

DETERMINAZIONE DI PARAMETRI FISICI STELLARI TRAMITE L'ANALISI SPETTRALE

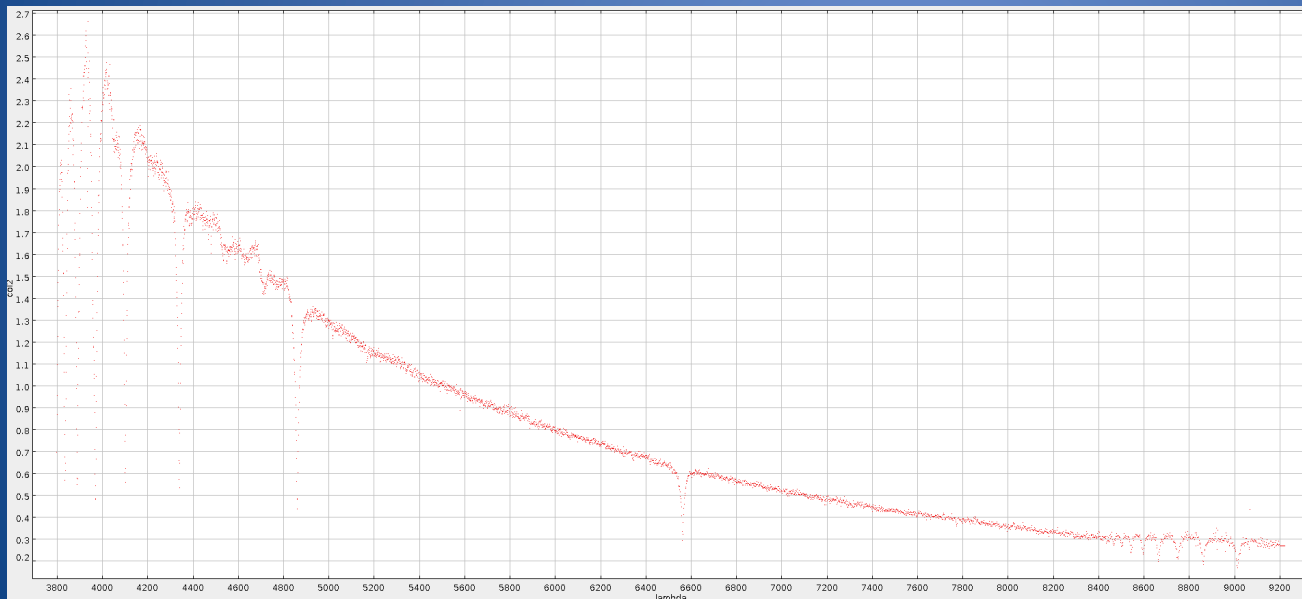
Andrea Boldrin, Davide De Grandis, Giovanni Stocco, Giacomo Vecchiato

PROGETTO IL CIELO COME LABORATORIO

OBIETTIVI:

- ✧ Stimare la temperatura
- ✧ Verificare la correlazione fra temperatura e colore
- ✧ Stimare la classe spettrale
- ✧ Verificare la classe spettrale
- ✧ Ricavare la luminosità
- ✧ Calcolare il raggio
- ✧ Verificare la correlazione fra raggio e temperatura

I dati da cui siamo partiti erano gli spettri di 48 stelle, tutte appartenenti alla sequenza principale, organizzati in una tabella lunghezza d'onda-intensità, poi rappresentata su un piano cartesiano tramite Topcat, ovvero un programma simile ad un foglio elettronico particolarmente indicato per elaborare ingenti moli di dati, che in formato di semplice tabella sarebbero difficilmente gestibili .



	lambda	col2
1	3798.3939	0.69359
2	3799.26861	0.86566
3	3800.14353	0.95401
4	3801.01865	1.09307
5	3801.89396	1.22114
6	3802.76948	1.35754
7	3803.6452	1.38706
8	3804.52113	1.46636
9	3805.39725	1.52443
10	3806.27358	1.62084
11	3807.1501	1.73073
12	3808.02683	1.77584
13	3808.90376	1.80265
14	3809.7809	1.88138
15	3810.65823	1.88195
16	3811.53577	1.90943
17	3812.41351	1.89261
18	3813.29145	1.93772
19	3814.1696	1.96457

