazioni, nel sistema bidimensionale di classificazione applicabile alle stelle così dette normali, tali da inquadrare in un sistema più generale, stelle normali e peculiari.

Si inizia questo programma con lo studio della stella HD 34 452.

HD 34 452 è stata classificata come c A0p secondo l'HD, probabilmente a causa della debole intensità delle righe dell'idrogeno e dell'elio. Chalonge e Divan ⁽³⁾ nel loro sistema di classificazione bidimensionale impiegante come parametri la discontinuità di Balmer D e la lunghezza d'onda λ_1 funzione della lunghezza d'onda a cui cade la discontinuità, le

attribuirono il tipo B3V, sebbene l'aspetto generale dello spettro sia molto diverso da quello di una normale B3V, e le righe dell'elio siano eccezionalmente deboli.

M. E. Walther (⁴), in una ricerca destinata ad ampliare il sistema MKK, pone la nostra stella fra le stelle peculiari, nel gruppo di stelle al silicio, e la classifica B9 in base all'intensità della K del Ca II.

Le precedenti ricerche di Chalonge e Divan e di Walther su HD 34 452 sono di carattere qualitativo; di qui l'interesse di studiare questa stella più dettagliatamente facendo uso di spettrogrammi di maggior dispersione, per determinarne il tipo spettrale in base ad un maggior numero di caratteristiche, la costituzione fisica, temperatura, pressione elettronica, opacità, gravità, velocità di turbolenza, la composizione chimica, e infine vedere se e in che cosa presenta anomalie rispetto a stelle normali all'incirca dello stesso tipo.

LE OSSERVAZIONI.

Gli spettrogrammi sono stati presi: due da Rigoni nel settembre 1953, e due da Hack nel marzo 1954, al riflettore di 120 cm di diametro dell'Osservatorio di Asiago, con lo spettrografo universale usato nella combinazione « camera III ». La dispersione è di 66 Å/mm ad H_{β} , 40 Å/mm ad H_{γ} , 20 Å/mm a 3800 Å. Si sono impiegate lastre Ferrania Blù.

Come sorgente per lo spettro di confronto è stato usato un arco ad elettrodi di ferro.

La taratura delle lastre è stata eseguita facendo uso dello spettrosensitometro dell'Osservatorio di Asiago (⁵).

Nella tabella I si riportano i dati per i quattro spettrogrammi.

TABELLA I

Spettro	Fenditura	Tempo posa	Data	TMEC
2320	100 μ	30 ^m	8/11/1953	1 ^h 23 ^m
2321	»	60	»	1 53
2975	»	20	29/3/1954	19 40
2976	»	30	»	20 00

Per la lastra su cui si hanno gli spettri 2975 e 2976 sono state tracciate quattro curve di calibrazione, per le lunghezze d'onda comprese fra 3600 e 4800 Å; di queste curve quelle relative a 4040 e a 4400 Å sono risultate sovrapponibili; si sono usate perciò tre curve di calibrazione.

Per la lastra contenente gli spettri 2320 e 2321 si sono costruite sei curve per lunghezze d'onda comprese fra 3600 e 4900 Å; tra queste risultano sovrapponibili quelle corrispondenti all'intervallo 4100-4900 e quelle fra 3600 e 3700; sono state perciò usate due curve di calibrazione.

Gli spettrogrammi sono stati registrati al microfotometro registratore dell'Osservatorio di Merate, impiegando l'ingrandimento 50.

La larghezza della fenditura è stata regolata in modo che il potere risolutivo dello strumento non fosse inferiore a quello dello spettrografo.

IDENTIFICAZIONE DELLE RIGHE E MISURA DELLE INTENSITÀ.

La lunghezza d'onda delle righe spettrali è stata misurata sui microfotogrammi, prendendo come riferimento le righe dell'arco del ferro.

Per la identificazione delle righe si sono usate le tavole dei multipletti di C. Moore (⁶). A proposito delle identificazioni è stato seguito il solito criterio generale di ritenere improbabile la presenza di una riga appartenente ad una famiglia di multipletti di cui risultano assenti righe di intensità maggiore od uguale. Però va notato, per quanto riguarda l'elio, che risultano sicuramente presenti tutte le righe del multipletto 2^3P-n^3D , mentre per il multipletto 2^1P-n^1D è sicura la presenza della 4144, 3926, 3872, 3806 e mancano invece del tutto righe di intensità maggiore od uguale come la 4388 e la 4009.

TABELLA II

H I

λ	A	C λ	$\log N_{0,2}b$	note
H4 4861,33	7,4	13,60	14,47	
H5 4340,47	7,2	14,13	14,99	
H6 4101,74	7,8	14,48	15,37	
H7 3970,07	7,7	14,75	15,64	
H8 3889,05	6,9	14,97	15,91	
H9 3835,39	7,6	15,15	16,00	
H10 3797,90	6,5	15,31	16,12	
H11 3770,63	4,7	15,45	16,12	
H12 3750,15	4,2	15,57	16,20	
H13 3734,37	2,6	15,69	16,10	
H14 3721,94	2,0	15,79	16,09	
H15 3711,97	1,5	15,88	16,05	

blend H Ca II

He I

λ	mult.	A	C λ	log $N_{o s b}$	note
2^3P-4^3S 4713,37	12	0,12			
4713,14					
2^3P-4^3D 4471,69	14	0,42	13,64	13,26	
4471,48					
2^3P-5^3D 4026,36	18	0,43	14,13	13,76	
4026,19					
2^3P-6^3D 3819,76	22	0,21	14,47	13,79	
3819,61					
2^3P-7^3D 3705,14	25	0,03	14,81	13,33	
3705,00					
2^1P-6^1D 4143,76	53	0,11	14,52	13,56	
2^1P-8^1D 3926,53	58	0,05	15,02	13,74	
2^1P-11^1D 3805,76	63	0,05	15,53	14,26	
2^1P-12^1D 3784,88	64	0,17	15,65	14,89	

C II

λ	mult.	A	log f'	f/f'	log $\frac{1}{R_c} \frac{A}{2 \Delta \lambda}$	log $\frac{f'}{R_c \Delta \omega}$	log $N_{1,sh}$	note
3918,98	4	0,09	-0,176	0,143	0,39	-11,61	14,07	blend
3920,67	4	0,15						
4267,02	6	0,22						blend
4267,27								
3876,05	33	0,08						
3876,19								
3876,41								
3876,67								
4076,00	36	0,18						blend
(4618,85)	50	0,30						

