

Il Cielo come Laboratorio

2006-2007

Responsabile del progetto

Prof. Piero Rafanelli

Dipartimento di Astronomia, Università di Padova

Coordinatori scientifici

Dr. Stefano Ciroi

Dr. Francesco Di Mille

Copertina

Sergio Dalle Ave

Osservatorio Astronomico di Padova - INAF

PREFAZIONE

“Il Cielo come Laboratorio” è un progetto educativo per le Scuole Superiori del Veneto ideato e voluto da Piero Rafanelli, e realizzato con la collaborazione attiva del personale di ricerca e del personale tecnico del Dipartimento, in stretta connessione con i docenti degli istituti scolastici coinvolti. Nato nel 2001 come progetto-pilota, è cresciuto molto rapidamente coinvolgendo dapprima un gruppo di insegnanti laureatisi in Astronomia all’Università di Padova ed i loro istituti, e poi allargandosi verso un sempre più ampio numero di scuole, studenti ed insegnanti, questi ultimi provenienti da settori scientifici diversi, quali Matematica, Fisica e Biologia. Il progetto, che giunge quest’anno alla sesta edizione consecutiva, conta ormai una partecipazione in media di oltre 300 studenti di Scuola Superiore, per la maggior parte appartenenti a Licei Scientifici, ma non solo, di circa 35-40 insegnanti e 20-25 istituti dislocati in quasi tutte le province del Veneto.

Il Cielo come Laboratorio si propone di portare l’Astronomia nelle scuole con un approccio di tipo sperimentale-interpretativo, spiegando i perché dei fenomeni celesti osservati e utilizzando una giusta dose di strumenti matematici alla portata degli studenti. Si tratta quindi di un progetto che ha una duplice finalità: culturale, in quanto approfondisce argomenti studiati a scuola e collega fra di loro materie come Fisica, Matematica, Chimica e Scienze, e di orientamento, in quanto permette agli studenti di entrare in contatto con l’Università e la ricerca scientifica.

Ad una prima fase formativa organizzata in un ciclo di 14 ore di lezione di Astrofisica di base, tenute dagli insegnanti di alcune scuole di riferimento, riconosciute ufficialmente come scuole-polo del progetto, e da docenti del Dipartimento di Astronomia per il polo di Padova, segue una seconda fase di selezione tramite un test che permette di estrarre circa 50 studenti fra i più interessati e meritevoli, i quali entrano nella terza fase del progetto che consiste in uno stage di tre giorni e tre notti presso il telescopio Galileo di 122 cm dell’Osservatorio Astrofisico di Asiago. Tali studenti ricevono poi dalla Facoltà di Scienze dell’Università di Padova da 1 a 2 CFU sulla base della valutazione ricevuta al test di selezione e durante l’attività di stage.

Il presente volume raccoglie le relazioni finali degli studenti che hanno preso parte agli stage osservativi tenutisi in febbraio 2007. Gli argomenti trattati, basati sia su osservazioni dirette al telescopio che su dati di archivio, hanno spaziato dalle proprietà spettrofotometriche delle stelle della Via Lattea fino alle galassie distanti, passando attraverso le nebulose gassose. E i risultati ottenuti dall’analisi dei dati sono stati utilizzati per verificare e approfondire le conoscenze di base di Astronomia fornite dal progetto e dai programmi ministeriali svolti a scuola. Le relazioni, presentate ufficialmente dagli studenti il giorno 3 Maggio 2007 presso il Dipartimento di Astronomia, rappresentano la conclusione del progetto per l’anno scolastico 2006-2007.

*Il Responsabile del Progetto
Prof. Piero Rafanelli*

*I Coordinatori del Progetto
Dr. Stefano Ciroi
Dr. Francesco Di Mille*

*Dipartimento di Astronomia
Università degli Studi di Padova*

Primo Stage

31 Gennaio - 03 Febbraio 2007

Liceo Scientifico “Morin”, Mestre (VE)

Studenti: Mocellin Elena, Ruaro Andrea

Insegnanti: Proff. Antonio Tegon, Antonio Del Negro

Liceo Scientifico “Bruno”, Mestre (VE)

Studente: Benetello Sabrina

Insegnanti: Proff. Bruno Michielon, Laura Rodighiero

Liceo Scientifico “Berto”, Mogliano Veneto (TV)

Studenti: Duso Miriam, Borgato Gianluca, Durighetto Sara

Insegnanti: Proff. Silvio Flego, Monica Vianello

Liceo Scientifico “Galilei”, Dolo (VE)

Studenti: Campagner Dario, Carraro Giovanni

Insegnanti: Proff. Roberto Schiavon, Sandra Brescacin

Liceo Scientifico “Quadri”, Vicenza

Studenti: Bettineschi Giorgio, Bisigello Laura, Rodighiero Antonio

Insegnante: Prof. Aldo Pegoraro

Liceo Sperimentale “Fogazzaro”, Vicenza

Studenti: Dalla Benetta Emma, Raffaelli Giulia, Zausa Valentina

Insegnanti: Proff. Giorgio Magrelli, Carla Pellegrini

Fotometria *ugriz* dell'ammasso aperto NGC2420

Emma Dalla Benetta, Giulia Raffaelli, Valentina Zausa

Liceo Sperimentale "D. G. Fogazzaro", Vicenza

ABSTRACT

The aim of our experience is to make the photometric study into 3 bands (u , g , r) of the open cluster NGC 2420. This study allows us to determine the magnitude of some stars and consequently to find the color-color and color-magnitude diagrams (as in a typical H-R diagram) of the open cluster NGC2420.

I. INTRODUZIONE

Lo scopo della nostra esperienza è quello di produrre i grafici colore-magnitudine e colore-colore per un ammasso aperto del disco galattico dallo studio fotometrico a 3 filtri u , g , r .

Nel nostro studio abbiamo utilizzato immagini d'archivio di NGC2420 dalla *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS). Ricordando inoltre che studiando un ammasso consideriamo stelle che sono tutte alla stessa distanza da noi, saremo in grado di riprodurre un diagramma colore-magnitudine (es. $u-g$ vs. u), il quale è l'equivalente di un classico digramma H-R tipo spettrale - mag assoluta e quindi di confermare che NGC2420 è un ammasso aperto (Fig. 1).

Un ammasso aperto è un aggregato di stelle, da qualche decina sino a poche centinaia, tra loro vicine debolmente legate le una alle altre dalla reciproca attrazione gravitazionale; nella nostra galassia sono più di un migliaio per lo più localizzati nel disco galattico ove, come è noto, il gas interstellare è molto abbondante. Le stelle degli ammassi aperti sono quindi stelle giovani, cosiddette di età zero cioè stelle di sequenza principale: ZAMS (*Zero Age Main Sequence*).

La nostra indagine si propone proprio di individuare nei diagrammi di NGC2420 i sopraccitati tratti tipici che caratterizzano un insieme di stelle per lo più

giovani quali quelle che appartengono a tale tipologia di conglomerato stellare.

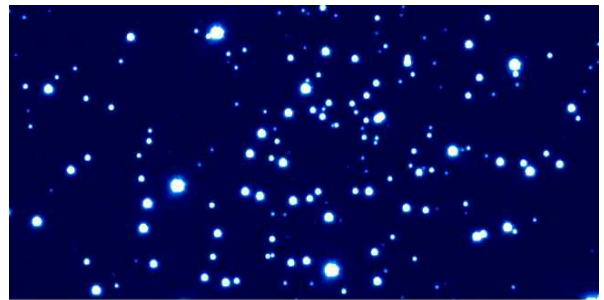


Figura 1: L'ammasso aperto NGC2420

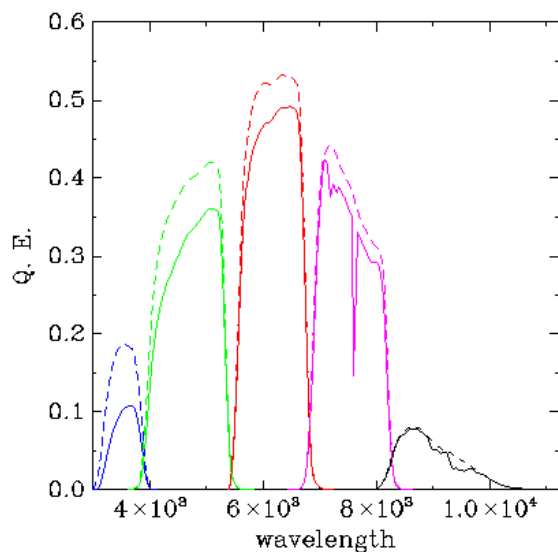
II. DATI OSSERVATIVI

La SDSS è un progetto concluso che fornisce dettagliate immagini ottiche che coprono più di un quarto del cielo e una mappa tridimensionale di circa un milione di galassie e quasars. Per tale scopo, la SDSS ha usato un telescopio da 2.5m, situato ad Apache Point nel New Mexico. Le immagini, raccolte su un CCD di 120 megapixel, coprono un'area di cielo pari a circa 8 volte quella della luna piena.

Per l'indagine fotometrica dell'ammasso, abbiamo utilizzato 5 filtri, ciascuno dei quali permette di selezionare solo una porzione dello spettro elettromagnetico della luce.

Le lunghezze d'onda medie per ogni filtro sono le seguenti:

u	g	r	i	z
3551Å	4686Å	6165Å	7481Å	8931Å

Figura 2: Curve di risposta dei filtri *ugriz*

La Fig. 2 riproduce nell'ordine le curve di risposta per ciascun filtro (la curva continua include anche l'assorbimento atmosferico attraverso una massa d'aria di 1.3).

NGC2420 è un ammasso aperto osservabile nella costellazione dei Gemelli. Le sue coordinate equatoriali e le principali caratteristiche fotometriche sono riportate nella tabella sottostante.

Ascensione Retta:	7 ^h 38.5 ^m
Declinazione:	+21° 34'
Magnitudine Apparente:	8.3
Diametro Apparente:	10 arcmin

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Una volta individuato l'ammasso NGC2420 su un'immagine dallo SDSS, abbiamo selezionato, numerandole, 38 stelle.

Per ricavare le magnitudini strumentali di ciascuna stella selezionata, abbiamo utilizzato il programma IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*).

Attorno alle stelle selezionate sulle immagini CCD (*Charged Coupled Device*) della SDSS abbiamo individuato un raggio d'integrazione di 12 pixel all'interno del quale il programma calcola il numero di fotoni che sono stati catturati dal sensore elettronico nel tempo d'esposizione.

Questi fotoni non provengono solo dalla stella ma anche dalla luminosità del cielo notturno.

Per questo motivo abbiamo individuato una corona circolare di raggio maggiore (15-20 pixel) che ci ha

permesso di determinare il numero di fotoni per unità di superficie provenienti dal cielo notturno nel tempo di esposizione e quindi di ottenere per sottrazione il numero netto di fotoni proveniente dalla stella nel tempo d'esposizione.

I valori ottenuti divisi per il tempo di esposizione ci permettono di ricavare la magnitudine che chiameremo strumentale in quanto riferita ai conteggi di fotoni da parte dello strumento di misura. Per arrivare alla magnitudine effettiva (espressa in unità fisiche) bisogna applicare la calibrazione tramite la seguente formula:

$$m = m_0 + m_s - k \cdot x - 25$$

dove:

m_s = magnitudine strumentale

m_0 = punto-zero calcolato utilizzando le stelle standard per ogni banda

k = coefficiente di estinzione atmosferica per ogni banda

x = massa d'aria

25= costante additiva applicata arbitrariamente al programma per il calcolo di m_s

Le costanti utilizzate sono riassunte nella tabella sottostante.

	m_0	k	x
<i>u</i>	23,834	0,414	1,062
<i>g</i>	24,447	0,142	1,065
<i>r</i>	24,071	0,090	1,059

Una volta ottenuta la magnitudine effettiva abbiamo calcolato per sottrazione i due indici di colore $u-g$ e $g-r$.

Ricordando che la magnitudine apparente di una stella è proporzionale al $\log(I)$ dove I è l'intensità della luce proveniente dalla stella in quella particolare banda fotometrica, ($\text{energia} \times \text{lunghezza}^{-2} \times \text{tempo}^{-1}$) la differenza tra magnitudini della stessa stella in due diverse bande misura il rapporto tra due intensità diverse caratteristiche dello spettro di quella stella e di tutte le stelle del medesimo tipo spettrale.

Nella tabella sottostante sono riportate le magnitudini nelle 3 bande $u g r$ e i due colori $u-g$ e $g-r$ delle stelle da noi identificate.

N° stella	<i>u</i>	<i>g</i>	<i>r</i>	<i>u-g</i>	<i>g-r</i>
1	15,581	13,593	12,805	1,99	0,79
2	13,098	11,980	11,656	1,12	0,32
3	15,380	13,815	13,215	1,57	0,60
4	14,196	12,963	12,475	1,23	0,49
5	12,828	11,735	11,458	1,09	0,28
6	14,887	13,526	12,982	1,36	0,54

7	12,261	11,140	10,869	1,12	0,27
8	12,468	11,374	11,119	1,09	0,26
9	14,256	12,951	12,512	1,31	0,44
10	14,506	13,071	12,530	1,44	0,54
11	15,170	13,599	13,070	1,57	0,53
12	13,186	12,127	11,788	1,06	0,34
13	11,238	9,961	10,134	1,28	-0,17
14	11,752	10,634	10,403	1,12	0,23
15	16,181	15,150	14,255	1,03	0,90
16	14,487	13,250	12,759	1,24	0,49
17	16,036	14,736	13,860	1,30	0,88
18	13,760	12,683	12,278	1,08	0,41
19	11,538	10,391	10,154	1,15	0,24
20	14,930	13,491	12,938	1,44	0,55
21	16,390	16,245	16,046	0,15	0,20
22	16,329	14,099	12,692	2,23	1,41
23	17,042	14,985	13,980	2,06	1,01
24	13,403	12,260	11,895	1,14	0,37
25	13,335	12,205	11,866	1,13	0,34
26	16,033	14,055	13,387	1,98	0,67
27	11,688	10,578	10,354	1,11	0,22
28	16,522	15,253	14,204	1,27	1,05
29	16,608	15,408	14,429	1,20	0,98
30	12,798	11,699	11,397	1,10	0,30
31	11,915	10,817	10,599	1,10	0,22
32	14,026	12,682	12,183	1,34	0,50
33	13,773	12,629	12,226	1,14	0,40
34	12,280	11,199	10,951	1,08	0,25
35	12,567	11,427	11,092	1,14	0,34
36	16,437	15,465	14,412	0,97	1,05
37	14,046	12,778	12,365	1,27	0,41
38	14,306	13,138	12,703	1,17	0,44

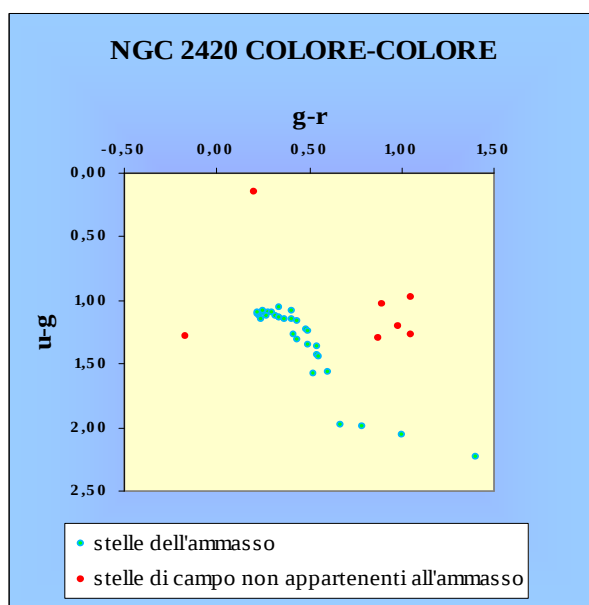


Figura 3: Diagramma colore-colore di NGC2420

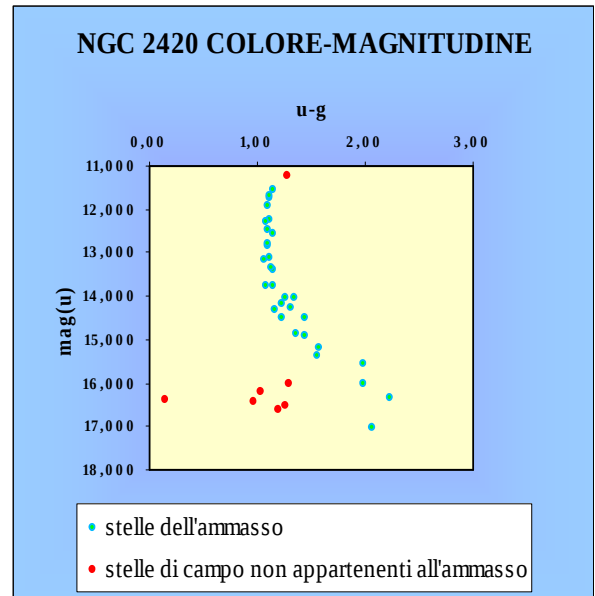


Figura 4: Diagramma colore-magnitudine di NGC2420

Infine abbiamo prodotto i due grafici (Figg. 3 e 4) e colore-colore ($g-r$ vs. $u-g$) e colore magnitudine ($u-g$ vs. u) del nostro ammasso.