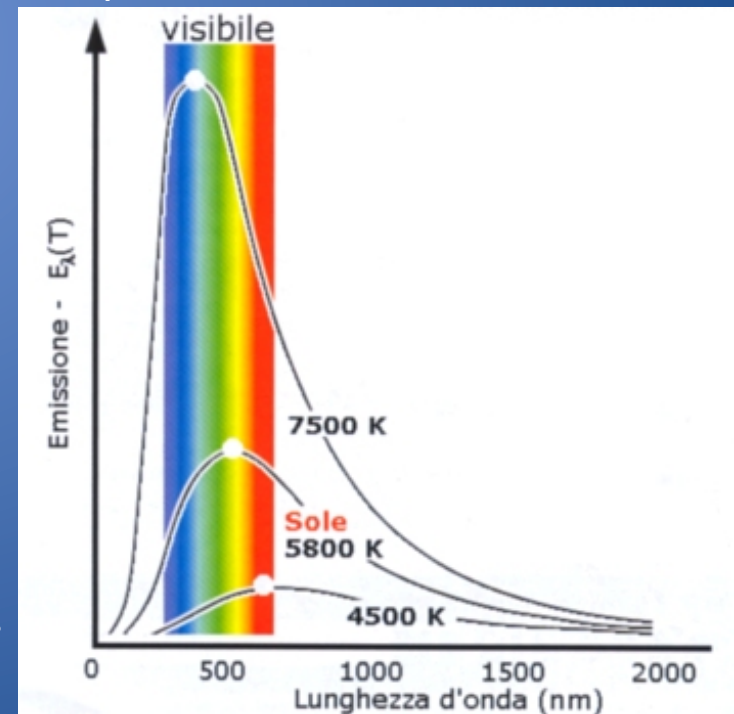
$\lambda(\text{\AA})$

Una stella emette radiazione in modo paragonabile a quello di un corpo nero alle stesse condizioni di temperatura. Questo tipo di emissione si può descrivere con una curva detta planckiana, di equazione