N II

λ	mult.	A	log f'	f/f'	log $\frac{1}{R_c} \frac{A}{2 \Delta \lambda}$	log $\frac{f'}{R_c \Delta \omega}$	log $N_{1,sh}$	note
4241,79	47-48	0,11	-0,896	1,016	0,23	-11,44	13,50	

O I

λ	mult.	A		note
4673,70	17	0,44		
3954,59 } 3954,69 }	30	0,27		blend

O II

λ	mult.	A		note
4075,86	10	0,18		blend
3911,96	17	0,06		su un solo micro
3919,29	17	0,09		blend
3762,63	31	0,11		blend
4060,58 } 4060,98 }	97	—		blend

Mg II

λ	mult.	A	$\log f'$	f/f'	$\log \frac{1}{R_c} \frac{A}{2\Delta\lambda}$	$\log \frac{f'}{R_c \Delta\omega}$	$\log N_{1,sh}$	note
4481,13 } 4481,33 }	4	0,75	0,00	0,95	1,03	— 10,51	14,79	
3848,23	5	0,12						
3850,40	5	0,14						

Si II

λ	mult.	A	$\log f'$	f/f'	$\log \frac{1}{R_c} \frac{A}{2\Delta\lambda}$	$\log \frac{f'}{R_c \Delta\omega}$	$\log N_{1,sh}$	note
3853,66	1	0,19	- 1,176					
3856,02	1	0,31	- 0,222	?				
3862,59	1	0,23	- 0,478					
4128,05	3	0,51	- 0,398	0,99	0,90	— 10,97	14,95	
4130,88	3	0,52	- 0,222		0,91	— 10,79	14,77	

Si III

λ	mult.	A	$\log f'$	f/f'	$\log \frac{1}{R_c} \frac{A}{2\Delta\lambda}$	$\log \frac{f'}{R_c \Delta\omega}$	$\log N_{2,sh}$	note
3806,56	5	0,07	- 0,255	1,0	0,07	— 10,85	12,45	

Ca II

λ	mult.	A		note
3933,64	1	0,44		

Ti II

λ	mult.	A		note
(3814,58)	12	0,07		blend
3759,29	13	0,05		»
3761,32	13	0,13		
(4501,27)	31	0,15		blend
3900,55	34	0,09		
3741,73	72	0,06		
4028,33	87	0,08		

Cr I

λ	mult.	A		note
(3991,12) (3991,67)	38	0,31		blend

Cr II

λ	mult.	A		note
3761,90	11	0,11		blend
3715,19	20	0,05		
4242,38	31	0,11		blend
3715,45	145	0,05		
4003,33	194	0,09		blend

Fe I

λ	mult.	Pot. ecc.	A	$-\log \frac{A}{\lambda}$	$\log Nf_{\odot}$	note
3820,43	20	0,86	0,21			blend
4202,03	42	1,48	0,29	4,13		
4250,79	42	1,55	—		4,27	in un solo micro
4045,81	43	1,48	0,07	4,77	5,26	»
4063,60	43	1,55	0,07	4,75	5,00	»
4071,74	43	1,60	0,08	4,72	4,86	
3815,84	45	1,48	0,07	4,80	4,80	blend
3827,83	45	1,55	0,07	4,78	3,80	
4187,04	152	2,44			3,96	
4187,80	152	2,41	0,23	4,25	4,16	
4191,44	152	2,46	0,18	4,34	4,15	
4198,31	152	2,39	0,08	4,68	3,90	
4233,61	152	2,47	0,22			blend
4250,12	152	2,46	0,09	4,66	4,09	
4260,48	152	2,39	0,07	4,77	4,72	
4267,83	482	3,10	0,22			blend

Fe II

λ	mult.	Pot. ecc.	A	$-\log \frac{A}{\lambda}$	$\log Nf_{\odot}$	note
3938,28	3	1,66	0,14			
4128,73	27	2,57	0,51	3,89	1,43	
4173,45	27	2,57	0,12	4,55		
4233,17	27	2,57	0,22	4,26	2,63	
4303,17	27	2,69	0,06	4,80	2,46	
4351,76	27	2,69	0,10	4,61		
4385,38	27	2,77	0,13	4,50	2,50	
4416,82	27	2,77	0,16	4,40	2,32	in un solo micro
4122,64	28	2,57	0,11	4,57	1,86	
4178,85	28	2,57	0,10	4,58	2,31	
4258,15	28	2,69	0,07	4,77	1,37	
3759,46	154	4,72	0,05			blend
3906,04	173	5,55	0,17			
3935,94	173	5,54	0,05			
3938,97	190	5,89	0,14			
4002,55	190	5,93	0,09			

Fe III

λ	mult.	A		note
(4003,41)	15	0,09		blend
(4057,51)	33	—		blend
(4621,39)	108	0,48		
(3954,38)	120	0,27		blend

Nota: le righe la cui lunghezza d'onda è in parentesi sono identificate in modo molto incerto.

Sicura è la presenza della righe del C II, mentre molto più incerto è l'N II di cui è presente una sola riga: la 4242, e manca completamente una delle sue righe più intense, la 3995.

Pure molto incerta è la presenza dell'ossigeno, le cui righe sono tutte molto deboli e blend.

Molto più intense che nelle normali stelle di tipo compreso fra B ed A appaiono le righe del Si II e del Mg II. Anche la 3806 del Si III è sicuramente presente.

Sono presenti numerose deboli righe metalliche, specialmente del Fe I e Fe II, e qualcuna del Ti II e Cr II; più incerta la presenza di righe del Cr I e Fe III. Notevole l'intensità della 4202 che è stata identificata con una riga del Fe I.

Le righe dell'idrogeno sono state misurate su tutti e quattro gli spettrogrammi, fatta eccezione per l' H_{β} che è sottosposta sugli spettrogrammi 2975 e 2976 e l' H_{γ} e H_{δ} sovraesposte sugli spettrogrammi 2320 e 2321. Delle rimanenti righe quelle comprese fra 3700 e 3850 Å sono state misurate su tutti e quattro gli spettrogrammi, mentre le altre solo sugli spettrogrammi 2975 e 2976, gli altri due spettrogrammi essendo sovraesposti fra 3900 e 4800 circa.