In entrambi i grafici abbiamo identificato chiaramente la sequenza principale e anche 7 stelle che probabilmente non appartengono all'ammasso perché non si allineano con le altre.

IV. CONCLUSIONI

I grafici presentati nelle Figg. 3 e 4 mostrano chiaramente stelle appartenenti alla sequenza principale e nessuna stella appartenente al ramo delle giganti. Questo conferma che le stelle di un ammasso aperto sono prevalentemente stelle giovani in quanto essendo debolmente legate gravitazionalmente le une alle altre, esse tendono a disperdersi su tempi di scala di centinaia di milioni di anni. I grafici evidenziano chiaramente anche il turn-off (punto in cui la sequenza principale tende a piegarsi verso il ramo delle giganti), permettendoci quindi di affermare che NGC2420 è tra gli ammassi aperti un ammasso piuttosto vecchio. Il confronto con la letteratura (Lattanzio 1983, Antony-Twarog et al. 1990) conferma le nostre conclusioni.

BIBLIOGRAFIA

SDSS (Sloan Digital Sky Survey,

<http://www.sdss.org>)

Antony-Twarog B.J. et al. 1990, AJ 99, 1504

SEDS - Student for Exploration and Development of Space (<http://www.seds.org>)

Lattanzio J. 1983, PASAu 5, 232

Determinazione della temperatura di corpo nero di alcune stelle dell'ammasso aperto M 35

Giorgio Bettineschi, Laura Bisigello, Antonio Rodighiero

Liceo Scientifico “G. B. Quadri”, Vicenza

SOMMARIO

Sono stati ottenuti gli spettri di 9 stelle dell'ammasso aperto M 35 (NGC 2168). L'analisi effettuata ha permesso di determinare la temperatura di corpo nero di queste stelle mediante confronto dello spettro osservato con la curva di Planck. Infine, noti gli indici di colore, è stato possibile verificare che questo campione di stelle segue la tipica relazione colore-temperatura.

I. INTRODUZIONE

Gli ammassi stellari sono insiemi di stelle coeve formatesi da una stessa nube di gas e polveri.



Figura 1: Immagine dell'ammasso aperto M35

Sono quindi un laboratorio molto importante per lo studio della struttura e dell'evoluzione delle stelle. In particolare gli ammassi aperti come M35 sono costituiti da stelle giovani che sono ancora nella fase di bruciamento dell'idrogeno nel nucleo. E' perciò di fondamentale importanza ottenere stime attendibili

delle grandezze fisiche fondamentali proprie di queste stelle, in particolare la loro temperatura superficiale.

II. DATI OSSERVATIVI

L'ammasso studiato è M 35 (NGC 2168, Fig. 1), situato nella costellazione dei Gemelli. Di seguito la tabella che ne riporta i dati astronomici.

Ascensione Retta (2000)	06 ^h 09.00 ^m
Declinazione (2000)	+24° 21.00'
Longitudine Galattica	186.587°
Latitudine Galattica	2.219°
Distanza (pc)	816
Magnitudine Visuale	5.3
Reddening (mag)	0.262
Modulo di distanza (mag)	10.37
Età (anni)	10 ⁸

Le osservazioni sono state effettuate il 31 gennaio 2007 presso l'osservatorio di Asiago Colle Pennar con il telescopio “Galileo” da 122 cm equipaggiato con lo spettrografo Boller & Chivens al fuoco Cassegrain. Lo spettrografo era dotato di un reticolo da 300 tratti/mm che consente di registrare la radiazione nell'intervallo spettrale compreso tra 350 e 820 nm circa. La larghezza della fenditura è stata impostata a 350 micrometri, corrispondenti a circa 3.5'' in cielo.

Le stelle osservate sono quelle identificate dalla seguente numerazione, ricavata da Sung *et al.* (1992): 1, 3, 4, 5, 42, 46, 53, 58, 83. Gli spettri (Fig. 2) sono stati calibrati in lunghezza d'onda utilizzando una lampada al ferro-argon, mentre la calibrazione in flusso è stata ottenuta utilizzando lo spettro della stella standard spettrofotometrica HD 84937. In questo caso, la fenditura dello spettrografo è stata aperta fino a un millimetro per raccogliere tutta la luce della stella, condizione necessaria per una corretta calibrazione in intensità o flusso. Gli spettri sono stati

ridotti secondo una procedura standard, utilizzando il software IRAF (NOAO).

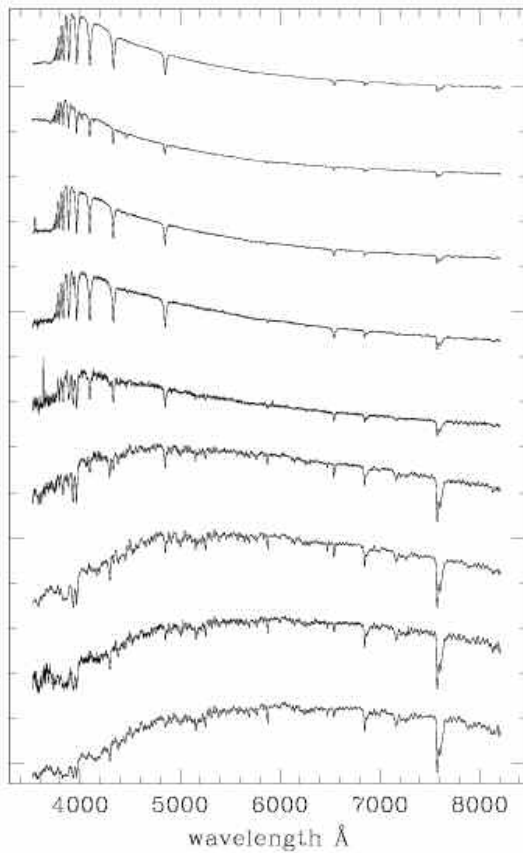


Figura 2: Gli spettri delle 9 stelle osservate

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Per poter confrontare gli spettri con la curva di corpo nero di Planck, essi sono stati normalizzati imponendo che l'intensità di energia valesse 1 in corrispondenza della lunghezza d'onda di 5500 Å.

La curva di Planck, la cui equazione è:

$$B(\lambda, T) = \frac{C_1}{\lambda^5 \left(e^{C_2/\lambda T} - 1 \right)}$$

risulta nel nostro caso modificata per quanto riguarda il valore del termine C_1 che diventa dipendente dalla temperatura:

$$C_1 = (5500)^5 \left(e^{C_2/5500T} - 1 \right)$$

Lo spettro di ogni stella è stato dunque confrontato con la curva di Planck così ottenuta. Si è quindi cercato, variando la temperatura, di ottenere la curva di Planck che meglio approssimasse lo spettro della stella (Fig. 3). Per ottenere questo risultato è stata seguita la seguente procedura: detto O lo spettro e C la curva di corpo nero calcolata per una data temperatura, è stata ottenuta la mediana del valore

assoluto dello scarto fra spettro osservato e spettro "calcolato" $|O - C|$. Di questi valori è stato poi tracciato un grafico in relazione alla temperatura. La temperatura di corpo nero equivalente per quella data stella è quella corrispondente al valore minimo fra quelli ottenuti.

IV. RISULTATI

Tabella riassuntiva dei dati ottenuti

Stella	Temperatura (K)
1	5600
3	22500
4	4750
5	38000
42	6100
46	11000
53	16000
58	5000
83	9200

Il procedimento con cui abbiamo ottenuto questi dati non permette di quantificare con certezza l'errore. Si può tuttavia ottenerne una stima analizzando il grafico $|O - C|$ contro temperatura. Tale grafico ha un minimo che risulta relativamente "stretto" per stelle rosse, mentre è più "largo" per stelle blu. Le stelle blu (molto calde) hanno uno spettro che subisce un cospicuo assorbimento da parte dell'atmosfera terrestre. Per le stelle più calde, l'ordine di grandezza dell'errore sulla temperatura è 10^3 gradi Kelvin, mentre per le stelle più fredde esso è dell'ordine di 10^2 gradi Kelvin. Riportiamo di seguito gli spettri e le elaborazioni ottenute. I grafici per ogni stella sono divisi in due parti e così composti: in alto le curve di corpo nero ottenute (in rosso) sovrapposte allo spettro, ed in basso i residui $(O - C)$. In alto a destra del grafico è indicata la temperatura stimata.

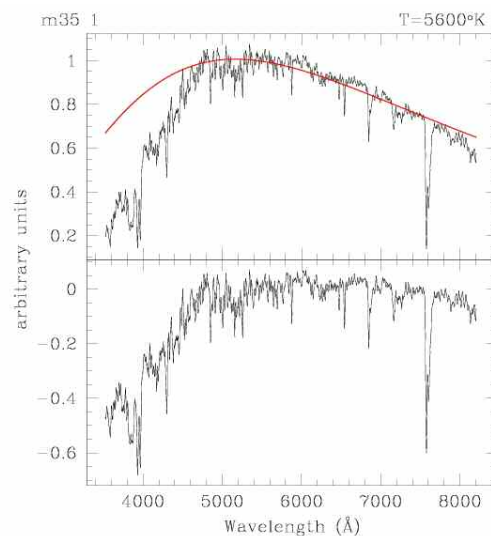
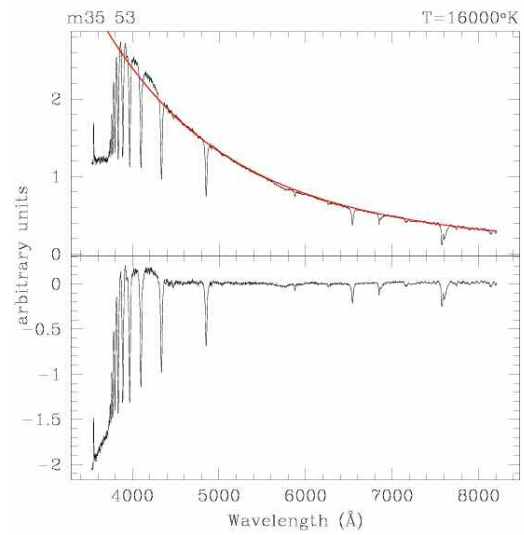
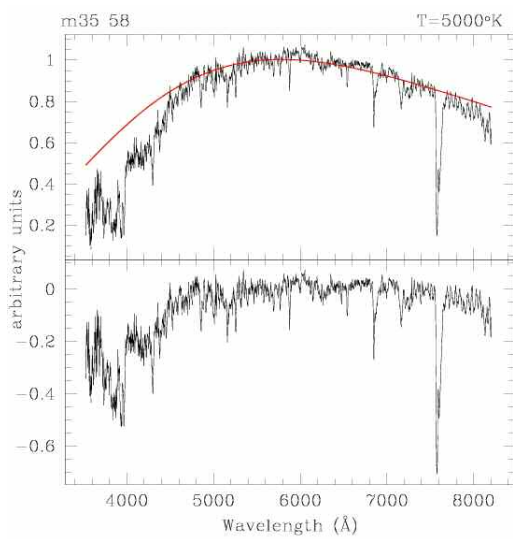
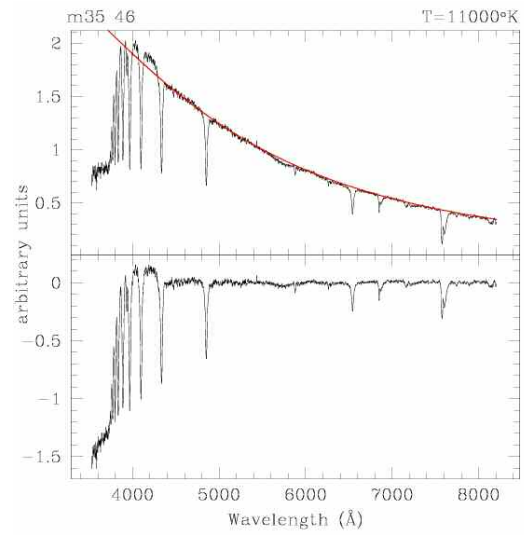
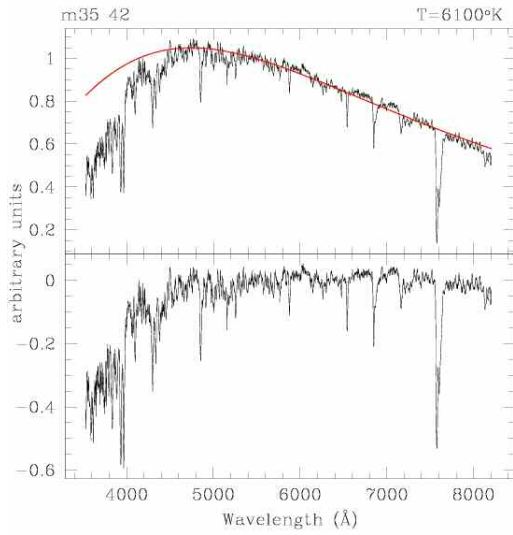
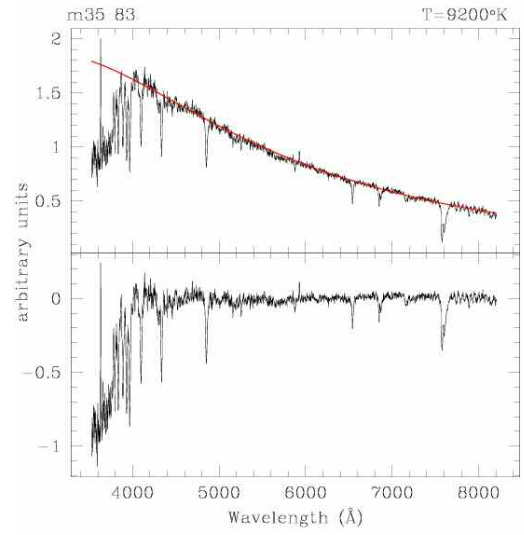
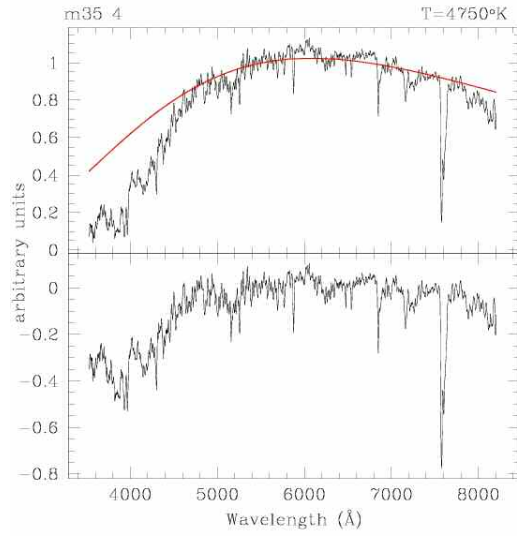
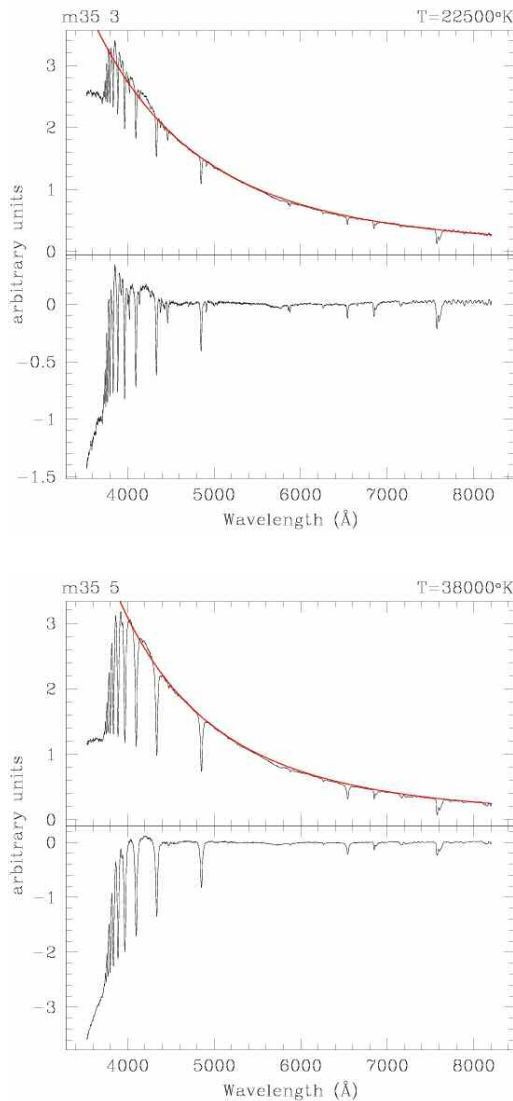


Figura 3 (e seguenti): gli spettri delle stelle osservate con indicata la curva di corpo nero (in rosso) e in basso la differenza fra spettro e curva di corpo nero





I grafici che seguono (Fig. 4) riportano due esempi circa l'andamento del valore assoluto della differenza fra spettro osservato e spettro calcolato, a varie temperature: il primo relativo a una stella fredda, il secondo ad una stella calda. E' l'esame di tali grafici che ci ha permesso di assegnare la temperatura di corpo nero alle stelle studiate, oltre che ricavare un ordine di grandezza per l'errore di tale stima. Come si nota, le stelle più calde hanno un minimo più largo.