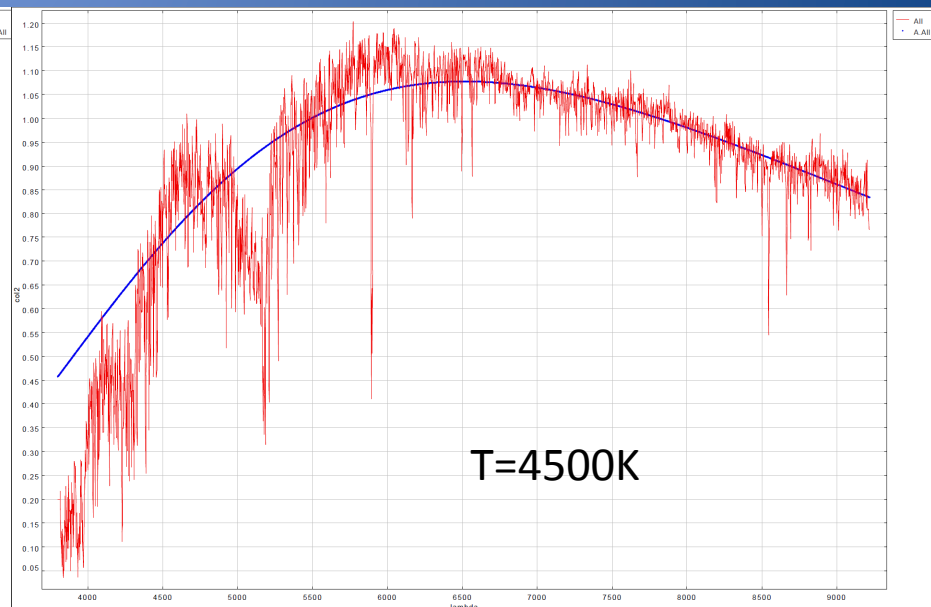
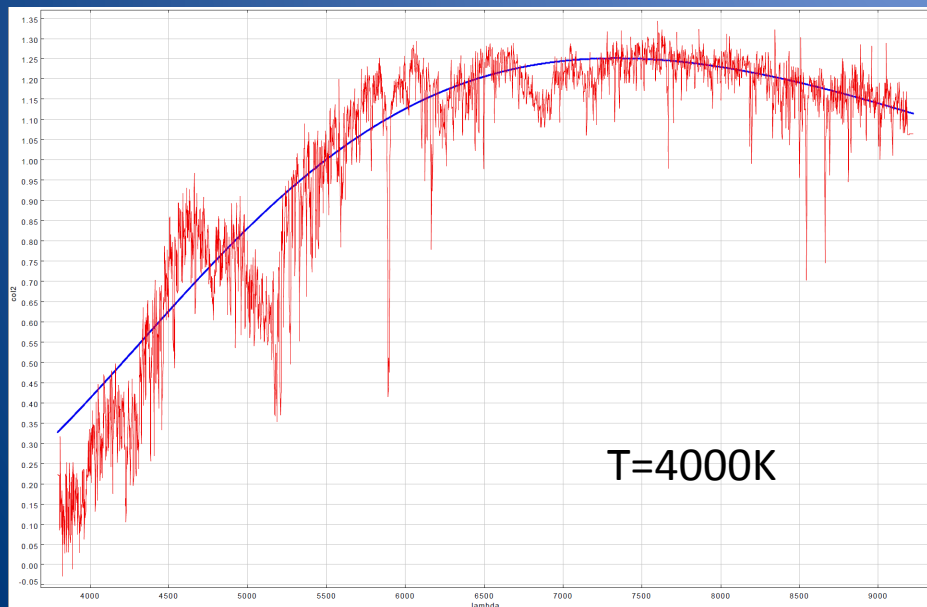
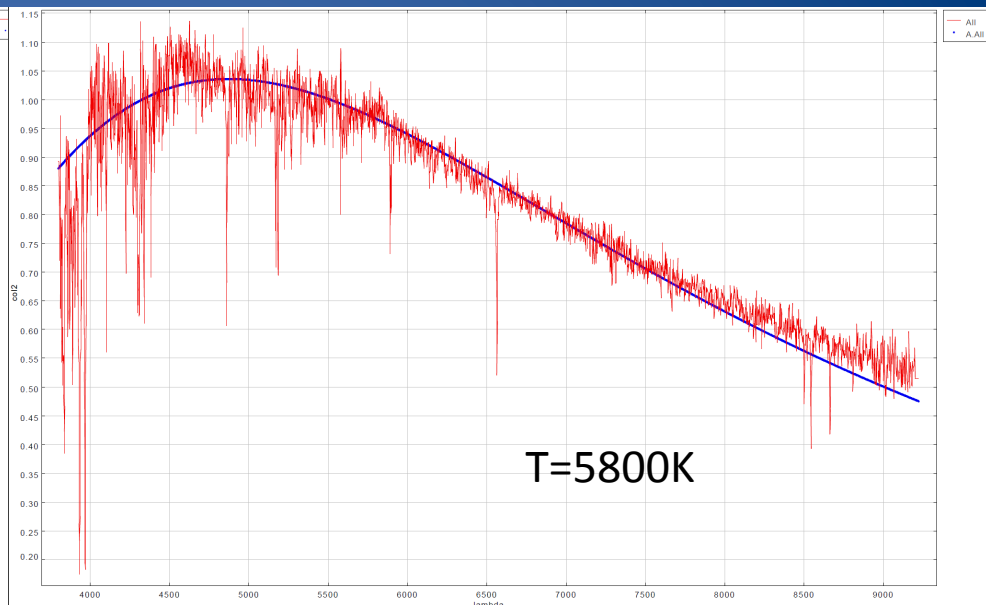
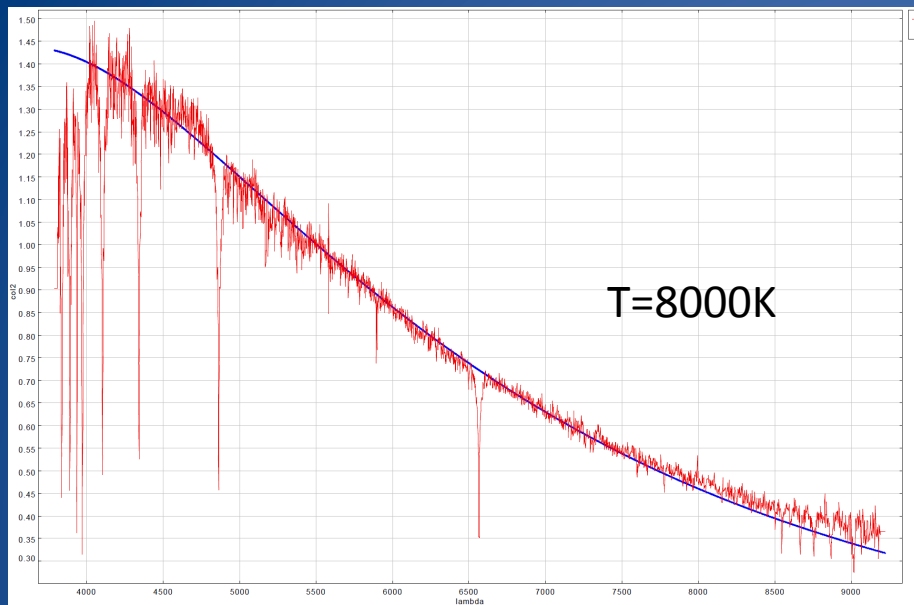
$$B(\lambda, T) = \frac{\text{costante}'}{\lambda^5 e^{\frac{\text{costante}''}{\lambda T}}} - 1$$