La determinazione delle larghezze equivalenti, eccettuate le righe dell'idrogeno e dell'elio, per cui è stato tracciato il profilo, è stata fatta considerando il profilo della riga assimilabile ad un triangolo. Perciò, per tutte le righe ben isolate è stata misurata sia la profondità centrale R_c sia la semilarghezza $\Delta\lambda$ e dedotta la relazione $\Delta\lambda = f(R_c)$.

R_c rappresenta naturalmente la profondità centrale strumentale, che solo nel caso delle righe molto forti, come quelle di Balmer è praticamente uguale alla vera profondità centrale.

Per le righe parzialmente blend si è determinata la sola profondità centrale e la larghezza equivalente è stata calcolata ricavando $\Delta\lambda$ dalla relazione $\Delta\lambda = f(R_c)$.

Per tutte le righe formatesi sulle ali di righe vicine più intense, la misura della profondità centrale è stata eseguita prendendo come continuo l'ala della riga intensa.

Nella tabella II sono date le righe identificate, divise per elementi e per multipletti.

DETERMINAZIONE DEL TIPO SPETTRALE.

Per decidere, fra le discordanti indicazioni date dalla letteratura (HD, Chalonge e Divan, Walther) quale sia il tipo spettrale e la classe di luminosità che spiegano meglio l'aspetto generale dello spettro si sono impiegate, per confronto, le misure di larghezza equivalenti di Williams (⁷) e di Petrie (⁸) relative ad un gran numero di stelle di tipo B e

dei primi sottotipi A. Impiegando questi dati sono tracciati vari diagrammi in cui la variazione dell'intensità di una riga è data in funzione del tipo spettrale, parametro la classe di luminosità. Si sono tracciate le curve relative ad H_{β} , H_{γ} , H_{δ} , alla 4026, 4144, 4471 dell'He I, alla 4128 e 4131 del Si II; alla 3934 del Ca II; alla 4481 del Mg II; alla 4267 del C II e alla 4233 del Fe II. Si sono impiegate anche le relazioni fra discontinuità di Balmer e tipo spettrale ⁽⁹⁾ e fra numero n di righe di Balmer osservabili e tipo spettrale ⁽¹⁰⁾. In queste curve è stata inserita la nostra stella (fig. 1) valendosi del valore delle larghezze equivalenti e del numero n da noi misurati, e del valore della discontinuità dato da Chalonge e Divan. Il tipo spettrale dato in ascisse è quello di Morgan; le stelle non incluse nel sistema di classificazione MKK sono state riportate ad esso usando i dati di grandezza assoluta e tipo spettrale dati da Williams; da questi si è risaliti alle classi di luminosità, servendosi delle tabelle date da Morgan ⁽¹¹⁾.

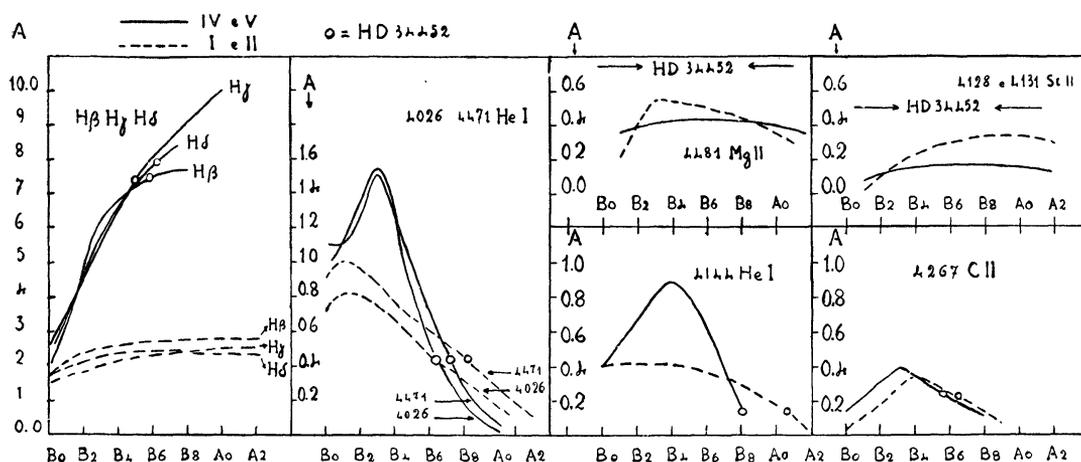


Fig. 1

Non sempre questo procedimento ha permesso la determinazione del tipo spettrale; per la riga 4233 del Fe II e 3934 del Ca II si disponeva di troppo pochi dati per poter tracciare delle curve che avessero un significato. Nel caso della 4131 del Si II e della 4481 del Mg II, l'eccezionale intensità di queste righe piazza il punto relativo ad HD 34 452 nettamente al di sopra della curva tracciata per le altre stelle, cosicchè nulla può dirsi sul tipo spettrale.

Per quanto riguarda le altre grandezze prese in considerazione, il tipo che rende meglio conto di tutte le caratteristiche è compreso al massimo fra B5 e B8 e come classe di luminosità fra IV e V.

Nella tabella III sono riportati i risultati.

Infine si sono confrontati i profili osservati per H_{β} , H_{γ} , H_{δ} , con i profili teorici calcolati da Verweij ⁽¹²⁾; nella fig. 2 sono riportati i profili osservati e i profili teorici che meglio vi si accordano.

I parametri che danno il migliore accordo sono compresi fra :

$$4 \leq \log g \leq 4.4 \quad 0.34 \leq \theta \leq 0.4$$

Viene perciò confermato il carattere di stella nana di HD 34 452 ed un valore della temperatura compreso fra 12500 °K e 15 000°K, corrispondenti secondo la scala di Kuiper (¹³) rispettivamente al tipo B8 e B6.