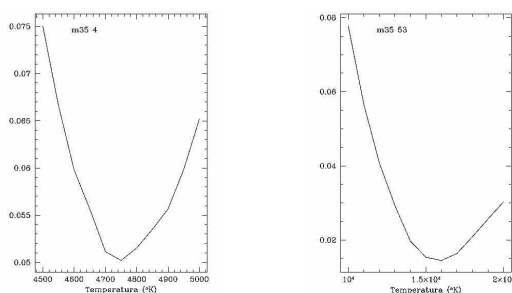


Figura 4: La differenza fra spettro osservato e curva di corpo nero per una stella calda e una fredda

Con le temperature così ottenute abbiamo infine ricavato la curva (B-V) contro temperatura. L'indice di colore (B-V) dipende dal reciproco della temperatura, se il modello di corpo nero si adatta bene a descrivere l'emissività di una stella; la relazione si può scrivere:

$$(B-V) = A + B(1/T)$$

con A e B costanti dipendenti dal colore. Tale relazione è un'iperbole del piano (B-V) - T, che diventa una retta nel piano (B-V) - (1/T).

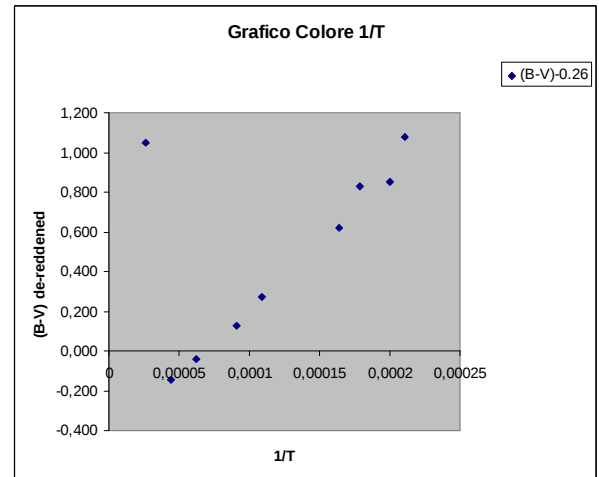


Figura 5: La relazione fra indice di colore e temperatura

Come si vede, il grafico colore contro 1/T (magnitudini contro $^{\circ}\text{K}^{-1}$) mostra proprio un andamento rettilineo, in accordo con il modello di emissività del campione di stelle osservato (Fig. 5). Rimane da spiegare la temperatura anomala della stella M35-5 che mostra uno spettro tipico di una stella molto calda, mentre il colore assegnato, al contrario, è quello di una stella fredda. Fra le possibili spiegazioni non va scartata quella di un errore di puntamento durante l'osservazione, oppure di un errore nella tabella dei dati fotometrici di Sung et al. (1992).

BIBLIOGRAFIA

Sung, et al. 1992, Journal of The Korean Astron. Society 25, 91. *UBV photoelectric photometry of open cluster M35*
L. Rosino, *Lezioni di Astronomia*, Ed. Cedam

EW vs. B-V e classificazione spettrale di alcune stelle dell'ammasso aperto NGC 2168 (M 35)

Gianluca Borgato⁽¹⁾, Sara Durighetto⁽¹⁾, Miriam Duso⁽¹⁾, Sabrina Benetello⁽²⁾

⁽¹⁾ Liceo Scientifico “G. Berto”, Mogliano Veneto

⁽²⁾ Liceo Scientifico “G. Bruno”, Mestre

SOMMARIO

In questo lavoro abbiamo misurato le larghezze equivalenti delle righe della serie di Balmer, del Fe I 4383 Å, del Ca II H e K, del Mg I 5170 Å e della G-band 4300 Å di alcune stelle dell'ammasso aperto M35 per porle in relazione con l'indice di colore B-V e confrontare quanto ottenuto con le previsioni teoriche basate sulle equazioni di Boltzmann e Saha e la letteratura esistente in merito a tale relazione. Infine, per confronto con dati disponibili da precedenti lavori, si è eseguita la classificazione spettrale delle medesime stelle.

I. INTRODUZIONE

L'intensità delle righe spettrali dipende non solo dalla abbondanza della specie chimica nell'atmosfera stellare ma soprattutto, dalle condizioni di temperatura e pressione elettronica presenti nell'atmosfera medesima in relazione alle caratteristiche fisiche intrinseche dell'elemento considerato. L'equazione di Boltzmann, scritta in forma logaritmica

$$\log \frac{N_2}{N_1} = -\frac{5040}{T} E_{12} + \log \frac{g_2}{g_1}$$

dove N_1 e N_2 rappresentano la popolazione dei livelli 1 e 2 (inferiore e superiore) della specie atomica in considerazione, E_{12} la differenza di potenziale, in eV, tra i livelli 1 e 2, T la temperatura e g_1 , g_2 i pesi statistici dei due livelli (grado di degenerazione dei livelli), prevede che all'aumentare della temperatura aumenti la popolazione del livello superiore rispetto a quello inferiore di un certo elemento e quindi, ad esempio, prevede un aumento dell'intensità delle righe di Balmer all'aumentare della temperatura. Come noto le specie atomiche presenti nell'atmosfera stellare sono soggette a ionizzazione e questo comporta, per l'atomo di idrogeno, che gli atomi ionizzati non possono dar luogo a serie spettrali, quindi l'intensità e la presenza delle righe dipende dall'equilibrio dei processi che popolano i livelli energetici coinvolti e i processi di ionizzazione. La ionizzazione è descritta, all'equilibrio termo-dinamico, dall'equazione di Saha:

$$\log \frac{N_{r+1}}{N_r} = -\frac{5040}{T} V_r + 2,5 \log T - \log P_e + \log \frac{2B_{r+1}}{B_r} - 0,48$$

dove N_r e N_{r+1} sono il numero di atomi ionizzati r e $r+1$ volte, V_r è il potenziale di ionizzazione (in eV) di grado $r+1$, P_e la pressione elettronica in dyne cm^{-2} e B_r , B_{r+1} le funzioni di partizione.

Questa equazione fondamentale descrive l'equilibrio di tre processi: a) l'aumento della ionizzazione per urto al crescere della temperatura; b) la diminuzione della ionizzazione all'aumentare del potenziale di ionizzazione; c) la diminuzione della ionizzazione all'aumentare della pressione elettronica che favorisce la ricombinazione tra elettroni e ioni.

Sulla base delle equazioni di Boltzmann e Saha e considerando i dati disponibili sui potenziali di ionizzazione, i pesi statistici e le funzioni di partizione dell'idrogeno si ottiene una curva che rappresenta la frazione di atomi disponibile per la formazione delle righe di Balmer e questa curva presenta un massimo a circa 10^4 K (Fig. 1).

Queste considerazioni si possono applicare anche agli altri elementi presenti nell'atmosfera stellare e ricavare delle curve teoriche che rappresentano la variazione dell'intensità delle righe spettrali con la temperatura (Fig. 1).

Nel nostro lavoro abbiamo ricavato sperimentalmente le intensità delle righe spettrali di alcune stelle dell'ammasso M35 e le abbiamo messe in relazione all'indice di colore B-V – che è strettamente legato alla temperatura della fotosfera stellare – confrontandole con le previsioni teoriche basate sulle equazioni di Boltzmann e Saha.

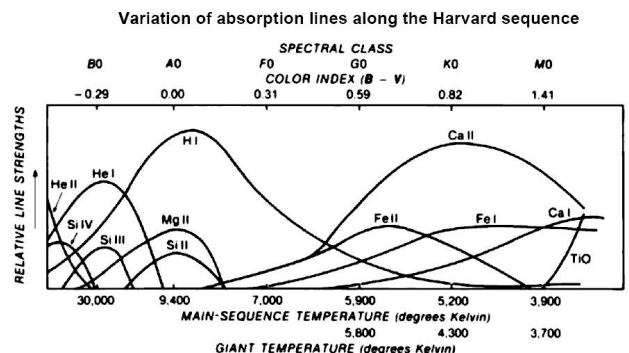


Figura 1: Intensità delle righe in funzione della temperatura.

II. DATI OSSERVATIVI

Gli spettri osservati sono spettri di stelle dell'ammasso aperto NGC 2168 (M35), $\alpha = 06^h 09^m$ (J2000), $\delta = +24^\circ 21'$ (J2000), longitudine galattica $l=186^\circ.587$, latitudine galattica $b=2^\circ.219$, un ammasso aperto ricco (Fig.2) e molto studiato.



Figura 2: Immagine dell'ammasso M35

D'ora in avanti faremo riferimento alle stelle osservate con la numerazione ad esse attribuita nella Tabella 3 dell'articolo [1] della bibliografia. Le stelle di cui abbiamo rilevato lo spettro con lo spettrografo a 300 righe/mm applicato al fuoco del telescopio di 122 cm dell'Osservatorio Astrofisico di Asiago, Cima Pennar, sono le n° 1, 3, 4, 5, 42, 46, 53, 58, 83 della Tabella 3 contenuta in detto articolo. Come stella per la calibrazione in flusso è stata osservata la stella HD 84937, $\alpha=09^h 46^m 12^s.0$, $\delta=+13^\circ 59' 17''$, tipo spettrale sdF5V.

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Gli spettri sono stati ottenuti nella notte tra il 31 gennaio ed il primo febbraio 2007. I dati grezzi sono stati trattati con l'ausilio di IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) secondo la consueta procedura: 1) bias 2) flat field 3) calibrazione in lunghezza d'onda 4) calibrazione in flusso 5) sottrazione del cielo, ottenendo così 10 spettri in formato fits. Per quanto concerne la calibrazione in lunghezza d'onda è stato letto lo spettro della lampada Fe-Ar per ogni osservazione. Nella stessa notte è stata osservata la stella standard spettrofotometrica.

Per ricavare l'intensità delle righe spettrali dai file fits a nostra disposizione abbiamo proceduto alla misura della loro larghezza equivalente, d'ora in avanti EW, che non dipende dalla forma specifica della riga - il cosiddetto profilo di Voigt - ma solo dall'energia assorbita rispetto al flusso del continuo medio. La

larghezza equivalente può essere così definita in maniera elementare: la larghezza del rettangolo la cui base corrisponde all'assorbimento del 100% della radiazione e la cui area, quindi l'energia assorbita, è la stessa della reale riga spettrale (Fig. 3):

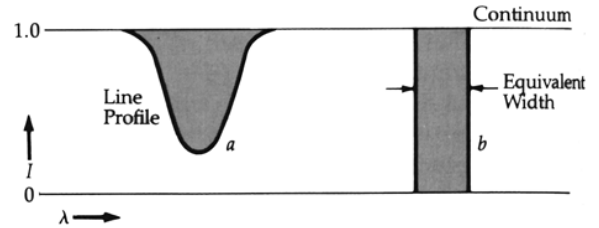


Figura 3: Descrizione del concetto di larghezza equivalente

dal punto di vista matematico:

$$EW = \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} \frac{I_{cont} - I_{\lambda}}{I_{cont}} d\lambda$$

Le misure sono state eseguite con il comando SPLIT di IRAF, tasto "e", ed in una prima fase, per le righe di Balmer, sono state eseguite prima e dopo aver approssimato le righe spettrali con il loro profilo gaussiano. I dati ottenuti sono stati sempre molto simili tra loro differendo per non più del 5%. Per la lettura dell'EW del Fe I 4383 Å, della G-band 4300 Å, del Mg I 5175 Å ci siamo riferiti a quanto indicato nell'articolo [2] per le lunghezze d'onda estreme delle righe (bande) spettrali. I dati sono stati riletti tutti due volte per poter apprezzare l'errore dovuto alle scelte dell'operatore che effettua la misura. Abbiamo ritenuto necessaria questa operazione in quanto non trattiamo l'analisi degli errori di misura nel nostro lavoro. La doppia serie di misurazioni ci ha convinto che il margine d'incertezza nell'operazione di misura si aggira intorno al 15%. Una volta letti gli spettri abbiamo creato delle tabelle con le lunghezze d'onda centrali delle righe (bande) considerate e le EW misurate. Per costruire i grafici EW vs B-V abbiamo applicato un eccesso di colore (operazione di *dereddening*) di 0.26 mag ai dati indicati nell'articolo [1] in relazione alle stelle osservate. Ovviamente tale operazione era già stata applicata a monte ai file fits degli spettri ottenendo dei file da noi denominati "der.fits" sui quali abbiamo lavorato. Il valore 0.26 è quello indicato nel sito "WEBDA" e riferito a NGC 2168 e nell'articolo [3] della bibliografia.

L'ultima fase del nostro lavoro è consistita nella classificazione spettrale ottenuta per confronto delle EW da noi misurate con le EW contenute nell'articolo [4] della bibliografia.

Tutti gli articoli citati sono da noi stati acquisiti mediante i database presenti in internet.