In questa espressione le variabili sono lunghezza d'onda (o in un caso analogo la frequenza) e la temperatura. Abbiamo confrontato il grafico degli spettri con delle planckiane ottenute implementando l'espressione teorica in un'ulteriore tabella, stimando così le temperature superficiali delle stelle esaminate, da cui dipende la forma della curva stessa.

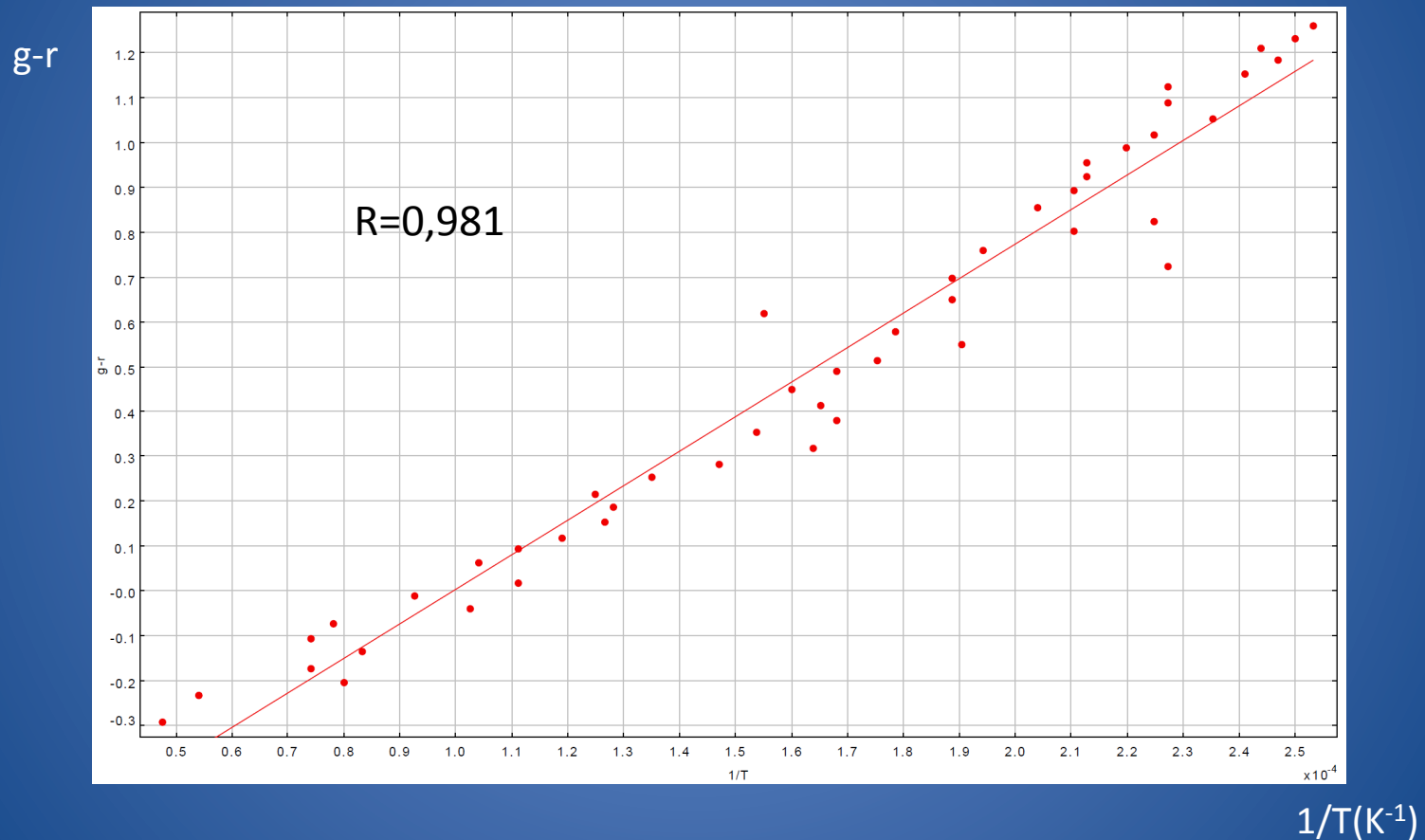
In una planckiana la temperatura del corpo nero è legata al massimo assoluto della curva il quale aumenta di intensità al crescere della temperatura, spostandosi verso una minore λ_{max} e quindi verso una frequenza maggiore.



Sono qui riportati 4 esempi, corrispondenti a 4 differenti stelle:



Abbiamo incrociato i dati ottenuti con i rispettivi indici di colore $g-r$ delle varie stelle, che erano noti, riscontrandovi una correlazione lineare. Risulta quindi verificato che la differenza tra la magnitudine calcolata nel visuale e quella calcolata nel rosso è inversamente proporzionale alla temperatura superficiale della stella.



Il coefficiente R descrive la correlazione, che è tanto più attendibile quanto più esso si avvicina a -1 o ad 1.