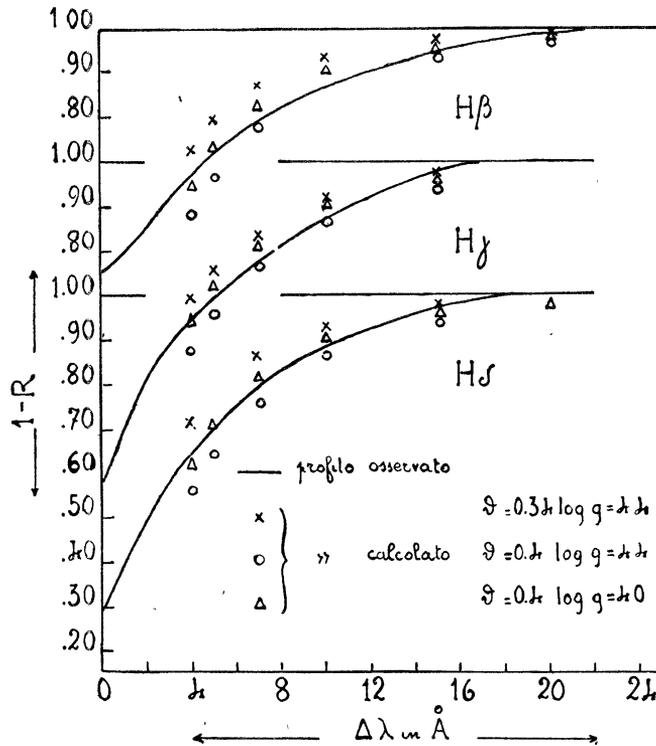


Fig. 2

TABELLA III

Grandezza	tipo spettr. e classe di lumin.			
H β	B5-B6	IV-V		
H γ	B5	IV-V		
H δ	B6-B7	IV-V		
n	B6	V	o	B2 III
D	B4	III-V	o	B6 Ib o A0 Ia
4026 He I	B6-B7	I-III-V		
4144 He I	B8	IV-V	o	A1 I
4471 He I	B7	IV-V	o	B8 I
4267 C II	B5	IV-V	o	B6 I
4128 e 4131 Si II	eccezionalmente intensa			
4481 Mg II	» »			
3934 Ca II	(B8)			
4233 Fe II	—			

DETERMINAZIONE DEL NUMERO DI ATOMI DI IDROGENO.

Indichiamo con $N_{0,2}h$ il numero di atomi di idrogeno neutro, nello stato eccitato 2, contenuti in una colonna di base 1 cm^2 e altezza h eguale

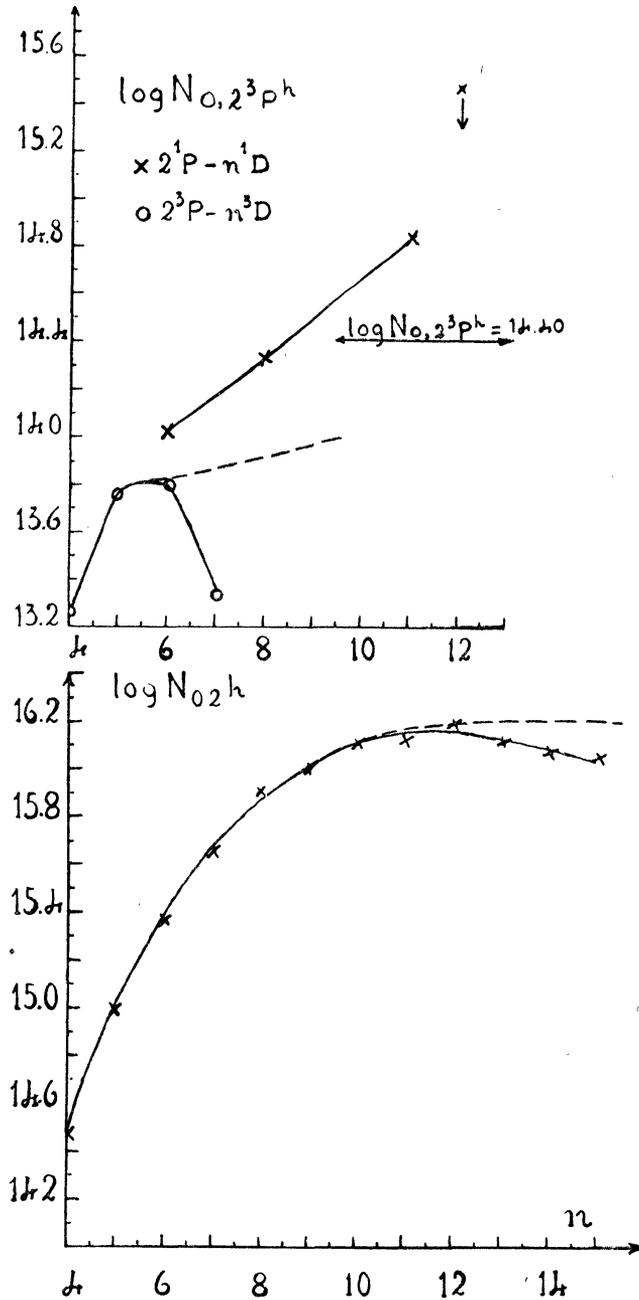


Fig. 3

all'altezza efficace dell'atmosfera stellare. Seguendo il metodo di Unsöld (¹⁴) si determina $N_{0,2}h$ dalla relazione

$$1) \quad A = \frac{\pi e^2}{m c^2} \lambda^2 f N_{0,2}h$$

che non è altro che l'equazione del ramo Doppler della curva di crescita. La 1) dà un valore sufficientemente approssimato di $N_{0,2}h$ solo se l'assorbimento avviene in uno strato otticamente sottile, ossia quando i punti rappresentativi delle singole righe cadono nel primo tratto della curva di crescita. I valori di $N_{0,2}h$ per le prime righe della serie di Balmer, che non cadono sul ramo Doppler, sono valori limiti inferiori. Col crescere di n l'intensità delle righe di Balmer diminuisce e ci si avvicina all'ipotesi dello strato otticamente sottile ed $N_{0,2}h$ tende al suo vero valore; ma al crescere ancora di n , $N_{0,2}h$ comincia a diminuire, a causa ora degli errori per difetto che si compiono nel calcolare la larghezza equivalente, a causa del sovrapporsi delle ali, con la conseguente impossibilità di dire dove passi il continuo.