IV. RISULTATI

Le tabelle 1, 2 e 3 riportano le misure effettuate di EW:

tab. 1

λ (Å)	6563	4861	4340	4102
	H α	H β	H γ	H δ
	EW (Å)	EW (Å)	EW (Å)	EW (Å)
stella 1	2,3	4,0	1,4	0,6
stella 3	3,4	4,6	4,8	4,3
stella 42	2,6	5,6	2,1	2,1
stella 46	8,5	21,9	12,3	13,5
stella 53	7,7	10,1	11,1	11,4
stella 58	1,5	2,0	0,2	0,9
stella 83	3,9	5,5	5,9	4,9

tab. 2

λ (Å)	3970	3933	
	Ca II H	Ca II K	Ca II HK
	EW (Å)	EW (Å)	EW (Å)
stella 1	8,4	11,8	20,3
stella 3	5,3	0,7	6,0
stella 42	7,5	7,4	15,0
stella 46	12,6	1,0	13,6
stella 53	10,2	0,0	10,2
stella 58	8,9	11,8	20,7
stella 83	7,6	5,0	12,6

tab. 3

λ (Å)	4300	4380	5170	5892
	G-band	Fe 4380	Mg I	Na D1+D2
	EW (Å)	EW (Å)	EW (Å)	EW (Å)
stella 1	6,9	3,1	1,5	2,3
stella 3	0,0	0,7	0,0	0,8
stella 42	4,4	1,8	1,6	1,6
stella 46	0,0	0,0	0,0	1,2
stella 53	0,0	0,0	0,0	0,7
stella 58	6,6	4,1	2,7	2,3
stella 83	1,6	0,1	0,8	1,2

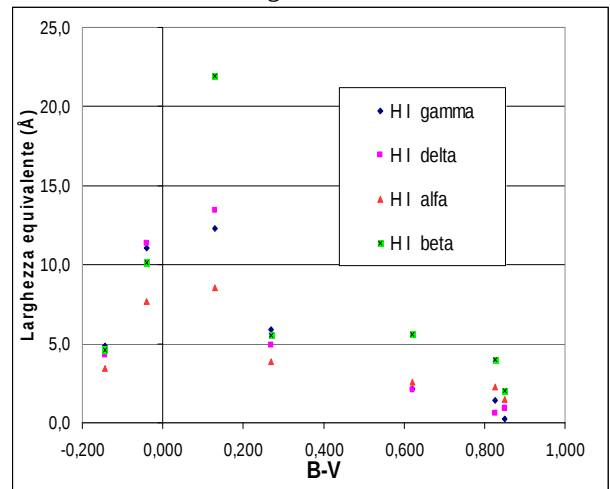
La tabella 4 riporta l'indice di colore B-V da [1], il reddening e l'indice di colore corretto:

tab. 4

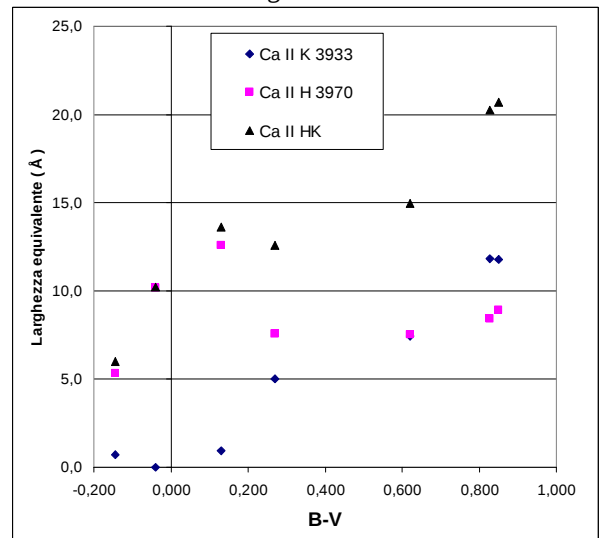
	B-V da [1]	reddening	B-V
stella 1	1,087	0,26	0,827
stella 3	0,115	0,26	-0,145
stella 42	0,880	0,26	0,620
stella 46	0,390	0,26	0,130
stella 53	0,220	0,26	-0,040
stella 58	1,110	0,26	0,850
stella 83	0,530	0,26	0,270

Dalle precedenti tabelle abbiamo ricavato i seguenti grafici:

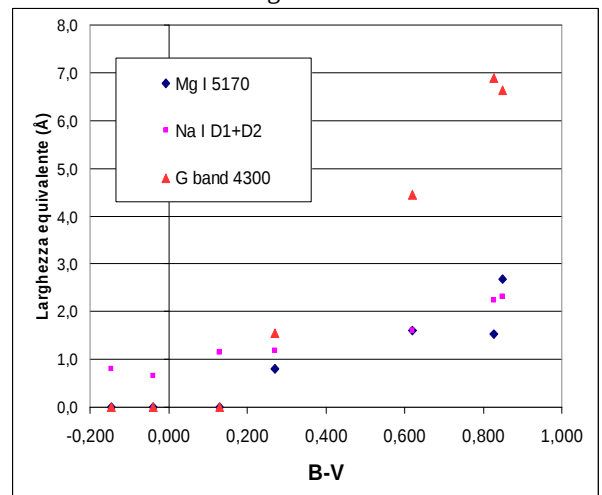
graf. 1



graf. 2



graf. 3



Le tabelle ed i grafici trovati sono in discreto accordo con quanto ci aspetta dalla teoria, infatti, consultando la seguente tabella (tab. 5), compilata dai dati disponibili nei database di internet:

tab. 5

Potenziali di ionizzazione			
	V ₀	V ₁	V ₂
elemento	(eV)	(eV)	(eV)
H	13,6	-	-
He	24,58	54,4	-
Mg	7,64	15,03	80,12
Na	5,14	47,29	71,65
Ca	6,11	11,87	51,21
Fe	7,87	16,18	30,64

si ricava, attraverso l'esame della equazione di Saha in particolare, che il comportamento dell'intensità delle righe del Ca II (misurato), del Mg II e del Fe II (non misurati) dovrebbe essere simile a quello dell' H I. Le righe di Mg I, Ca I, Fe I dovrebbero comparire ed aumentare la loro intensità con l'aumentare dell'indice di colore B-V, al diminuire quindi della temperatura dell'atmosfera stellare. Infine He I e He II dovrebbero essere presenti solo nelle atmosfere delle stelle calde e caldissime con indici di colore B-V negativi ed in tali atmosfere si dovrebbe avere un comportamento simile a quello di He II da parte del Ca III (si vedano gli andamenti delle curve in Fig. 1).

Infine, per confronto con i dati della seguente tabella, tratta da [4] e [5]:

tab. 6

	H α EW (Å)	H β EW (Å)	H γ EW (Å)	H δ EW (Å)	CaHK EW (Å)	Fe 4380 EW (Å)	G 4300 EW (Å)
B3V	5,3	6,7	6	6,1	4,7	0	0
B57V	5,5	9,3	8,9	9,3	7,4	0	0
B8V	4,8	5,2	5,2	6	2,1	0	0
B9V	6,6	10,1	10,1	10,4	6,5	0	0
A0V	9,8	13,4	13,9	14,7	12,1	0	0
A2V	9,2	14,6	14,6	14,6	11,6	0	0
A3V	9,3	13,6	13,8	14	13,9	0	0
A5V	8,7	12,7	12,3	12,6	13,4	0	0
A7V	8	12,6	13,2	13,3	15	0	0
F0V	6,6	9,5	9,4	9,3	15,1	0	0
F2V	5,2	6,2	6,5	6,4	16,1	0	0
F5V	3,6	4,7	3,9	3,8	18	0	1,5
wF5V	4	3,7	3,7	3,7	15	0	1
F6V	4,1	4,8	4	3,8	19,1	0	1,8
rF6V	3,4	4,2	2,7	2,3	21,4	0,08	2,8
F8V	3,2	4,6	2,9	2,4	10,6	0,07	2,9
wF8V	3,1	3,9	3,7	2,9	17,3	0,01	1,5
rF8V	2,9	4,3	2,3	1,5	21,4	1,05	3,5
G0V	2,9	4,2	2,5	1,7	21,8	2,05	3,8
wG0V	3,4	4,2	2,6	2,5	20,4	0,03	3,3
rG0V	2,4	2,4	0,4	0	21,9	4,01	4,8
G2V	2,5	3,2	0,8	0	22,3	3,04	5

G5V	1,9	2,9	0,8	0	24,3	4,08	5
wG5V	2,1	2,5	0,9	0,1	22,4	3,01	5,3
rG5V	2,2	3,3	0,1	0	23,3	4,05	5,1
G8V	1,5	2,1	0	0	25,4	6,04	4,7
K0V	1,3	1,3	0	0	22,5	6,07	4,7
rK0V	1,9	2,2	0	0	25,7	7,06	6
K2V	0,6	1,1	0	0	24,7	8,06	5,9
K3V	0,8	0	0	0	28,9	9,02	5,5
K4V	0,1	0	0	0	28,4	10	5,1
K5V	0	0	0	0	23,6	11	5,7
K7V	0	0	0	0	22,7	10	3,7
M0V	0	0	0	0	18,4	11	2,9
M1V	0	0,4	0	0	17,1	9,09	3,9
M2V	0	1,1	0	1	24,2	9,07	3
M2V	0	3,3	0	0	22	12	2,2
M3V	0	3,9	0	0	3	10	4
M4V	0	5,9	0	8,5	20,4	15	0
M5V	0	4,3	1,7	7	9,1	14	0
M6V	0	3,4	0	0	0	19	6,8

Abbiamo classificato gli spettri delle stelle come segue:

tab. 7

	Classe spetttrale
stella 1	G2V
stella 3	B3V
stella 42	rF8V-G0
stella 46	A5V
stella 53	B9-A0
stella 58	G8V
stella 83	F3-F4

Due stelle sulle quali abbiamo effettuato misure non sono state comprese nei dati fin qui riportati, le stelle 4 e 5. Le stelle in questione sono considerate in [1] come delle probabili giganti. Le nostre misure di larghezza equivalente per esse sono:

tab. 8

λ (Å)	6563	4861	4340	4102
	H α	H β	H γ	H δ
	EW (Å)	EW (Å)	EW (Å)	EW (Å)
stella 4	1,3	1,7	0,5	0,3
stella 5	10,8	15,2	16,8	16,3

tab. 9

λ (Å)	3970	3933	
	Ca H	Ca K	CaHK
	EW (Å)	EW (Å)	EW (Å)
stella 4	11,2	14	25,2
stella 5	14,26	0,32	14,58

tab. 10

λ (Å)	4300	4380	5170	5892
	G band	Fe 4380	Mg I	Na D1+D2
	EW (Å)	EW (Å)	EW (Å)	EW (Å)
stella 4	7,4	4,2	3,0	3,0
stella 5	0,0	0,0	0,0	0,5

che, per confronto con la tabella disponibile da [4] e [5] e qui parzialmente riprodotta:

tab. 11

	H α EW (Å)	H β EW (Å)	H γ EW (Å)	H δ EW (Å)	CaHK EW (Å)	Fe 4380 EW (Å)	G 4300 EW (Å)
O8III	1.8	2.7	0.5	2.8	1.9	0.0	0.0
B12III	2.9	4.8	4.1	4.1	4.0	0.0	0.0
B3III	2.0	3.8	2.8	3.6	3.0	0.0	0.0
B5III	3.7	5.0	4.2	4.7	4.0	0.0	0.0
B9III	7.6	12.3	11.4	11.6	7.6	0.0	0.0
A0III	9.0	17.7	16.6	14.0	13.9	0.0	0.0
A3III	8.6	15.8	16.3	14.4	13.1	0.0	0.0
A5III	6.7	12.5	11.0	10.0	13.6	0.0	0.0
A7III	7.3	12.3	12.4	10.8	15.0	0.0	0.0
F0III	7.3	9.6	11.0	9.6	14.7	0.0	0.0
F2III	3.9	6.8	6.2	5.4	16.4	0.0	0.0
F5III	4.6	6.1	5.7	4.2	18.0	0.0	1.0
G0III	2.2	4.0	1.0	0.0	22.1	3.2	4.1
G5III	1.0	2.4	0.0	0.0	27.8	5.9	5.9
wG5III	1.1	2.5	0.0	0.0	23.7	5.1	5.4
rG5III	1.3	2.4	0.0	0.0	27.1	7.4	6.1
G8III	1.1	2.7	0.0	0.0	28.1	7.0	6.2
wG8III	1.6	2.8	0.4	0.0	30.1	5.1	6.1
K0III	1.3	2.3	0.0	0.0	26.9	7.4	5.5
wK0III	0.9	2.5	0.0	0.0	24.6	5.9	5.0
rK0III	1.7	2.4	0.0	0.0	28.7	7.9	5.9
K1III	1.0	2.8	0.0	0.0	28.6	7.7	6.2
wK1III	0.9	2.7	0.0	0.0	27.1	6.8	5.6
rK1III	1.2	2.6	0.0	0.0	28.8	8.4	6.2
K2III	1.0	2.7	0.0	0.0	29.5	8.1	5.7
wK2III	1.1	2.1	0.0	0.0	29.3	6.5	6.1
rK2III	0.8	2.1	0.0	0.0	32.7	9.8	6.9

possono essere classificate come:

- stella 4 tra G0 III e G3 III
- stella 5 A0 III

La stella 5 può essere classificata anche come A2 V, come si trova per confronto con i dati di tab. 6, comunque la sua classificazione è del tutto incompatibile con l'indice di colore B-V per essa riportato in [1], B-V=1,308 e conduce a due possibili conclusioni: la stella 5 da noi misurata non è la stella 5 di NGC 2168 oppure l'articolo in questione contiene un errore nell'indicazione dell'indice di colore della stella.

Un esame della larghezza delle righe dell'idrogeno fa propendere per una classificazione di luminosità V, in

quanto le righe dovrebbero essere più strette in una gigante dalla gravità inferiore e quindi dalla pressione elettronica inferiore.

Tutte le nostre conclusioni vanno confrontate ed integrate con quelle del gruppo Liceo U. Morin (Mestre), Liceo G. Galilei (Dolo) che ha lavorato esplicitamente alla classificazione spettrale.

BIBLIOGRAFIA

- [1] Sung et al. 1992, The Journal of Korean Astronomical Society 25, 91. *UBV photoelectric photometry of open cluster M35*
- [2] Worthey et al. 1994, The Astrophysical Journal Supplement Series 94, 687. *Old stellar populations. V. absorption features indices for the complete Lick/Ids sample of stars*
- [3] Sung & Bessell 1999, Mon. Not. R. Astron. Soc. 306, 361. *UBVI CCD photometry of M35 (NGC 2168)*
- [4] Pickles 1998, Pub. Astronomical Society of the Pacific, 110, 863. *A Stellar Spectral Flux Library: 1150–25000 Å*
- [5] Pickles 1998, VizieR On-line Data Catalog: J/PASP/110/863

Classificazione spettrale di alcune stelle appartenenti all'ammasso aperto M35

Dario Campagner⁽¹⁾, Giovanni Carraro⁽¹⁾, Elena Mocellin⁽²⁾, Andrea Ruaro⁽²⁾

⁽¹⁾ Liceo Scientifico “Galilei”, Dolo

⁽²⁾ Liceo Scientifico “Morin”, Mestre

SOMMARIO

Sono stati ottenuti gli spettri di alcune stelle presenti nel campo dell'ammasso aperto M35. Di questi oggetti è stata ricavata la classificazione spettrale mediante confronto con gli spettri di Jacoby e al. (1984). I risultati sono stati confrontati con gli altri gruppi che hanno lavorato sullo stesso campione. Dalla discussione è emerso che alcune delle stelle osservate non appartengono all'ammasso, mentre altre non sono di sequenza principale.

I. INTRODUZIONE

Gli ammassi aperti (*Open Clusters*) sono dei gruppi di stelle generate da una stessa nube molecolare e attratte dalla reciproca forza gravitazionale, formando degli insiemi nei quali la densità di stelle su parsec cubo è decisamente superiore alla norma: la stessa nube a volte è ancora presente nello stesso ammasso, venendone illuminata in alcune parti visibili come nebulose. Si tratta, in termini astronomici, di oggetti giovani, dal momento che contengono molte stelle di temperatura e luminosità elevate (Fig. 1): per questo motivo sono visibili anche da grande distanza od osservabili nonostante la presenza di fonti di illuminazione particolarmente intense, che possono essere costituite da fonti artificiali o, come nel nostro caso, dalla luna piena che, se pur donava grazia al paesaggio, purtroppo sottraeva precisione alle rilevazioni. Le stelle che fanno parte di un ammasso aperto hanno approssimativamente sia la stessa età (in quanto il processo di formazione è breve, se confrontato con la durata della vita dell'ammasso) che la stessa composizione chimica, oltre ad essere circa alla stessa distanza per un osservatore che ne è fuori, perciò le differenze presenti sono legate quasi esclusivamente alla massa: spiccano ovviamente quindi le stelle giganti di tipo O e B, molto luminose ma di breve vita. Questo è conveniente nell'osservazione specialmente perché, data la presenza di stelle di masse anche di molto differenti, è chiaramente visibile la sequenza principale (ZAMS) in

un diagramma HR; confrontando poi questo con un diagramma colore-magnitudine (CMD) otteniamo un buon metodo per determinare la distanza dell'ammasso; confrontando il diagramma HR con le teorie dell'evoluzione stellare invece otteniamo un'età del cluster ragionevole. Il tempo entra in gioco quando si stima l'età dell'ammasso grazie alle abbondanze di blu e rosso, le lunghezze d'onda del blu sono riconducibili ad un'età più giovane: peraltro, gli ammassi si sono rivelati estremamente utili nell'elaborazione e nel successivo controllo dei modelli di evoluzione stellare, permettendo confronti tra stelle con parametri simili.