La legge di correlazione risultante

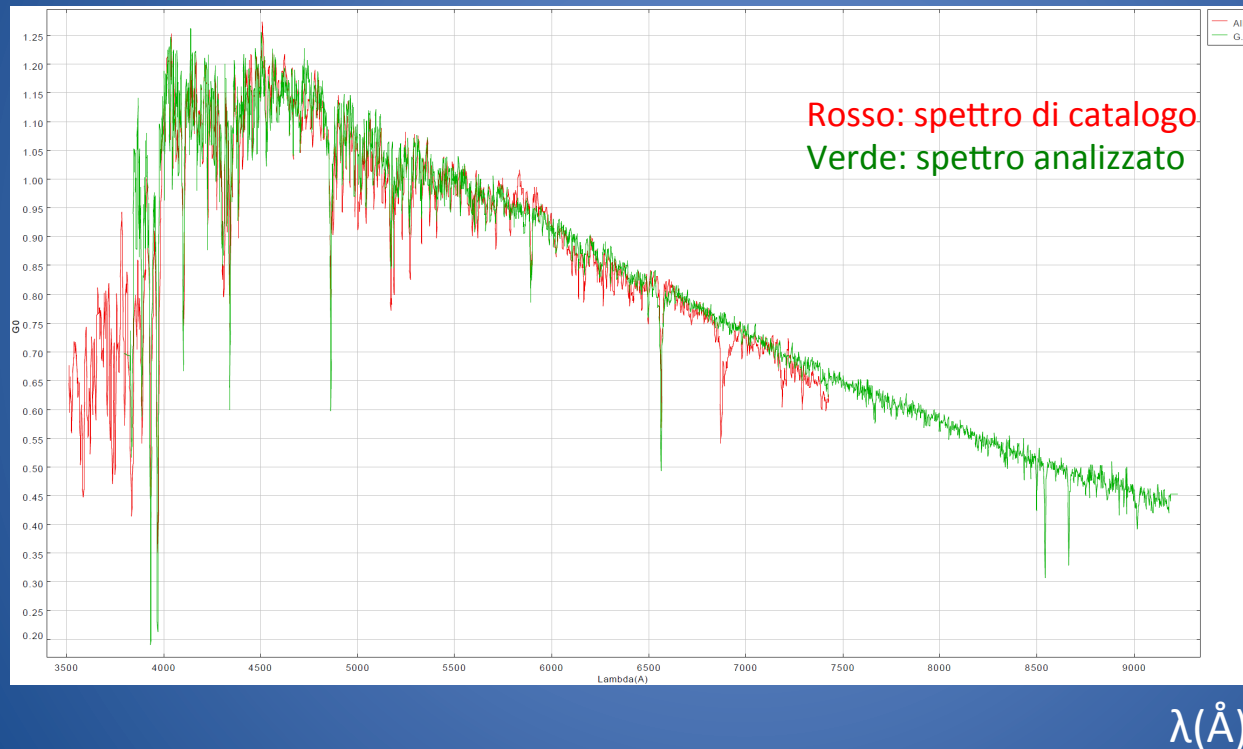
$$g - r = \frac{7704}{T} - 0,77$$

è apprezzabilmente simile a quella più accreditata (correlazione con R=1)

$$g - r = \frac{7677}{T} - 0,88$$

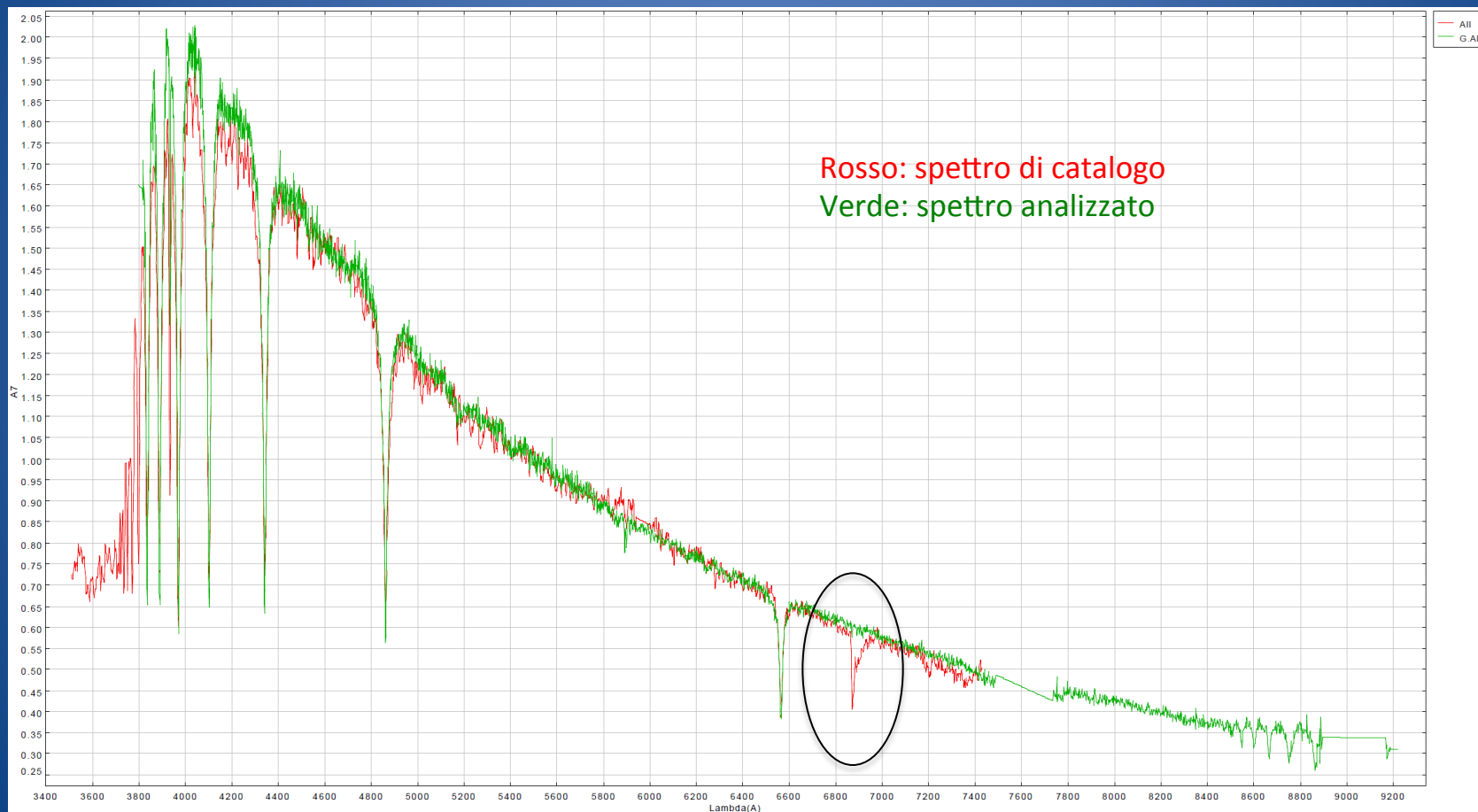
il che conferma la validità dell'analisi effettuata e, di conseguenza, i valori di temperatura trovati per le nostre stelle. A questo punto per determinare la luminosità, e quindi il raggio, procediamo con la stima della classe spettrale.