Nella fig. 3 sono riportati i valori di $\log N_{0,2}h$ calcolati dalla 1) in funzione del numero quantico n ; il massimo della curva è stato preso come limite inferiore di $\log N_{0,2}h$.

Si trova

$$\log N_{0,2}h \cong 16.20.$$

Sempre nell'ipotesi di uno strato assorbente otticamente sottile, il valore di $N_{0,2}h$ può venir calcolato dall'ammontare della discontinuità di Balmer facendo uso della relazione

$$2) \quad \log N_{0,2}h = 16.86 + \log R$$

dove $R = 1 - 10^{-D}$ e D è la discontinuità di Balmer. Secondo i dati di Chalonge e Divan (³) si ha

$$D = 0.213$$

Dalla 2) si trova

$$\log N_{0,2}h = 16.45$$

Se si vuole avere un'approssimazione migliore, conviene usare la formula di Minnaert che tiene conto dello spessore finito dello strato assorbente

$$3) \quad \log N_{0,2}h = 16.86 - \log \left(\frac{1}{R} - \frac{1}{R_c} \right)$$

R_c è la profondità centrale limite a cui tendono le righe della serie di Balmer. Dapprima si è proceduto alla determinazione di R_c (fig. 4). Si nota che R_c è inferiore alla media per H_β e per le ultime righe della serie

di Balmer; l'effetto è probabilmente strumentale, dovuto alla diminuzione della dispersione nel caso di H_β , alla diminuzione di intensità delle righe e anche all'incertezza nel tracciamento del continuo nel caso delle altre. R_c è stato trovato eguale a 0.72, perciò dalla 3) si ha

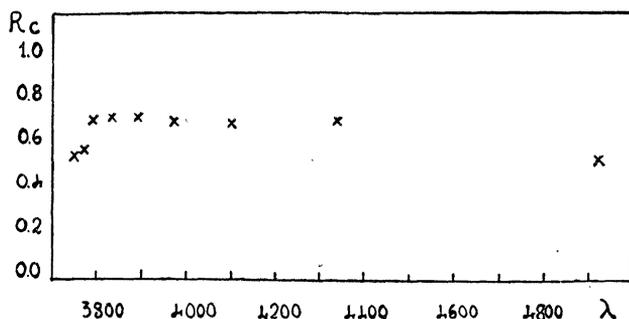


Fig. 4

$$\log N_{0,2h} = 16.74$$

DETERMINAZIONE DEL NUMERO DI ATOMI DI ELIO.

In modo analogo a quanto si è fatto per l'idrogeno, si è proceduto alla determinazione del numero $N_{0,2^3P}h$ di atomi di elio neutro, nel livello eccitato 2^3P , compresi in una colonna di base 1 cm^2 e altezza h .

In fig. 3 sono riportati i valori di $\log N_{0,2^3P}h$ in funzione di n . Per avere valori confrontabili fra loro i $\log N_{0,2^1P}h$ relativi al livello 2^1P sono stati riportati al livello 2^3P per mezzo della formula di Boltzmann

$$\log \frac{N_2}{N_1} = \log \frac{g_2}{g_1} - (\chi_2 - \chi_1) \theta$$

Ponendo $\theta = 0.37$ (valore determinato come vedremo in seguito) si ottiene $\log N_{0,2^3P} = \log N_{0,2^1P} + 0.58$.

Il valore di $\log N_{0,2^3P}h$ ricavato dalla serie 2^3P-n^3D è probabilmente più sicuro di quello ricavato dalla serie 2^1P-n^1D .

Abbiamo preso come valore più probabile $\log N_{0,2^3P}h = 14.40$, media tra il valore 14.0 a cui tende la serie dei tripletti, ed il valore 14,8 ottenuto dalla serie dei singoletti, quando si trascuri il punto relativo a $\lambda 3784$ che nei microfotogrammi appare blend.

CALCOLO DELLA DENSITA' ELETTRONICA.

La densità elettronica è stata calcolata per mezzo della formula di Inglis e Teller (¹⁵) e dalla teoria di Holtzmark (¹⁴).

Inglis e Teller hanno trovato una relazione fra il numero di parti-

celle cariche per cm^3 ed il numero quantico totale dell'ultima riga visibile della serie di Balmer, n , e precisamente :

$$\log N_e = 23.26 - 7.5 \log n$$

intendendo che per $T < \frac{10^5}{n} N_e$ si riferisca ad ioni ed elettroni, e per $T > \frac{10^5}{n}$, Come nel caso nostro, N_e si riferisca agli ioni.

Ma poichè la stragrande maggioranza di ioni per cm^3 è data da atomi di idrogeno ionizzato, N_e rappresenta anche la densità elettronica. Nei nostri spettrogrammi l'ultima riga di Balmer visibile è H 17; il valore di N_e è stato calcolato per $n = 18$, tenendo conto che la sovrapposizione delle ali delle ultime righe della serie di Balmer può in parte esser dovuta, oltre che ad effetto Stark, anche a cause strumentali. Si trova

$$\log N_e = 13.85$$

Dalla teoria di Holtzmark si ottiene la relazione

$$\log N_e = 2.5 \log A + C - \log N_{0,2h} - \frac{3}{2} \log R_c$$

dove le larghezze equivalenti A delle righe di Balmer, sono misurate in Angstrom.

Per H_β , H_γ , H_δ , si ha rispettivamente

$$\log C = 28.34 (H_\beta), \log C = 28.58 (H_\gamma), \log C = 28.66 (H_\delta)$$

Si ottiene

$$\log N_e = 13.47 (H_\beta)$$

$$\log N_e = 13.69 (H_\gamma)$$

$$\log N_e = 13.84 (H_\delta)$$

Dalla media dei valori ottenuti con i due metodi si ha

$$\log N_e = 13.70$$

RISULTATI OTTENUTI DALLA CURVA DI CRESCENZA.

E' stato possibile costruire un solo ramo della curva di crescita (fig. 5), per nove righe del Fe II, di potenziali di eccitazione compresi fra 2.57 e 2.77 impiegando i valori degli N_f solari dati da Allen (¹⁶). Dalla traslazione verticale Δ_v da dare al nostro ramo di curva, per portarlo sulla curva teorica, si calcola il $\log v$, dove v è la risultante della velocità di agitazione termica degli atomi, e della velocità di turbolenza.