Figura 1: L'ammasso aperto M35.

Le stelle di cui si compone un ammasso aperto nella prima fase di vita sono sostanzialmente molto vicine, e si muovono assieme e alla stessa velocità attorno alla galassia: col trascorrere del tempo può essere però che l'ammasso inizi ad essere perturbato da fattori esterni, quali possono essere nubi molecolari, campi stellari o incontri generici con corpi che gli passano vicino, e comincia a sfaldarsi a causa delle sue stelle che partono a muoversi a velocità differenti, che continuano comunque a interferire reciprocamente nei propri moti, fino a quando l'ammasso è totalmente

disperso e le sue stelle possono trovarsi ben distanti le une dalle altre, sparse nella galassia; ovviamente, gli ammassi più densi sopravvivono più a lungo, ma ad ogni modo non più di qualche miliardo di anni. I cluster si schematizzano generalmente seguendo le indicazioni di Harlow Shapley, che indica con le lettere a-g l'intera gamma, dalle associazioni minori e quasi invisibili agli ammassi più ricchi e concentrati.

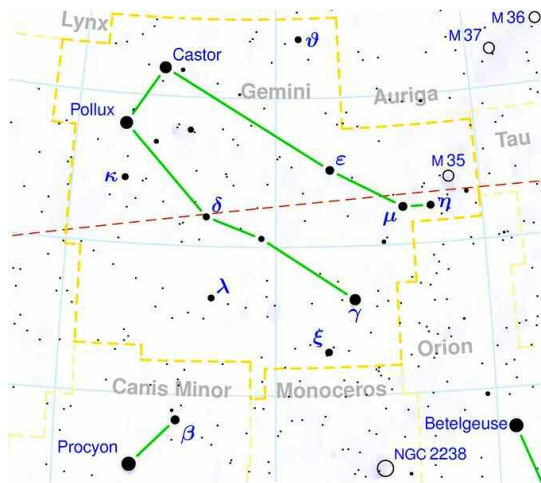


Figura 2: Il campo stellare dell'ammasso aperto M35.

Importanti informazioni si possono trarre dallo studio degli spettri delle stelle degli ammassi. Le stelle, infatti, emettono energia dal nucleo: quest'energia viene emessa all'esterno passando per gli strati superficiali della stella, dove gli elementi presenti assorbono alcune particolari frequenze. La spettroscopia permette di classificare le stelle a seconda di queste linee di assorbimento: certe linee possono essere osservate solo in un certo intervallo di temperatura, perché solo in quelle temperature i corrispondenti livelli energetici degli atomi sono presenti. La classificazione spettrale ci permette così di collocare le stelle in base a classi che le distinguono per temperatura, colore, composizione chimica. Infatti secondo la meccanica quantistica l'energia delle particelle costituenti la materia è quantizzata, può cioè assumere solo valori discreti. In condizioni normali una particella si trova nello stato di minima energia. Quando una radiazione colpisce una particella, se l'energia dei fotoni è uguale alla differenza fra l'energia dello stato eccitato della particella e quella di uno stato fondamentale, la radiazione viene assorbita e la particella passa dallo stato fondamentale a quello eccitato. Poiché ad ogni tipo di atomo è associata una particolare distribuzione di livelli energetici, l'assorbimento di una data radiazione è una proprietà caratteristica di quell'atomo e non di altri.

Le classi oggi usate sono:

- O: 30.000 - 60.000 K stelle blu
- B: 10.000 - 30.000 K stelle blu-bianche

- A: 7.500 - 10.000 K stelle bianche
- F: 6.000 - 7.500 K stelle giallo-bianche
- G: 5.000 - 6.000 K stelle gialle (come il Sole)
- K: 3.500 - 5.000 K stelle gialle-arancio
- M: < 3.500 K stelle rosse

Ogni classe è suddivisa in 10 sottoclassi numerate da 0 a 9, a seconda dell'ulteriore differenza di temperatura fra le stelle di una stessa classe. Questo schema fu definito nel Novecento, da Annie Cannon e lo Harvard College Observatory.

II. DATI OSSERVATIVI

M35, elemento 35 del catalogo di Messier, conosciuto anche come NGC2168 (New General Catalogue), si classifica come cluster di tipo 'e', cioè mediamente ricco e compatto, e si trova nella costellazione dei Gemelli (Fig. 2), alle coordinate ascensione retta 06h 08.9m, declinazione +24°20', a 2800 anni luce dalla Terra, con una magnitudine visuale di 5.3.

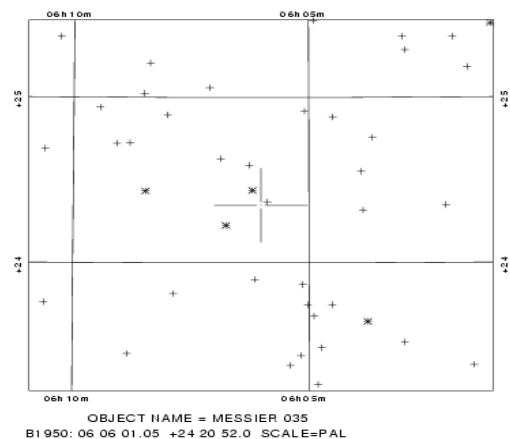


Figura 3 : Cartina usata per l'identificazione delle stelle da osservare.

È formato da circa 200 stelle disperse in un'area pari a circa quella della luna piena (30'), ovvero un diametro di 24 anni luce, con una densità al centro di 6,21 stelle/pc³ e un'età media di 110 milioni di anni, e si sta avvicinando a noi con una velocità di 5 km/s; alcune stelle sono già uscite dalla ZAMS, la più calda ora è una B3. Nelle notti più serene è visibile anche a occhio nudo o con piccoli strumenti; nelle vicinanze è visibile l'ammasso globulare NGC2158.

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Nella notte del 31 gennaio abbiamo ricavato gli spettri di alcune stelle presenti nel campo dell'ammasso aperto M35 (Fig. 3). Tali spettri sono stati poi ridotti

per ottenere il flusso luminoso espresso in $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ in funzione della lunghezza d'onda espressa in $\text{\AA}$, in modo da poter fare il confronto con la libreria di Jacoby e al.. In un primo momento questo confronto è stato fatto sovrapponendo lo spettro ottenuto con quelli della libreria, giungendo ad una classificazione provvisoria. Successivamente è stato fatto un lavoro più approfondito utilizzando i dati tratti da Jacoby e al. (1984) disponibili in formato elettronico presso il sito del Centre de Données astronomiques de Strasbourg e un programma scritto al Circolo Astrofili "Guido Ruggieri" di Mestre usando il pacchetto Scilab (www.scilab.org) che calcola la distanza euclidea punto per punto tra lo spettro da analizzare e ogni spettro campione della libreria utilizzata. Viene poi fatta la media delle distanze così calcolate; la classe spettrale (proposta) della stella studiata è la classe spettrale dello spettro campione che dista (in media) di meno dallo spettro analizzato.

La classificazione spettrale è stata poi confrontata con le temperature di black body ricavate utilizzando il pacchetto NFIT1D di STSDAS, che interpola i dati osservati con una planckiana. I risultati della classificazione e della temperatura sono riportati nella tabella in Fig. 4.

IV. RISULTATI

Durante la serata di osservazione sono state studiate in totale nove stelle, delle quali sono appunto stati ottenuti gli spettri, permettendoci di ottenere la classe spettrale presunta di tali oggetti.

Stella	Classificazione	Temperatura stimata dal fit col black-body
1	K0 V	5500
3	B3 III	24400
4	K4 III	37600
5	B6	4700
42	F4	7100
46	A6 V	12600
53	A1 V	16300
58	F3	7300
83	A6	12300

Figura 4 : Tabella riassuntiva delle stelle osservate con relative classi spettrali e temperature. Le caselle ombreggiate sono quelle relative alle stelle la cui classificazione non è stata considerata attendibile.

È sorto però immediatamente un problema: il confronto tra le classi spettrali ottenute e le temperature ricavate con i fit di corpo nero effettuati con IRAF ha messo in luce discrepanze notevoli e apparentemente incomprensibili, che in un primo momento erano state attribuite ad un valore di reddening scelto in maniera non corretta (0,26 contro i valori tra 0,26 e 0,44 di Sung e al.). Leggendo con

attenzione sempre il lavoro di Sung e al. (1992) si è però notato che tre delle stelle (No. 42, 58 e 83) avevano una probabilità pari a 0.00 di appartenere all'ammasso, rendendo quindi impossibile un qualsiasi confronto. Più complessa la questione per altri tre oggetti (No. 3, 4 e 5): confrontando i nostri dati con quelli del gruppo che studiava la relazione tra larghezza equivalente e indice di colore B-V è stato ipotizzato che si trattasse di stelle giganti. Per l'oggetto No. 5 la libreria di Jacoby e al. forniva lo spettro di confronto solo di una stella di classe V, quindi la nostra classificazione non è attendibile.

Per gli oggetti No. 3 e 4 la stessa libreria forniva spettri sia di classe V che di classe III, per cui si è provato ugualmente a classificare questi oggetti. Gli oggetti No. 1, 46, 53 invece, sono stelle nane appartenenti all'ammasso, per le quali si ritiene che la classificazione spettrale sia corretta.

Nelle Fig. da 5 a 9 sono riportati gli spettri delle stelle di cui siamo stati in grado di dare una classificazione attendibile, sovrapposti allo spettro campione che meglio approssima i dati.

Per quanto riguarda la stima delle temperature, va osservato che, tralasciando gli oggetti per i quali la classificazione è dubbia, le temperature ottenute sono in buon accordo con quelle che si trovano in letteratura per stelle di quel tipo spettrale, ad eccezione dell'oggetto No. 4: 37600 K per una K4 III appare una temperatura francamente eccessiva. Per gli altri oggetti si segnala comunque che i valori ottenuti dai fit di corpo nero sono sempre leggermente superiori a quelli riportati in letteratura.

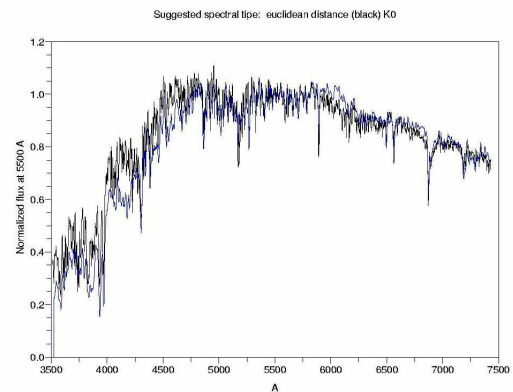


Figura 5 : L'oggetto No. 1, classificato come stella K0 V.

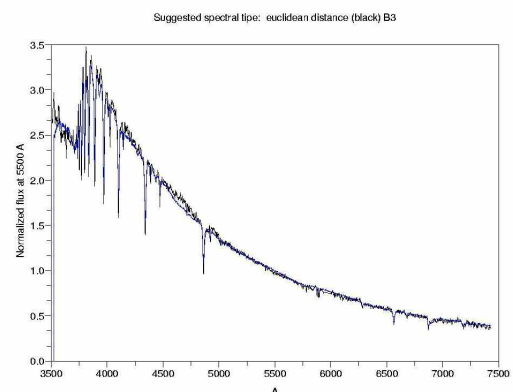


Figura 6 : L'oggetto No. 3, classificato come stella B3 III.

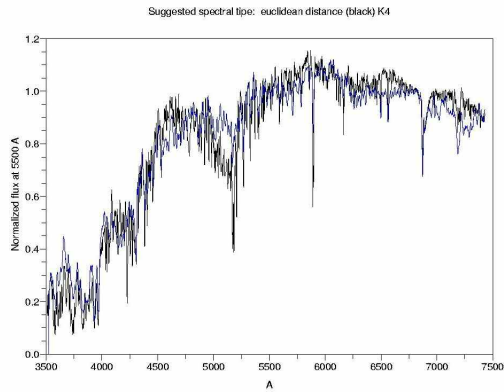


Figura 7 : L'oggetto No. 4, classificato come stella K4 III.

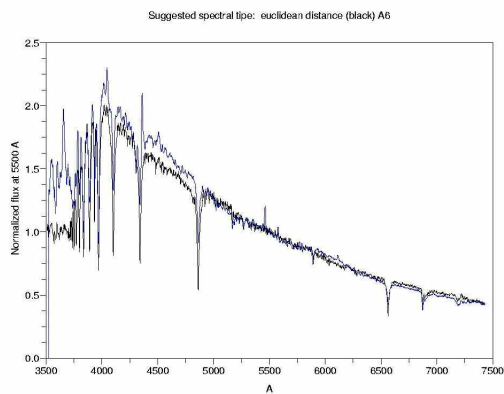


Figura 8: L'oggetto No. 46 classificato come stella A6 V.

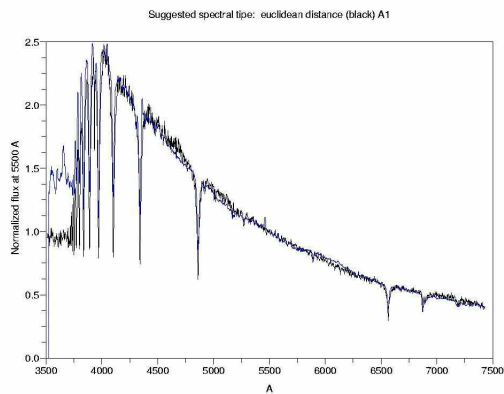


Figura 9: L'oggetto No. 53, classificato come stella A1 V.

BIBLIOGRAFIA

- Jacoby, G. H., Hunter, D. A., Christian, C. A., 1984, *Astrophysical Journal Supplement Series*, **56**, 257
 Sung, H. e Lee, S.-W., 1992, *The Journal of The Korean Astronomical Society*, **25**, 91

Secondo Stage

07-10 Febbraio 2007

Liceo Scientifico “Curiel”, Padova

Studente: Viola Sanga

Insegnanti: Proff. Marzia Scalabrin, Franca Perin, Remo Facchin

Liceo Scientifico “Fermi”, Padova

Studenti: Andrea Campa, Fabio Righetti, Mattia Gusella, Matteo Bano

Insegnanti: Proff. Renato Macchietto, Luciano Bonaldo

Liceo Scientifico “Caro”, Cittadella (Padova)

Studenti: Ilaria Pieretti, Ilaria Negrin, Giulia Alessio, Giulia Pontarollo, Veronica Ferronato, Beatrice Andreola

Insegnante: Prof.ssa Adelaide Dipasquale

Liceo Scientifico “Galilei”, Selvazzano (Padova)

Studente: Elena Sissa

Insegnante: Prof.ssa Annalisa Piazzesi

Liceo della Comunicazione “Maria Ausiliatrice”, Padova

Studente: Letizia Virgis

Insegnante: Prof. Alessandro Federici

Studio della popolazione stellare nelle galassie

Matteo Bano, Andrea Campa, Mattia Gusella, Fabio Righetti

Liceo Scientifico “E. Fermi”, Padova

SOMMARIO

Il lavoro intende proporre lo studio della popolazione stellare di due galassie attraverso l'analisi dello spettro elettromagnetico ricavato dall'osservazione spettroscopica e fotometrica di una spirale (NGC234) ed una ellittica (NGC2518) e la ricostruzione della Spectral Energy Distribution (SED) grazie alla analisi dei flussi relativi alle varie bande fotometriche (λ).

I. INTRODUZIONE

La luce è alla base dello studio dell'astronomia. La natura duale della luce impone due tipi di rilevazione di questa: la luce come onda viene misurata con gli spettrografi, i quali permettono di ricostruire lo spettro elettromagnetico caratteristico; la luce come particella, nelle sue unità ossia i fotoni, viene rilevata con i moderni CCD, sensori digitali di fotoni. Essendo le galassie sorgenti di radiazioni elettromagnetiche, queste possono quindi essere studiate, al fine di determinare le loro proprietà fisiche: redshift, popolazioni stellari e flusso luminoso.