Abbiamo classificato le nostre stelle secondo i tipi spettrali di Harvard che prevede le classi O, B, A, F, G, K, M, dove “O” sono le stelle a temperatura maggiore suddivise a loro volta in sottoclassi numerate da 0 a 10 secondo la temperatura decrescente. Questa operazione è stata portata avanti confrontando i nostri spettri con quelli presenti in un catalogo di stelle che avevamo a disposizione.



Non sempre l'individuazione della classe risulta immediata, ed anzi ci siamo trovati di fronte ad una certa ambiguità. In questi casi abbiamo catalogato le stelle in classi spettrali intermedie a quelle proposte dal catalogo.

Un altro elemento di difficoltà consiste nella presenza di alcune righe diverse tra gli spettri del catalogo e i nostri dati. In particolare risulta molto evidente la riga di assorbimento a circa 6870 Å causata dall'atmosfera terrestre (riga di assorbimento tellurica), che creava un'apparente discrepanza tra gli spettri.



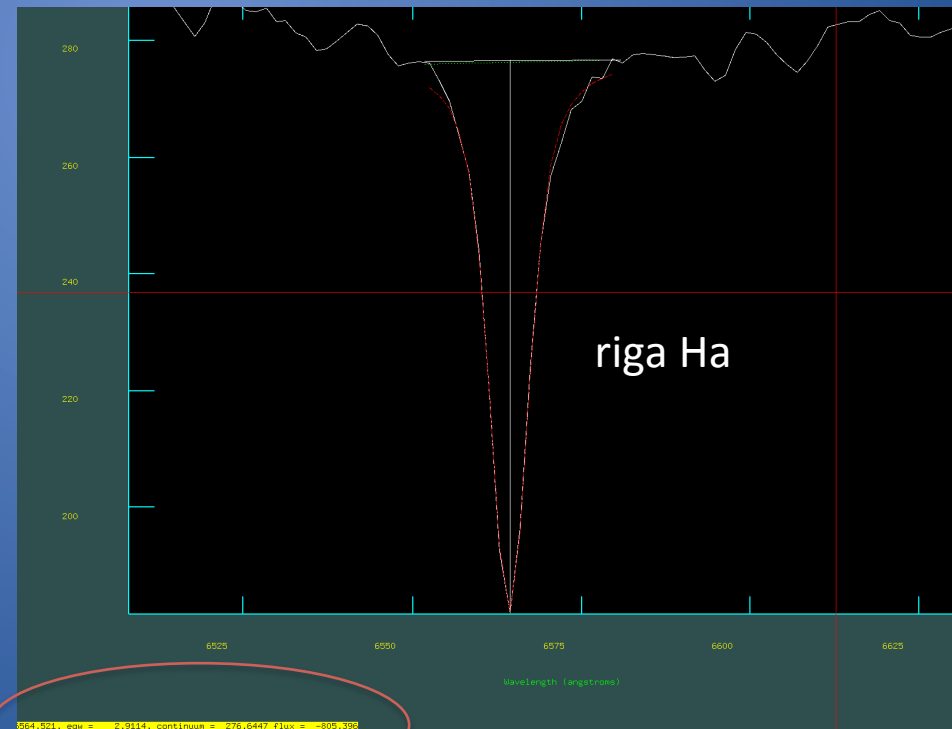
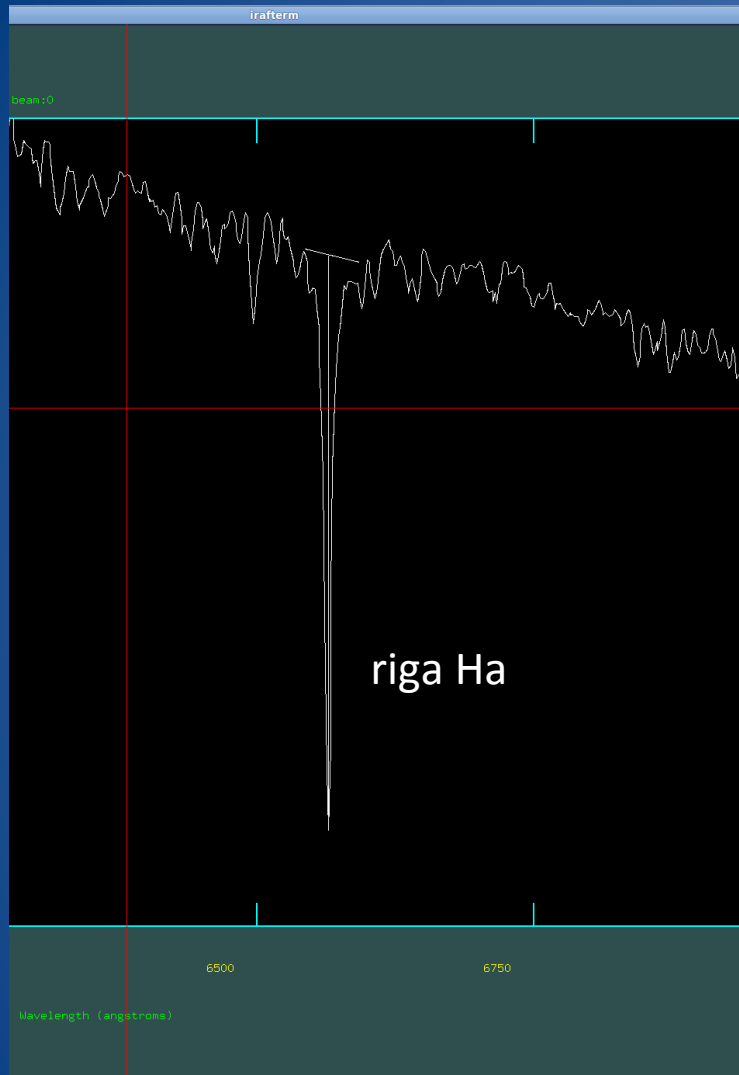
$\lambda(\text{Å})$

Per appurare la veridicità della nostra catalogazione, abbiamo eseguito un controllo incrociato, col metodo della larghezza equivalente. Data una riga di assorbimento, la sua larghezza equivalente consiste nella lunghezza della base di un rettangolo avente pari area e altezza corrispondente a quella del continuo.