Infatti si ha la relazione

$$\log \frac{1}{R_c} \frac{A}{2 \Delta \lambda} - \log \frac{A}{\lambda} = \Delta v$$

$$\text{dove } \Delta \lambda = \frac{\lambda}{c} v \text{ e } v = \sqrt{\frac{2 R T_{\text{cin}}}{\mu}}$$

Nel nostro caso si trova $\Delta v = 4.8$ da cui $\log v = 5,52$, $v = 3.3$ km/sec. Da questo valore si passa al calcolo della velocità di turbolenza ξ in base alla relazione

$$v^2 = \frac{2 R T}{\mu} + \xi^2$$

Posto $T = 13600$ °K si trova $\sqrt{\frac{2 R T}{\mu}} = 1.9$ km/sec e $\xi = 2.6$ km/sec.

Dalla differenza tra le traslazioni orizzontali da dare ai rami di curva per il Fe II determinati per la stella ed il Sole, per portarli sulla curva teorica, si ottiene il rapporto fra il numero di atomi di Fe II in stati eccitati con potenziali di eccitazione di circa 2,70 eV, che sono contenuti in una colonna di base 1 cm² e altezza pari rispettivamente all'atmosfera della stella e del Sole.

Per mezzo della formula di Boltzmann si può poi risalire all'abbondanza relativa di tutti gli atomi di Fe II presenti nell'atmosfera stellare e solare.

Infatti indicando con * le quantità relative alla stella e con \odot quelle relative al sole, e posto

$\log \frac{1}{R_c} \frac{N_{r,s} h f}{\Delta \omega} - \log f' = \Delta$ (differenza fra l'ascissa teorica e l'empirica) si ha

$$\log \frac{N_{r,s} h_*}{N_{r,s} h_{\odot}} = \Delta_* - \Delta_{\odot} + \log \frac{v_*}{v_{\odot}} + \log \frac{R_c *}{R_c \odot}$$

ma per la formula di Boltzmann

$$\log N_r = \log N_{r,s} - \log \frac{g_{r,s}}{u_r} + \chi_{r,s} \theta$$

e quindi

$$\log \frac{N_r h_*}{N_r h_{\odot}} = \Delta_* - \Delta_{\odot} + \log \frac{R_c *}{R_c \odot} + \log \frac{v_*}{v_{\odot}} + \chi_{r,s} (\theta_* - \theta_{\odot})$$

$\log \frac{v_*}{v_{\odot}}$ rappresenta il rapporto tra le velocità (termica e di turbolenza) della stella e del Sole, e si ricava dalla differenza delle traslazioni verti-

cali da dare alle due curve per portarle sulla curva teorica; si trova $\log \frac{v_*}{v_\odot} = 0.30$.

E' poi necessario conoscere la differenza $\theta_* - \theta_\odot$ fra gli inversi delle temperature stellare e solare.

Secondo i risultati di Wright (¹⁷) si è posto $\theta_\odot = 0,89$, mentre per HD 34452 si ha $\theta_* = 0.37$.

Si trova

$$\log \frac{N_r h_*}{N_r h_\odot} (\text{Fe II}) = -1.29$$

e servendosi del risultato di Wright (¹⁷) $\log N_r h_\odot = 18.80$ si ha

$$\log N_r h_* = 17.51$$

Servendosi delle poche righe del Fe I di cui si disponeva, con potenziali di eccitazione di circa 2.4 eV, operando in modo analogo a sopra si trova

$$\log \frac{N_r h_*}{N_r h_\odot} (\text{Fe I}) = -3.63$$

e posto con Wright $\log N_r h_\odot = 18.40$ si ha

$$\log N_r h_* = 14.77$$

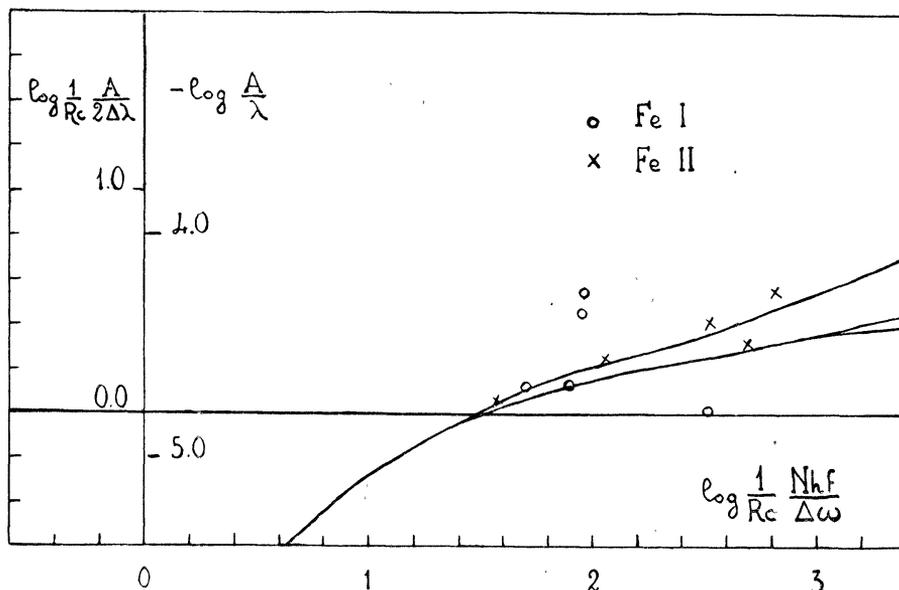


Fig. 5

Per gli altri elementi, Si II e Si III, Mg II, C II, N II, per le cui righe sono noti i valori degli f' relativi e degli f totali (¹⁸) sono stati calcolati i valori di

$$\log \frac{1}{R_c} \frac{A}{2\Delta\lambda} \text{ e } \log \frac{1}{R_c} \frac{f'}{\Delta\omega}$$

(dove in $\Delta\lambda$ e in $\Delta\omega$ è stato posto il valore di $\xi = 2.6$ km/sec precedentemente trovato); da questi si risale alle abbondanze relative dei rispettivi elementi.