II. DATI OSSERVATIVI

Il lavoro è iniziato con l'acquisizione dall'archivio pubblico della Sloan Digital Sky Survey, degli spettri di due galassie: una spirale, NGC234 (Fig. 1) e una ellittica, NGC2518 (Fig. 2). Dopo aver normalizzato gli stessi, dividendo tutte le intensità per il valore medio calcolato intorno a $5500 \text{ \AA}$, abbiamo calcolato lo spostamento delle righe spettrali presenti dal valore della loro corrispondente lunghezza d'onda a riposo. Nello spettro di NGC234 è stata usata la riga $H\beta$ in emissione, la cui lunghezza d'onda a riposo è pari a $4861 \text{ \AA}$, in NGC2518 invece la riga in assorbimento del sodio (Na), con lunghezza d'onda a riposo di $5892 \text{ \AA}$. In questo modo abbiamo quantificato il redshift secondo la relazione $z = \Delta\lambda / \lambda$. Noto z sono state dedotte le velocità di recessione delle due galassie oggetto di studio, tenendo presente che $z = v/c$.



Figura 1: La galassia NGC234

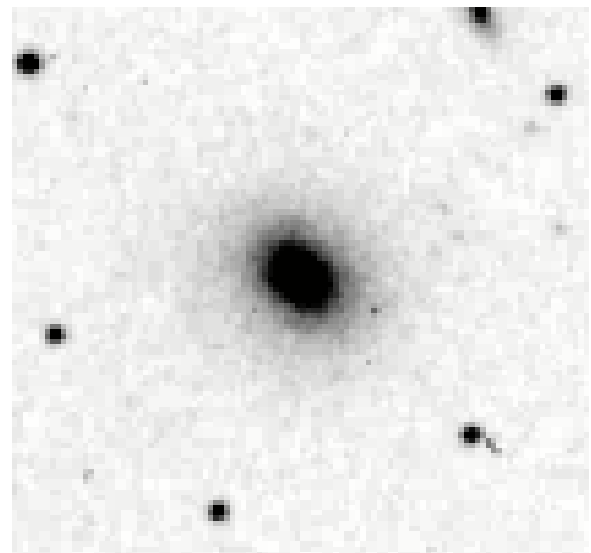


Figura 2: La galassia NGC2518

Sfruttando poi la legge di Hubble che lega la distanza alla velocità di recessione della galassia con un rapporto di proporzionalità diretta ($V = H_0 \times d$, dove H_0

è la costante di Hubble pari a circa 70 km/s/Mpc), si calcolano le distanze approssimative dei due oggetti dal punto di osservazione.

Tutti i dati sono riportati nella tabella sottostante.

Tabella 1

	$\Delta\lambda$ [Å]	z	Velocità [km/s]	Distanza [Mpc]
NGC234	74	0,01522	4566,922	65,24
NGC2518	107	0,01816	5448,065	77,82

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Sintesi di popolazione stellare

Nell'analisi della galassia a spirale (NGC234) lo spettro è stato ottenuto utilizzando la luce proveniente dal nucleo della galassia, al fine di evitare fenomeni di spostamento delle righe di assorbimento ed emissione dovute alla rotazione della galassia su se stessa. Il fenomeno non è trascurabile in quanto le velocità di rotazione dei bracci allargherebbero le righe dello spettro: z non sarebbe dunque calcolabile con precisione.

Al contrario nella galassia ellittica (NGC2518) non si presenta questo fenomeno dal momento che la rotazione (molto lenta) lo rende trascurabile. Gli spettri sono stati quindi traslati a $z=0$ in modo da consentire di riprodurli con la migliore approssimazione possibile attraverso la somma, nelle appropriate percentuali, di spettri prodotti da stelle di classe spettrale nota.

Nello specifico vengono selezionate, dopo vari tentativi, tre di queste che rappresentano rispettivamente stelle vecchie, medie e giovani e si deduce così il quantitativo, in percentuale, della luce emessa da ognuna delle suddette classi la cui somma fornisce il 100% della luce proveniente dalla galassia. Questa è distribuita nelle varie lunghezze d'onda secondo la funzione che rappresenta lo spettro stesso, escludendo le stelle al di fuori della sequenza principale (Figg. 3 e 4). In particolare, nella galassia ellittica NGC2518 i vari tentativi per riprodurre lo spettro vengono effettuati tenendo come punti di riferimento le righe del calcio (Ca) e del magnesio (Mg).

Nel grafico è riprodotto: in nero lo spettro del nucleo galattico da 3000 Å a 8000 Å riportato a $z=0$, in rosso lo spettro ricostruito e in blu (x), verde (t) e viola (z) i diversi spettri delle tre classi spettrali sommati nelle opportune percentuali. Per la galassia a spirale le tre classi sono O9, A5, e K5, le cui percentuali sono riportate in grafico, mentre per la galassia ellittica sono O9,5, A7, e K5. La somma dei termini è $I = a \times x + b \times t + c \times z$. $a+b+c=1$ sono parametri in percentuale, mentre le classi spettrali sono le incognite.

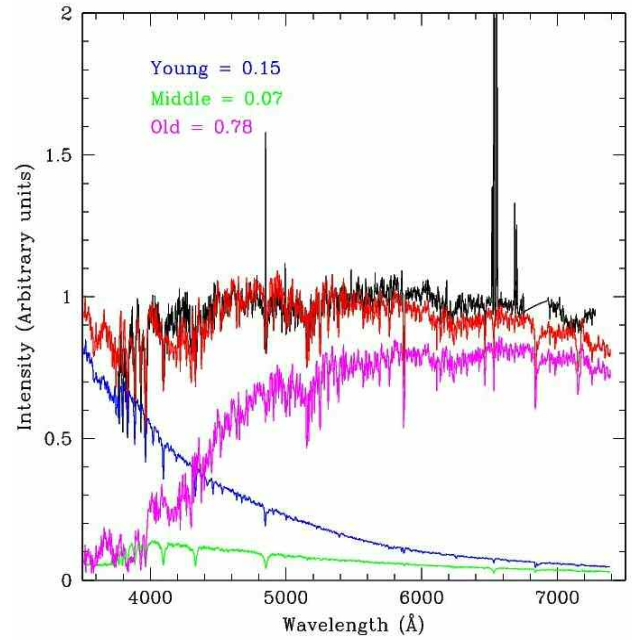


Figura 3: Risultato della sintesi di popolazione per la galassia NGC234.

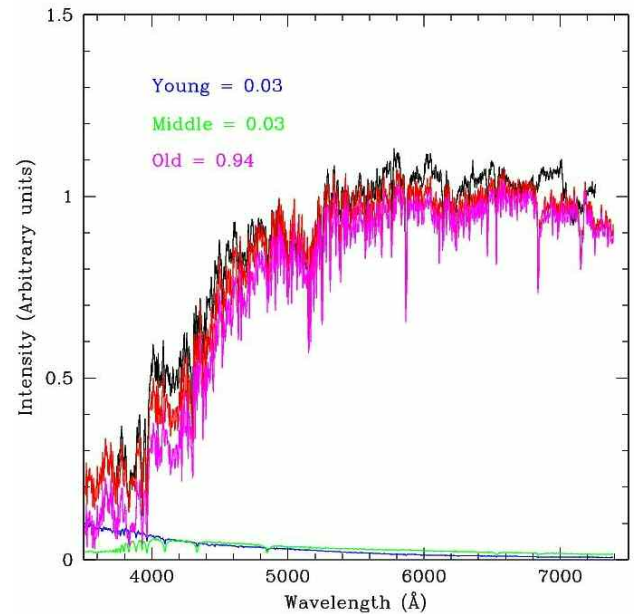


Figura 4: Risultato della sintesi di popolazione per la galassia NGC2518.

Ricostruzione della Spectral Energy Distribution

Si procede nel conteggio totale dei fotoni emessi dalla galassia in un'area descritta da un raggio definito, ossia la congiungente tra il centro della galassia e il punto oltre il quale l'incremento del numero di fotoni tende a zero. Questo conteggio è l'integrale della funzione che descrive la curva del profilo di brillantezza della galassia stessa: $\int_0^r I(r) 2\pi r dr$.

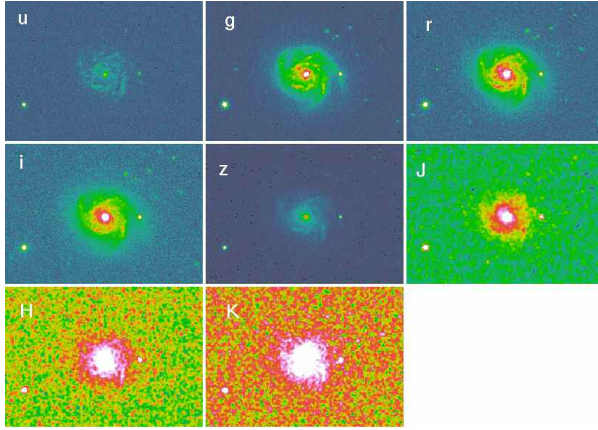


Figura 5: La galassia NGC234 osservata in 8 bande fotometriche diverse dal visibile al vicino infrarosso (*ugriz* + JHK).

Tramite dei filtri vengono selezionati i fotoni emessi dalla sorgente di luce e relativi a ciascuna banda fotometrica che corrisponde a una determinata lunghezza d'onda (valore medio) e ha una certa larghezza (esempio in Fig. 5).

Tabella 2

Banda	u	g	r	I	z	J	H	K
λ [Å]	3551	4686	6165	7481	8931	12350	16620	21590

In seguito, abbiamo svolto il conteggio dei fotoni attraverso ciascun filtro (I_{cts}) per ottenere il valore del flusso totale (S) nelle rispettive bande fotometriche in funzione della lunghezza d'onda (Figg. 6 e 7).

$$S = \frac{I_{\text{cts}}}{t_{\text{exp}}} \times 10^{-0.4(m_0 - kx)} \times \frac{0.10893}{\lambda^2} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$$

LEGENDA

I_{cts} = n° fotoni

t_{exp} = tempo di esposizione (53.9 sec)

λ = lunghezza d'onda del filtro

m_0 = punto-zero

k = coefficiente che indica a quanto ammonta l'estinzione atmosferica ad una certa λ

x = massa d'aria = $1/\cos z$

z = distanza zenitale in gradi [°]

Abbiamo poi ricavato i valori delle magnitudini strumentali relative alle diverse bande fotometriche. La magnitudine strumentale è legata all'intensità secondo una relazione logaritmica. Con l'introduzione del parametro m_0 caratteristico di ogni banda e del prodotto dei parametri k e x (vedi legenda) ottenuti

sperimentalmente, si perviene alla magnitudine reale espressa dall'equazione di Pogson: $m = m_0 - 2.5 \times \log(I) - k \times x$.

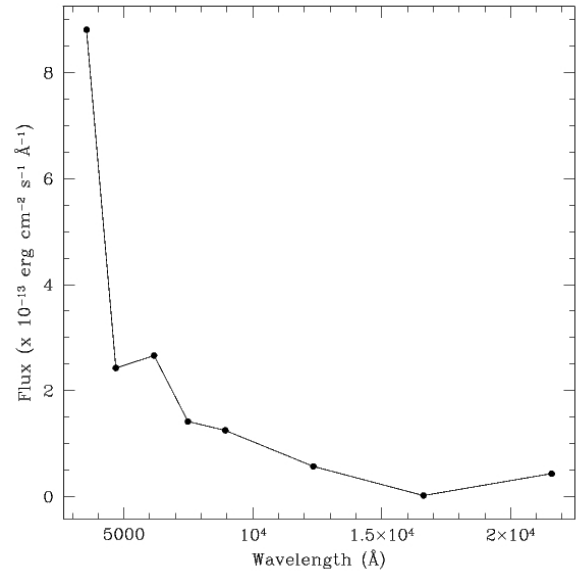


Figura 6: SED ricostruita per NGC234

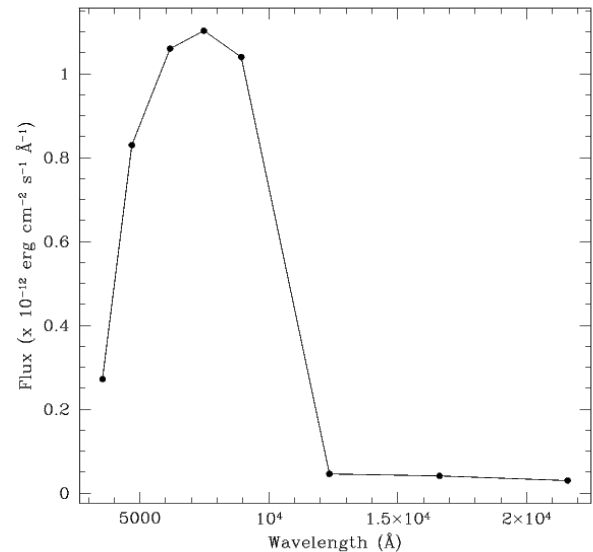


Figura 7: SED ricostruita per NGC2518

Tabella 3

	<i>u</i>	<i>g</i>	<i>r</i>	<i>i</i>	<i>z</i>
NGC234	14,31	13,06	12,42	12,04	11,82
NGC2518	15,58	13,79	12,89	12,44	12,12

	J	H	K
NGC234	14,26	13,97	13,46
NGC2518	14,81	14,29	14,05

IV. RISULTATI

Sintesi di popolazione stellare

Elaborando i dati forniti dagli spettri e calcolando il redshift si può affermare che, secondo la legge di Hubble, la galassia a spirale NGC234 ha una velocità di recessione minore della galassia ellittica NGC2518 e quindi è più vicina, mentre la galassia ellittica, avendo velocità maggiore è più distante. Con un'analisi dei dati utilizzati risultano evidenti le differenze quantitative tra le due galassie. Si nota che una maggiore percentuale di luce viene prodotta dalle stelle giovani nella galassia a spirale rispetto a quella ellittica (15% per NGC234 contro 3% per NGC2518). Questo permette di constatare la diversità della popolazione stellare delle due galassie, la quale nella galassia a spirale comprende una percentuale maggiore di stelle giovani e calde, molto probabilmente localizzate nei bracci; al contrario la galassia ellittica mostra una quasi totalità di stelle vecchie e fredde. Da questo si evince che mentre in una galassia a spirale sono ancora presenti fenomeni di formazione stellare (concentrata nei bracci di spirale) in una ellittica gli stessi si sono verificati in un unico macro-evento iniziale.

Se volessimo analizzare il numero di stelle giovani, dal momento che esse producono una quantità di luce di gran lunga maggiore rispetto alle stelle vecchie, scopriremmo che queste risultano in netta inferiorità.

Nella ricostruzione dello spettro sono state escluse le stelle che non appartengono alla sequenza principale (MS).

Ricostruzione della Spectral Energy Distribution

Analizzata la SED, i cui punti sono forniti dal calcolo del flusso totale svolto secondo le equazioni sopra riportate e confrontando i grafici degli spettri e della SED stessa, caratteristici delle due galassie si nota che a parità di lunghezza d'onda le due funzioni assumono lo stesso valore con un lieve margine di approssimazione.

Osservando i dati di Tabella 3 si constata che le magnitudini in banda z di entrambe le galassie, oggetto di studio, hanno il valore più basso: questo significa che si ha una maggiore quantità di luce e quindi di fotoni nell'intervallo di lunghezza d'onda che ha valore medio 8931 Å. Al contrario nella banda u si ha la magnitudine con valore più alto, corrispondente a una minore quantità di luce prodotta in quel intervallo (valore medio 3551 Å). Infatti a queste lunghezze d'onda emettono soprattutto stelle giovani e calde, che contribuiscono in piccola percentuale alla luce delle due galassie.