Questo valore indica la quantità dell'elemento (o ione o composto) responsabile della riga di assorbimento analizzata ed è caratteristico di ciascuna classe spettrale. Quindi il confronto con i valori riportati in un catalogo (Jaschek & Carlos, "The Classification of Stars") permette la conferma o meno della classificazione precedentemente operata per la classe e la sottoclasse spettrale.

Per ottenere la larghezza equivalente delle righe di assorbimento presenti nello spettro abbiamo utilizzato IRAF. Questo programma ricava la larghezza equivalente dallo spettro su una riga indicatagli con input da tastiera. Per fare questo, è possibile prima approssimare la riga con una curva gaussiana (o lorentziana) oppure, come preferibile, calcolare direttamente l'area sottostante alla zona di continuo.



Lunghezza d'onda e
larghezza equivalente



Per ciascuna classe abbiamo preso in considerazione una stella campione. L'analisi ha dato risultati corrispondenti con buona approssimazione a quella operata precedentemente, per quanto l'interpolazione delle righe abbia alle volte fornito risultati contrastanti riguardo alla stessa stella.

λ riga ($\text{\AA}$)	Larghezza equivalente ($\text{\AA}$)	Elemento corrispondente	Classe corrispondente
3932.658	6.954	CaII	F1
4045.406	0.3726	Fel	F3
4077.532	0.2137	SrII	F3
4226.327	0.3766	CaI	F3
6563.191	4.989	Ha	F5

Nel caso presentato abbiamo preso in considerazione una stella catalogata precedentemente come F3. Le classi ricavate dalla larghezza equivalente confermano la considerazione iniziale

Spectral Type	Temperature (K)	Absolute Magnitude	Luminosity (in solar luminosities)
O5	54,000	-4.5	200,000
O6	45,000	-4.0	140,000
O7	43,300	-3.9	120,000
O8	40,600	-3.8	80,000
O9	37,800	-3.6	55,000
B0	29,200	-3.3	24,000
B1	23,000	-2.3	5550
B2	21,000	-1.9	3190
B3	17,600	-1.1	1060
B5	15,200	-0.4	380
B6	14,300	0	240
B7	13,500	0.3	140
B8	12,300	0.7	73
B9	11,400	1.1	42
A0	9600	1.5	24
A1	9330	1.7	20
A2	9040	1.8	17
A3	8750	2.0	14
A4	8480	2.1	12
A5	8310	2.2	11
A7	7920	2.4	8.8
F0	7350	3.0	5.1
F2	7050	3.3	3.8
F3	6850	3.5	3.2
F5	6700	3.7	2.7
F6	6550	4.0	2.0
F7	6400	4.3	1.5
F8	6300	4.4	1.4
G0	6050	4.7	1.2
G1	5930	4.9	1.1
G2	5800	5.0	1
G5	5660	5.2	0.72

Luminosità ($L/L_{\odot}$)

Magnitudine assoluta

Temperatura (K)

Classe spettrale

Determinata quindi la classe spettrale, considerando tutte le stelle assimilabili alla sequenza principale, abbiamo stimato la loro luminosità in funzione di quella solare. Questo parametro può essere ricavato direttamente dalla classe spettrale tramite una tavola elaborata con molte osservazioni e considerazioni astrofisiche.

I dati ottenuti, espressi in unità solari, sono organizzati nella seguente tabella, ordinata per temperatura decrescente.