Infatti entrando sulla curva di crescita con i valori calcolati per $\log \frac{1}{R_c} \frac{A}{2\Delta\lambda}$ si trova il corrispondente valore teorico di $\log \frac{1}{R_c} \frac{N_{r,s} h f}{\Delta\omega}$. Dalla differenza $\log \frac{1}{R_c} \frac{N_{r,s} h f}{\Delta\omega} - \log \frac{1}{R_c} \frac{f'}{\Delta\omega} = \log N_{r,s} h \frac{f}{f'} = \log N_{r,s} h f_{tot}$ si risale ai valori di $\log N_{r,s} h$ essendo noto f_{tot} .

In Tabella II sono dati i risultati.

TEMPERATURA DI IONIZZAZIONE.

Non è stata possibile la determinazione della temperatura di eccitazione perchè non si disponeva di gruppi di righe di uno stesso elemento provenienti da livelli corrispondenti a diversi potenziali di eccitazione.

E' stato invece possibile determinare la temperatura di ionizzazione impiegando le abbondanze relative al Si II e Si III.

Dalla curva di crescita è stato trovato (Tabella II)

$$\log \frac{N_{2,4p}}{N_{1,3d}} = - 2.45$$

Introducendo nella formula di Saha i valori di $\log N_2$ e di $\log N_1$ espressi, per mezzo della formula di Boltzmann, in funzione di $\log N_{2,4p}$ e di $\log N_{1,3d}$ e risolvendo rispetto a $\log P_e$ abbiamo

$$4) \quad \log P_e = - \log \frac{N_{2,4p}}{N_{1,3d}} + \log \frac{g_{2,4p}}{g_{1,3d}} (\chi_{1,3d} - \chi_{2,4p}) \theta - 0.18 + 2.5 \log T - \chi_1 \theta$$

Ponendo nella 4) dei valori approssimati di T , in base al tipo spettrale della stella e delle indicazioni date dai profili delle righe di Balmer, si può calcolare P_e . Il valore di P_e deve essere tale che posto nella relazione

$$N_e = P_e / kT$$

dia un valore di N_e in accordo con quello già calcolato dalle formule di Inglis e Teller e di Holtsmark.

Il calcolo è stato fatto introducendo nella 4) valori di θ compresi fra 0.32 e 0.45. Il valore di P_e calcolato per $\theta = 0.37$, ossia per $T = 13600$ °K dà $\log P_e = 2.22$ e $\log N_e = 13.68$, e cioè in ottimo accordo col valore precedentemente trovato: $\log N_e = 13.70$.

Il valore della temperatura di ionizzazione è anche in buon accordo con le indicazioni date dal confronto fra i profili osservati e i profili teorici delle righe di Balmer; questo dava infatti $0.34 \leq \theta \leq 0.4$.

NUMERO TOTALE DI ATOMI DEI VARI ELEMENTI ED ACCELERAZIONE DI GRAVITA'

Dividendo membro a membro la formula di Boltzmann per quella di Saha si è ottenuta la relazione

$$\log \frac{N_{r+1}}{N_{r,s}} P_e = \log 2 \frac{u_{r+1}}{g_{r,s}} - 0.48 + 2.5 \log T - (\chi_r - \chi_{r,s}) \theta$$

detta di Boltzmann-Saha, che, con le formule di Boltzmann e di Saha, è servita alla determinazione del numero di atomi allo stato neutro, una due e tre volte ionizzati e quindi alla determinazione del numero totale di atomi. In tabella IV sono dati i risultati ottenuti, ponendo $\theta = 0.37$ e $\log P_e = 2.22$.

L'accelerazione di gravità si calcola dalla relazione

$$5) \quad 4 P_e = g m_H \Sigma N h \mu$$

(Purchè si ammetta $P = 2P_e$, il che è possibile nel caso nostro, essendo l'idrogeno praticamente tutto ionizzato (¹⁴)).

La gravità può venir calcolata anche supponendo le atmosfere stellari costituite di soli idrogeno ed elio, data la grande abbondanza di questi elementi rispetto a tutti gli altri. Da questo deriva che avremo un valore di g non influenzato dal fatto che non conosciamo l'abbondanza di tutti gli elementi costituenti l'atmosfera stellare. A riprova di ciò il calcolo è stato eseguito sia tenendo conto di tutti gli elementi per i quali si erano potute determinare le abbondanze, sia tenendo conto solo dell'idrogeno ed elio. Tanto nel primo che nel secondo caso si ha

$$\log g = 3.67$$

valore inferiore a quello che si era dedotto dal confronto dei profili osservati con i profili teorici delle righe di Balmer. Dato però l'ordine degli errori da cui sono affetti i $\log N h$, che risentono degli errori nella determinazione di $\log N_{r,s} h$ e dell'incertezza con cui si conosce la temperatura e la pressione elettronica, e le ipotesi fatte di avere una atmosfera a temperatura e pressione costante, l'accordo può considerarsi soddisfacente.

TABELLA IV

Elemento	log Nh			
	HD 34452	τ Sco	α Lyr	55 Cyg
H	22.89	23.19	25.54	22.75
He	21.32	22.44	(22.87)	22.14
C	20.08	19.43	—	18.89
N	(21.30)	19.77	—	19.29
O	—	20.18	19.44	19.93
Mg	20.41	18.95	17.91	18.43
Si	20.29	18.99	17.75	18.30
Fe	18.77	18.85	17.34	(18.40)

CONFRONTO CON τ SCO, α LYR, 55 CYG - OPACITA'.

Il numero di atomi visibili nell'atmosfera stellare è legato all'opacità di questa; se si considerano diverse stelle e si riportano le abbondanze relative di ciascuna in funzione degli elementi, si dovranno avere curve di andamento simile, se la differenza delle abbondanze relative è dovuta alle sole differenze di opacità delle rispettive atmosfere, e cioè se la composizione chimica è la stessa ed il coefficiente di assorbimento delle righe è dovuto alle stesse cause. In tal caso avremo $\log \frac{N_{h_*'}}{N_{h_*''}} = \log \frac{h_*'}{h_*''} = \log \frac{k_*''}{k_*'}$.