L'effetto del *merger* fra galassie: confronto fra le ellittiche NGC3610 e NGC2518

Viola Sanga⁽¹⁾, Elena Sissa⁽²⁾, Letizia Virgis⁽³⁾

⁽¹⁾ Liceo Scientifico “Curiel”, Padova

⁽²⁾ Liceo Scientifico “G. Galilei”, Selvazzano Dentro (PD)

⁽³⁾ Liceo della Comunicazione “Maria Ausiliatrice”, Padova

SOMMARIO

Con il nostro lavoro abbiamo voluto dimostrare la differenza tra due galassie ellittiche, NGC2518 e NGC3610, la seconda delle quali è il risultato di un merger, ovvero di una fusione tra l'ellittica stessa e una galassia a spirale. Partendo da immagini ottenute con il filtro nella banda g delle suddette, abbiamo ricavato alcuni dati informativi quali il profilo di brillantezza, la popolazione stellare, la distribuzione della luce (tramite le isofote), etc., funzionali alla dimostrazione che intendevamo fare. Da queste analisi sono emerse notevoli differenze che ci hanno permesso di confermare la diversa origine delle due galassie. La nostra è stata quindi una ricerca di tipo deduttivo.

I. INTRODUZIONE

Il nostro lavoro si basa sulla ricerca di dati che siano in grado di dimostrare la differenza fra due galassie ellittiche, di cui una originatasi da un *merger* (una fusione) fra due o più galassie in seguito ad un'interazione gravitazionale.

Le galassie considerate sono rispettivamente NGC2518 (Fig. 1) e NGC3610 (Fig. 2). E' ormai generalmente accettato che l'universo è dinamico e mutevole, le galassie si scontrano tra loro a causa dei loro campi gravitazionali, si fondono e assorbono altre galassie. Si ritiene inoltre che, se il merger avviene tra due galassie a spirale o se una galassia ellittica ne assorbe una a spirale (com'è probabilmente avvenuto in NGC3610), la galassia risultante sia sempre un'ellittica. Nelle galassie originatesi da una galassia ellittica più grande e una a disco più piccola le stelle che appartenevano alla seconda continuano a muoversi su orbite simili fra loro all'interno della galassia maggiore: le galassie ellittiche di questo tipo sono attraversate da strisce ed archi di luce più intensa, corrispondenti ai resti della galassia a disco.

II. DATI OSSERVATIVI

Le immagini utilizzate provengono dall'archivio SDSS (www.sdss.org). Sono state acquisite con un telescopio Ritchey-Chretien di 2,5 m f/5 localizzato presso l'Apache Point Observatory, nel Nuovo Messico (latitudine 32° 46' 49.30" N, Longitudine 105° 49' 13.50" W, altitudine 2788m s.l.m.). Il tempo di posa delle immagini è di 54 sec.

NGC2518

AR: 08h 07m 20 .2s Dec: +51° 07' 54"

Velocità : 5266 km/s z: 0,0175

Tipo: E/S0

magnitudine nel filtro g:13,9

diametro angolare (asse maggiore): 1,21 arcmin

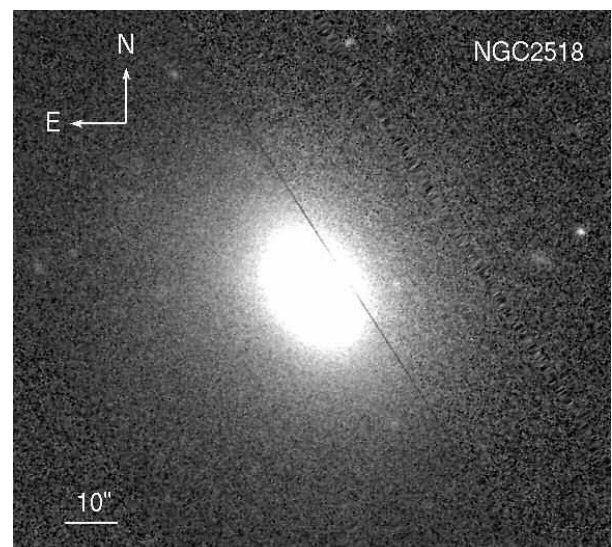


Figura 1: Immagine della galassia NGC2518

NGC3610

AR: 11h 18m 25.3s Dec: +58° 47' 10"

Velocità: 1704 km/s z: 0,0057

Tipo: E5

magnitudine nel filtro B: 11,7

diametro angolare (asse maggiore) : 2,7 arcmin

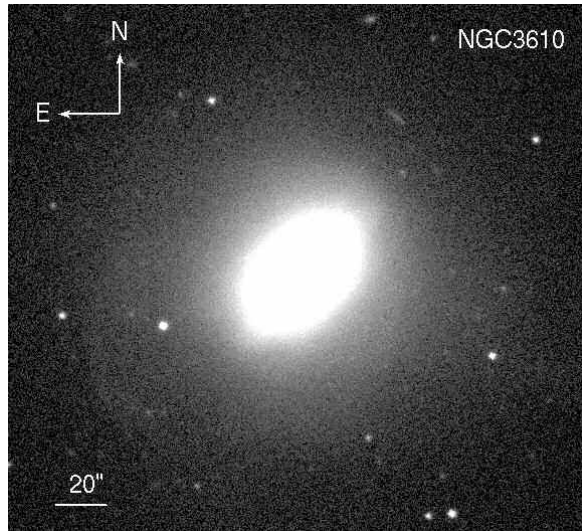


Figura 2: Immagine della galassia NGC3610

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Partendo dalle immagini nel filtro *g* delle due galassie ne abbiamo studiato la distribuzione della luce, servendoci delle isofote. Abbiamo cioè adattato alle singole galassie un modello matematico che potesse rappresentare al meglio la distribuzione della loro luminosità: ogni isofota è infatti caratterizzata da punti di stessa intensità. Abbiamo ripetuto questo procedimento due volte per ogni galassia: la prima volta tenendo fisso il centro e facendo quindi disegnare al programma delle isofote concentriche; la seconda volta invece abbiamo lasciato che il programma disegnasse le isofote senza riferirsi ad un centro prefissato.

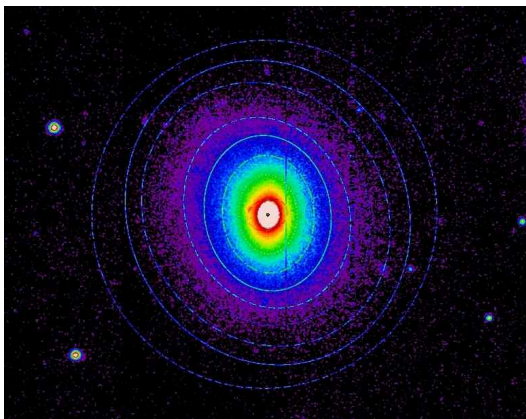


Figura 3: Immagine della galassia NGC2518 con sovrapposte le isofote

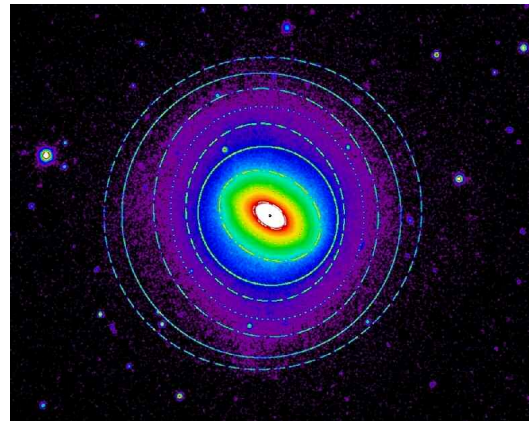


Figura 4: Immagine della galassia NGC3610 con sovrapposte le isofote

Nella figure 3 e 4 sono riportate rispettivamente le galassie NGC2518 e NGC3610 su cui sono state applicate le isofote, fino a comprendere totalmente il loro diametro (si noti che le due galassie non sono orientate Nord-Est come nelle figure precedenti). Successivamente abbiamo creato, in base alle isofote precedentemente prodotte, un modello che si adattasse al meglio alla galassia considerata. Tenuto conto dell'intensità del cielo (I_{Sky}), abbiamo sottratto il modello all'immagine della galassia, trovando così l'intensità rimanente, cioè il residuo. Abbiamo trovato interessanti risultati, riportati nelle due figure successive 5 e 6.

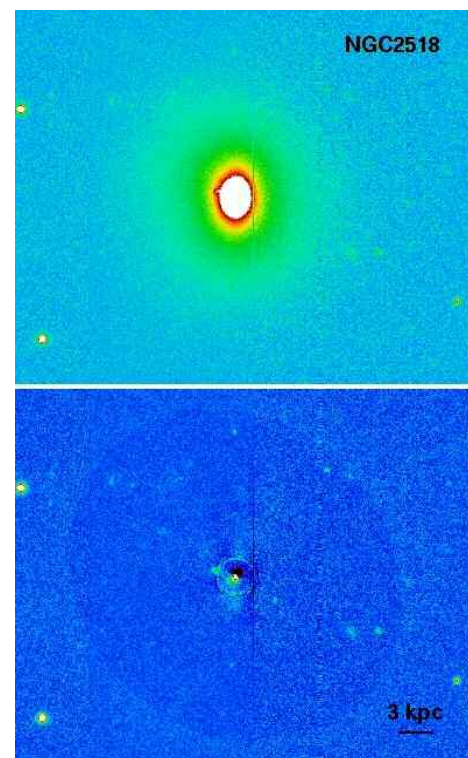


Figura 5: La galassia NGC2518 (in alto) e il residuo dopo la sottrazione del modello (in basso)

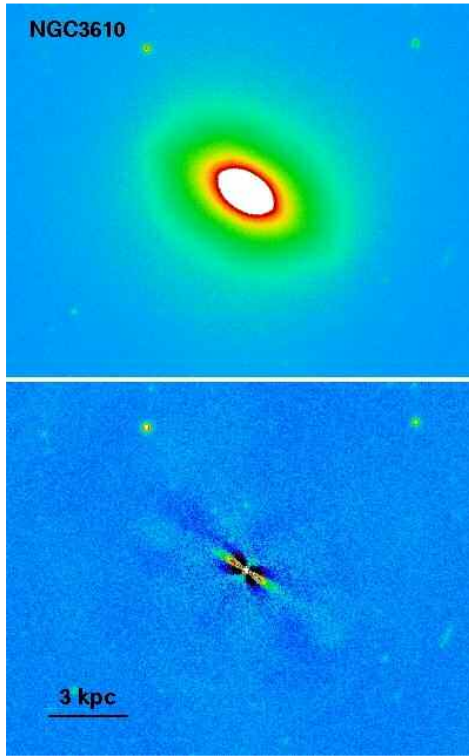


Figura 6: La galassia NGC3610 (in alto) e il residuo dopo la sottrazione del modello (in basso)

Abbiamo quindi analizzato alcuni parametri di ogni isofota delle due galassie in base al loro semiasse maggiore e confrontati: ellitticità, centro delle isofote e angolo di posizione (Fig. 7).

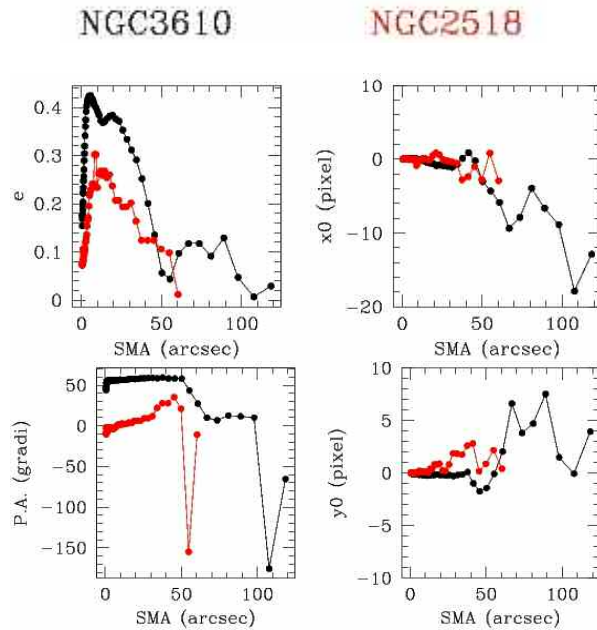


Figura 7: I parametri delle isofote in funzione della distanza dal centro per le due galassie a confronto

In seguito abbiamo calcolato la magnitudine assoluta partendo dall'intensità totale ($I_{\text{tot}} = 22.66 I_e R_e^2$ con R_e raggio efficace) nel filtro g delle due galassie:

NGC2518 ha intensità di 26203,46 e quindi una magnitudine apparente di 13,24, mentre NGC3610, è di intensità pari a 204506,5, e ha una magnitudine apparente di 10,957.

La formula $m = m_0 + m_s - kx$ dove m_s vale $-2,5 \log I_{\text{tot}}$, m_0 è la costante di calibrazione fotometrica (detta anche punto zero), k è la costante di estinzione atmosferica e x è la massa d'aria ($=1/\cos z$, dove z è la distanza zenitale).

Per calcolare la magnitudine assoluta e il raggio efficace, raggio entro cui è contenuta metà della luce emessa dalla galassia, abbiamo dovuto considerare il redshift che risulta essere di 0,0175 per NGC2518 e 0,0057 per NGC3610. Da questo abbiamo estrapolato la distanza delle due galassie tramite la legge di Hubble. La formula utilizzata per il calcolo della magnitudine assoluta è stata: $M = m + 5 - 5 \log_{10} d$

Infine abbiamo calcolato i profili di brillantezza delle due galassie nel filtro g e li abbiamo riprodotti con la legge di de Vaucouleurs (Fig. 8):

$$\mu = \mu_e + 8.328 \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right]$$

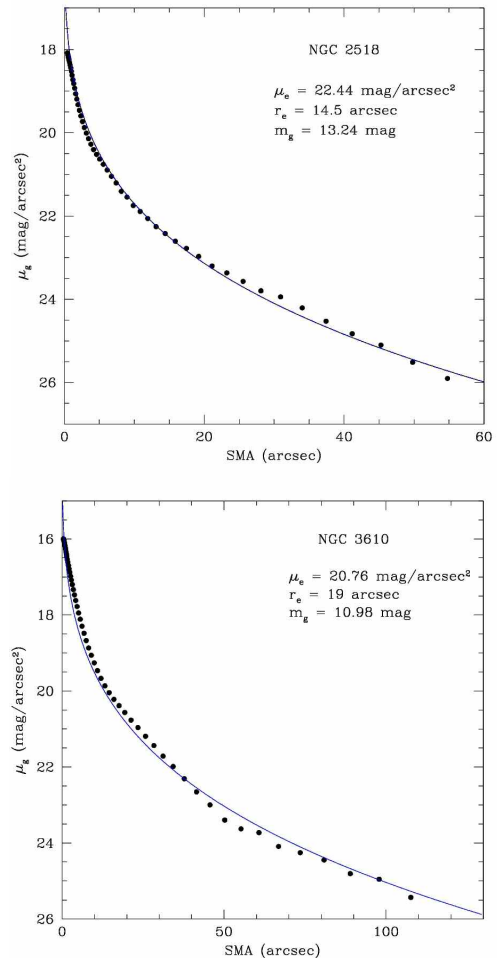


Figura 8: I profili di brillantezza delle due galassie. La linea continua è il profilo di de Vaucouleurs. Sono riportati i parametri del profilo e la magnitudine totale apparente

Dai calcoli abbiamo ottenuto che NGC2518 ha un raggio efficace di 4,92 kpc, quasi il doppio di quello di NGC3610 che invece misura 2,1 kpc.

Invece il confronto fra le magnitudini assolute, rispettivamente -20,98 e -20,83, dice che le due galassie hanno la stessa luminosità.

IV. RISULTATI

Osservando le immagini dei residui delle due galassie si nota chiaramente come, pur essendo entrambe ellittiche, le immagini risultanti siano completamente diverse. In NGC2518 il residuo non presenta particolari caratteristiche: sottraendo l'intensità luminosa della galassia è rimasta infatti solo una intensità circolare interna fittizia (la riga più scura verticale è dovuta all'immagine di partenza). Nel residuo di NGC3610 si nota invece la presenza di una specie di X centrale, da cui si diramano delle zone a maggiore e minore intensità che ricordano vagamente dei bracci di spirale. Appunto questo volevamo dimostrare: il residuo di NGC3610, in cui compaiono zone più luminose riconducibili a bracci di spirale, fa presupporre che essa sia il risultato di una fusione. Spesso infatti in seguito ad un *merger* la galassia presenta zone di uguale intensità che non hanno più una forma ellittica, bensì romboidale: le isofote con questa caratteristica vengono chiamate *disky*. Di conseguenza il modello matematico ellittico non è più valido: lungo gli assi minori e maggiori c'è più luce che nelle altre parti comprese da una stessa isofota e quando si produce il residuo si forma una zona più luminosa lungo gli assi. Possiamo quindi affermare che NGC3610 è una galassia ellittica originatasi da un *merger*.