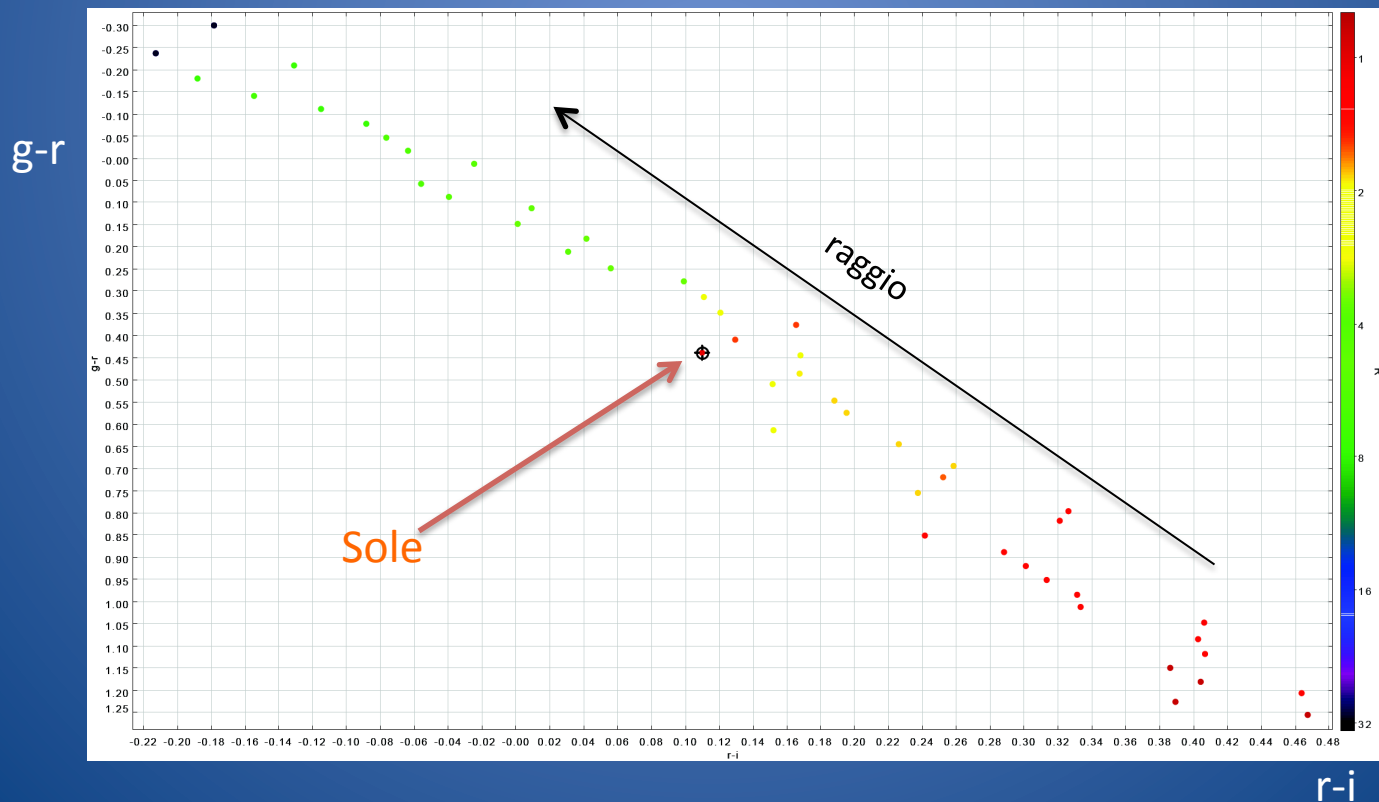
(Il raggio, che calcoliamo in seguito, è arrotondato all'unità)

Stella	T(K)	Class	L	R	Stella	T(K)	Class	L	R
1	21000	B6	240	31	25	5950	G6	0.6	2
2	18500	B6	240	31	Sun	5800	G2	1	1
3	13500	A3	14	7	26	5700	G4	0.8	3
4	13500	A3	14	7	27	5600	K0	0.38	2
5	12800	A3	14	7	28	5300	K0	0.38	2
6	12500	A3	14	7	29	5300	K0	0.38	2
7	12000	A5	11	7	30	5250	K0	0.38	2
8	10800	A7	8.8	6	31	5150	K0	0.38	2
9	9750	A7	8.8	6	32	4900	K4	0,18	1
10	9600	A7	8.8	6	33	4750	K4	0,18	1
11	9000	A8	7.3	5	34	4750	K4	0,18	1
12	9000	A8	7.3	5	35	4700	K4	0,18	1
13	8400	A9	6	5	36	4700	K4	0,18	1
14	8000	F0	5.1	5	37	4550	K4	0,18	1
15	7900	F3	3.2	4	38	4450	K4	0,18	1
16	7800	F3	3.2	4	39	4450	K4	0,18	1
17	7400	F3	3.2	4	40	4400	K4	0,18	1
18	6800	F3	3.2	4	41	4400	K4	0,18	1
19	6500	G0	1.2	2	42	4400	K2	0,29	1
20	6450	G1	1.1	2	43	4250	K5	0.15	1
21	6250	F8	1.4	2	44	4150	M1	0.08	1
22	6100	G2	1	2	45	4100	K4	0.18	1
23	6050	G6	0.6	2	46	4050	M1	0.08	1
24	5950	G3	0.9	2	47	4000	M1	0.08	1
					48	3950	M1	0.08	1

Abbiamo quindi stimato il raggio di ciascuna stella, sempre in unità solari, tramite la formula

$$\frac{R}{R_{\odot}} = \left(\frac{T}{T_{\odot}} \right) \sqrt{\frac{L}{L_{\odot}}} \quad T_{\odot}=5800\text{K}$$

Calcolato poi l'indice di colore r-i, abbiamo organizzato i dati in un grafico colore-colore, (r-i alle ascisse, g-r alle ordinate) con l'aggiunta di un gradiente di colore per il raggio, dove le stelle blu hanno raggio maggiore. È evidenziato il Sole.



Al diminuire dell'indice di colore, le stelle corrispondenti hanno temperatura maggiore, e quindi colore tendente al blu. Considerando il grafico ottenuto, notiamo che verso gli indici di colore negativi i raggi aumentano: risulta quindi confermata la considerazione che le stelle blu sono le più grandi e viceversa le rosse hanno raggi relativamente piccoli, almeno per quanto riguarda la sequenza principale.