In fig. 6 sono riportate le abbondanze relative per HD 34 452, per τ Sco (¹⁴), per 55 Cyg (¹⁸) e per α Lyr (¹⁹). Le tre curve relative a τ Sco, 55 Cyg e α Lyr hanno un andamento simile, mentre HD 34452 scarta in corrispondenza dell'N, Mg e Si. Questo conferma quanto detto prima, circa la peculiare intensità delle righe del Si II e del Mg II, che potrebbe attribuirsi o a differenze di composizione chimica o a presenza di campo magnetico. Per l'azoto invece lo scarto è probabilmente attribuibile alla incertezza con cui è stata determinata l'abbondanza, in base all'unica riga misurabile.

Servendoci delle tavole di Vitense (²⁰) e Rosa (²¹) abbiamo calcolato il valore dell'opacità, k , per le quattro stelle, impiegando i valori della temperatura e della pressione elettronica, ricavati dallo studio dei rispet-

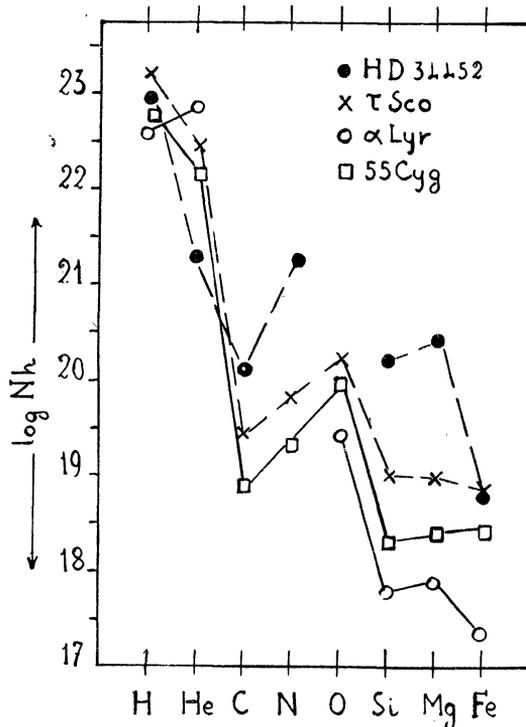


Fig. 6

tivi spettri, e si sono poi confrontate le differenze fra i logaritmi delle opacità con le differenze fra i log Nh relativi ad HD 34 452 e alle altre tre stelle.

In tabella V è dato il valore medio $\frac{Nh(\text{HD}34452)}{Nh_*} = \bar{L}$. Dalla media sono stati scartati i valori relativi a silicio e magnesio che sono dati a parte. L'accordo fra $Nh(\text{HD}34452)/Nh_* = L$ e $k_*/k(\text{HD}34452)$, e cioè fra le opacità dedotte dalle abbondanze relative e le opacità calcolate è abbastanza buono. Per il silicio ed il magnesio il rapporto L è da 100 a 250 volte più grande del valore medio relativo agli altri elementi, e quindi lo scarto, nel caso di questi due elementi, è nettamente superiore agli ordini degli errori.

TABELLA V

Stella	\bar{L}	$k_*/k(\text{HD}34452)$	L/\bar{L}					
			H	He	C	Fe	Mg	Si
τ Sco	0.25	0.25	2.0	0.3	18	3.3	115	80
α Lyr	2.00	8.0	1.1	—	—	13.5	160	175
55 Cyg	0.37	0.29	3.7	18	38	—	260	260

CONCLUSIONE.

In conclusione lo studio quantitativo di HD 34 452 porta ai seguenti risultati: il tipo spettrale, che secondo Chalonge e Divan era B3 V, e secondo l'HD cA0p, risulta invece B6 o B7, di classe di luminosità IV o V, più probabilmente IV. La pressione elettronica, la gravità e l'opacità concordano nell'attribuire alla nostra stella una luminosità leggermente superiore a quella di una nana normale.

La velocità di turbolenza, di 2,6 km/sec, è una conferma del carattere di relativamente bassa luminosità della nostra stella. E' noto infatti che in generale le stelle supergiganti dei primi tipi hanno velocità di turbolenza dell'ordine di 10 e più km/sec. Poco può dirsi sulla costante di smorzamento γ , dato lo scarso numero di punti del Fe II e del Fe I impiegati nella costruzione della curva di crescita. Da questi pochi punti sembra però che il parametro $a = \frac{\gamma}{\Delta\omega}$ sia compreso fra 10^{-1} e 10^{-2} .

Il comportamento di HD 34 452 appare perciò simile a quello di una normale stella B6 - B7 IV, eccezion fatta per l'anormale intensità delle righe del Si II e del Mg II. Resta aperta la questione se il corrispondente eccesso nell'abbondanze relative sia dovuto ad una reale differenza di composizione chimica o alla diversa forma del coefficiente di assorbimento che queste righe acquisterebbero in seguito a presenza di un campo magnetico stellare.

BIBLIOGRAFIA

- 1) Morgan, Keenan e Kellman - An atlas of stellar spectra. Chicago 1952.
- 2) Babcock - PASP **60**, 245, 1948.
- 3) Chalonge e Divan - Ann. Astroph. **15**, 201, 1952.
- 4) Walther - Ap. J. **110**, 67, 1949.
- 5) Mannino - Mem. SAI **24**, 387, 1953.
- 6) Moore - Multiplet Table. Princeton New Jersey, 1954.
- 7) Williams - Ap. J. **83**, 279 e 305, 1936.
- 8) Petrie - Publ. Victoria **9**, 251, 1953.
- 9) Hack - Ann. Astroph. **16**, 417, 1953.
- 10) Struve e Unsöld - Ap. J. **91**, 365, 1940.
- 11) Hynek - Astrophysics, pag. 23, Mc Graw-Hill, 1951.
- 12) Verweij - Publ. Astr. Inst. Univ. Amsterdam, 5, 1936.
- 13) Kuiper - Ap. J. **88**, 446, 1938.
- 14) Unsöld - Z. f. Ap. **21**, 22, 1941.
- 15) Inglis e Teller - Ap. J., **90**, 439, 1939.
- 16) Allen - Mem. Comm. solar Obs. **1**, 56, 1934 e **2**, 6, 1938.
- 17) Wright - Publ. Victoria **8**, 1, 1951.
- 18) Voigt - Z. f. Ap. **31**, 48, 1952.
- 19) Hunger - Z. f. Ap. **36**, 42, 1955.
- 20) Vitense - Z. f. Ap. **28**, 81, 1951.
- 21) Rosa - Z. f. Ap. **25**, 1, 1948.