Un altro dato abbastanza significativo che ci porta alla stessa conclusione è il fatto che, secondo lo studio della cinematica delle stelle di NGC3610 (Fig. 9), si evidenzia una velocità di rotazione molto più alta rispetto a quella delle normali galassie ellittiche, che invece hanno velocità massime di rotazione di qualche decina di km/sec. Nella nostra ellittica la velocità nella parte interna raggiunge infatti un massimo di 120-140 km/s come mostrato nel grafico.

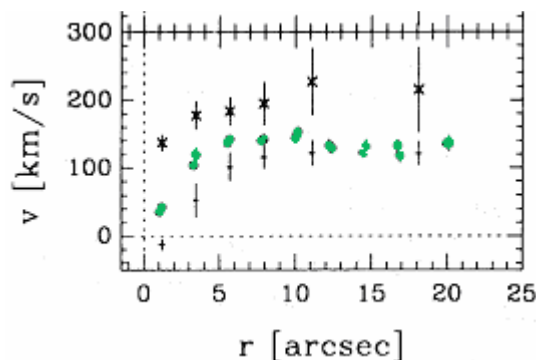


Figura 9: Curva di rotazione delle stelle in NGC3610 ottenuta dalla letteratura

Abbiamo anche provato a individuare la distribuzione stellare attraverso la mappa di colore *g-i* (Fig. 10):

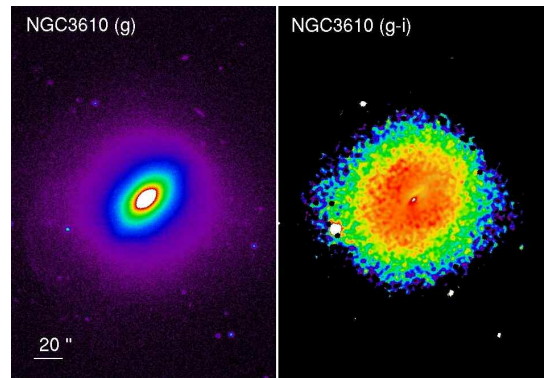


Figura 10: La mappa di colore *g-i* di NGC3610 (a destra)

Come si può vedere il colore è praticamente tutto rosso, tranne nelle parti più esterne, dove risulta però poco attendibile perché il segnale luminoso della galassia in quelle zone è molto debole. Nella parte più brillante, quella centrale, il colore è mediamente rosso e questo indica che la popolazione stellare è dominata da stelle vecchie, caratteristiche delle ellittiche ma vi è una fascia gialla che indica la possibile presenza di stelle più giovani: un'altra testimonianza del *merger*. La presenza di stelle di popolazione I, cioè giovani, è infatti una delle caratteristiche dei bracci di una galassia a spirale.

Un'altra conferma del *merger* si può riscontrare nella presenza di alcune *shell*, agglomerati concentrici di stelle, visibili nelle zone periferiche della galassia (Fig. 11). Questo fenomeno non è presente nelle ellittiche normali che hanno invece un bordo regolare e simmetrico. La figura del residuo nel filtro *r* della galassia NGC3610 mette in evidenza questi agglomerati.

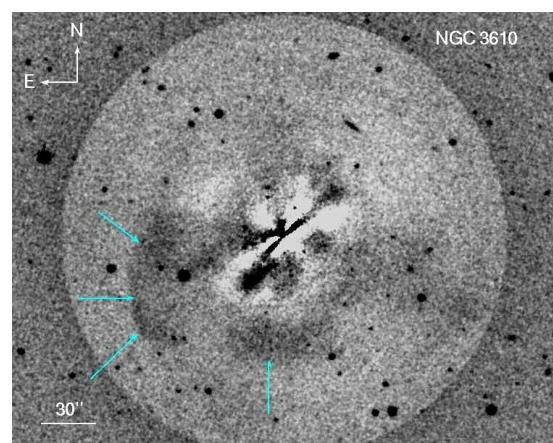


Figura 11: Il residuo di NGC3610 con indicate le *shell* stellari

Anche nel profilo di brillantezza di NGC3610 c'è un indizio dell'avvenuto *merger*: a differenza del profilo regolare della NGC2518, quello della NGC3610 presenta alcune oscillazioni specialmente nelle zone più esterne dove sono presenti le *shell*.

Studio morfologico della galassia a spirale NGC234

Giulia Alessio, Ilaria Negrin, Ilaria Pieretti

Liceo Scientifico “Tito Lucrezio Caro”, Cittadella

SOMMARIO

Dopo aver assistito a sette lezioni di astrofisica tenute da professori universitari al liceo scientifico Curiel e dopo aver superato la prova finale (un test), dal 7 al 10 febbraio 2007 abbiamo partecipato a uno stage presso l'Osservatorio Astrofisico di Asiago.

Poiché la prima sera il cielo era nuvoloso, abbiamo utilizzato immagini presenti nell'archivio della Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Questi dati sono stati da noi elaborati, nei giorni seguenti, con l'impiego dei programmi DS9, IRAF ed EXCEL.

Il lavoro a noi assegnato è lo studio della fotometria della galassia spirale NGC234 che ci porterà ad affermare, dopo aver analizzato il profilo di brillantezza della galassia, la distribuzione e la formazione stellare al suo interno, che essa è di tipo morfologico Sc e inoltre barrata.

I. INTRODUZIONE

Il termine *galassia* indica un insieme di stelle, gas, polveri e probabilmente materia oscura legate fra loro gravitazionalmente orbitanti intorno al *centro galattico*.

Secondo la classificazione morfologica di Hubble esse si dividono in quattro famiglie: ellittiche, lenticolari, irregolari e spirali. Nelle galassie di quest'ultima categoria, si assiste ad una formazione continua di stelle, localizzata nelle vicinanze dei bracci; mentre il bulge è costituito in prevalenza da stelle più vecchie e meno calde.

Tre le galassie spirali, così chiamate per la presenza di bracci che conferiscono loro una forma appunto “a spirale”, rientra la galassia NGC234 (Fig. 1) della quale abbiamo studiato la *fotometria* nelle bande I ed R e, attraverso l'uso delle isofote, approssimate a una forma ellittica, abbiamo calcolato i valori relativi

all'angolo di posizione, all'ellitticità, alla magnitudine e alla brillantezza in funzione del semiasse maggiore.



Figura 1: Immagine della galassia NGC234

II. DATI OSSERVATIVI

Il corpo celeste identificato con la sigla NGC234, scoperto da W. Herschel il 14 ottobre 1784, è una galassia spirale di tipo barrato, localizzata nella direzione della costellazione dei Pesci. La sua ascensione retta di 00h 43m 32,3s e la sua declinazione 14° 20' 33" ci informano sulla sua posizione nella sfera celeste, mentre il valore del *redshift* $z=0.0148$ indica la velocità con cui essa si sta allontanando dalla Terra. La magnitudine apparente di NGC234 è circa 12,6; questo significa che la sua luminosità apparente è molto bassa.

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

STUDIO DELLE ISOFOTE:

Il nostro lavoro è cominciato con lo studio della luce emessa dalla galassia attraverso l'applicazione di modelli matematici (le *isofote*). Lo scopo è quello di ottenere un grafico che rappresenti il profilo di brillantezza della galassia.

Le isofote sono quelle linee ideali che congiungono tutti i punti della galassia di uguale intensità luminosa. Queste linee non descrivono una figura geometrica precisa, ma la reale distribuzione della luce. Per renderne quindi più semplice lo studio abbiamo interpolato le isofote trovate con delle ellissi regolari (Fig. 2) utilizzando il task *ellipse* di IRAF, un software di riduzione e analisi di dati astronomici.

Più una galassia è regolare, più le ellissi ottenute tendono a essere concentriche e con lo stesso angolo di posizione, che indica come la galassia è orientata in cielo.

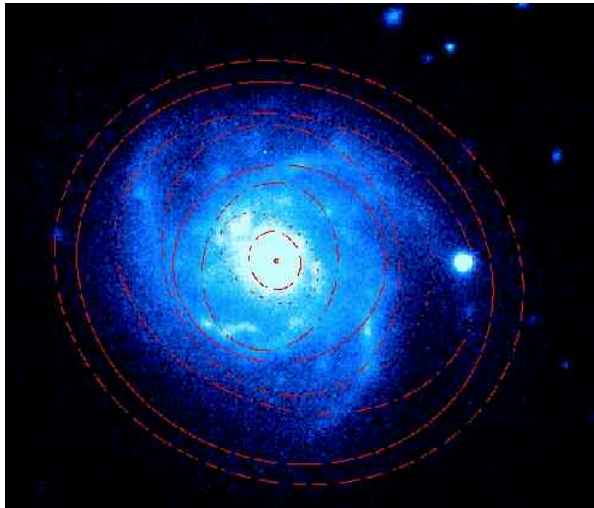


Figura 2: La galassia NGC234 con sovrapposte le isofote

Come parametri liberi iniziali, abbiamo inserito le coordinate del centro, l'ellitticità e l'angolo di posizione, stimati in prima approssimazione con ds9, in modo tale che il software trovasse una serie di ellissi con i propri angoli di posizione ed ellitticità. Abbiamo quindi preso in considerazione unicamente le ellissi tracciate entro i limiti della nostra galassia.

Alla seconda iterazione, abbiamo eseguito lo stesso procedimento tenendo il centro fisso. Con i dati ottenuti riguardanti *ellitticità* (e), *angolo di posizione* (P.A.), e *coordinate dei centri* (x_0 e y_0) delle varie ellissi abbiamo elaborato, con l'ausilio del programma EXCEL, dei grafici (Fig. 3) in funzione del *semiasse maggiore* (SMA).

Per valori del semiasse maggiore compresi tra 5 e 20 *arcsec* si può osservare che l'ellitticità cresce fino a un massimo, mentre l'angolo di posizione rimane pressoché costante, entro gli errori.

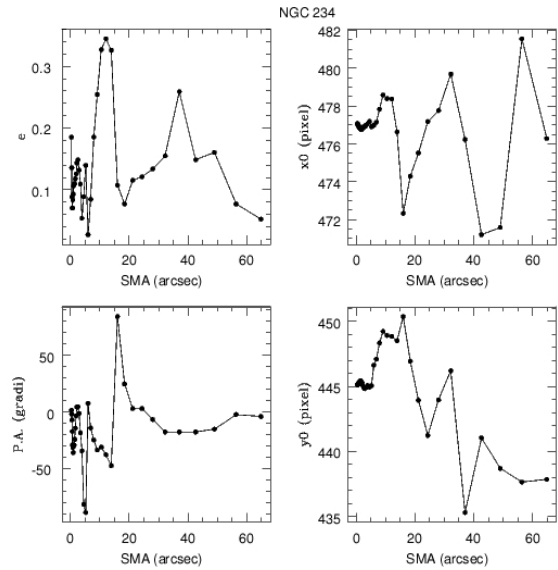


Figura 3: I parametri delle ellissi in funzione della distanza dal centro

Questa è una chiara indicazione che la galassia presa in considerazione è di tipo barrato.

Dai dati ricavati sull'intensità luminosa (I) delle singole isofote invece si è calcolata la *magnitudine strumentale* in entrambe le bande secondo la formula:

$$m_s = -2.5 \log I$$

I risultati ottenuti sono stati inseriti in un grafico (Fig. 4) che rappresenta l'andamento della brillantezza superficiale in mag/arcsec^2 in funzione della lunghezza del semiasse maggiore (SMA).

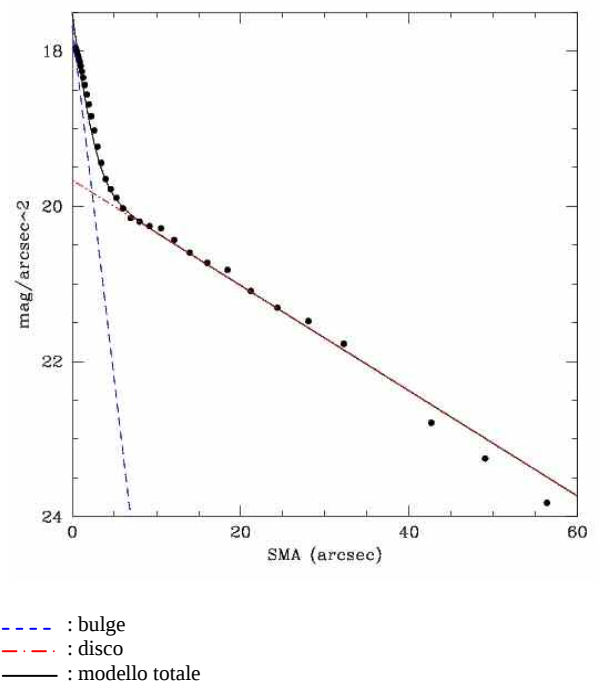


Figura 4: Profilo di brillantezza della galassia riprodotto con un disco (rosso) + un bulge (blu)

Si può osservare come il profilo di brillantezza superficiale segua un andamento ben preciso. In generale, l'andamento dell'intensità del bulge delle galassie a spirale segue la legge di de Vaucouleurs, dalla quale integrando si ricava l'intensità totale del bulge:

$$I_{\text{bulge}} = 22.66 I_e r_e^2$$

dove r_e indica il raggio efficace, ovvero il raggio all'interno del quale è contenuta metà della luce della galassia, I_e è l'intensità al raggio efficace.

L'intensità del disco è invece espressa dalla legge di Freeman:

$$I_{\text{disco}} = 2\pi I_0 h^2$$

dove h è la lunghezza di scala del disco e I_0 l'intensità corrispondente a $r=0$.

Il nostro obiettivo è quello di trovare i valori da attribuire a r_e , I_e , I_0 e h in modo tale che la composizione delle leggi di de Vaucouleurs e di Freeman dia come risultato una funzione descrivente il profilo di brillantezza di NGC234. Sulla base di questi valori è quindi possibile calcolare quanto valgono le intensità del disco e del bulge attraverso le leggi precedentemente citate. Sommando le due intensità si ottiene l'intensità luminosa totale della galassia e se ne ricava la magnitudine strumentale totale:

$$m_{\text{s tot}} = -2.5 \log (I_{\text{bulge}} + I_{\text{disco}})$$

Si può inoltre ricavare il rapporto tra l'intensità del bulge e quella del disco o quella totale. In questo modo si può vedere qual è l'apporto fornito dal bulge all'intera galassia in termini di luminosità.

La magnitudine strumentale non rispecchia però la magnitudine reale del corpo celeste, in quanto risulta influenzata dal contributo del cielo, dal sistema fotometrico utilizzato e dalle particolari condizioni di osservazione. L'effettiva magnitudine della galassia si ricava dalla formula:

$$m = m_0 + m_s - kx$$

dove m_0 è una costante positiva che dipende dal filtro utilizzato per l'osservazione, k l'indice di estinzione dell'atmosfera ad una determinata lunghezza d'onda e x la massa d'aria. Da quest'ultima dipende infatti la quantità di radiazione luminosa rifratta e/o assorbita dall'atmosfera, che aumenta al diminuire della lunghezza d'onda.

MODELLI TEORICI:

Per visualizzare in modo più immediato le differenti intensità luminose delle diverse zone della galassia si ricorre alla utilizzo di modelli teorici basati sul precedente studio delle isofote (Fig. 5).

Come vediamo dalla figura, la distribuzione in falsi colori delle intensità nel modello in banda R è omogenea; ciò significa che le sorgenti luminose emettenti in questa banda sono presenti in numero notevole all'interno della galassia. Per questo motivo il programma non ha dovuto costruire (se non in pochissimi punti) isofote ipotetiche dovute alla mancanza di soggetti luminosi emettenti in banda R. Come denota però la presenza di diversi colori, le stelle che si trovano nel bulge emettono una maggior radiazione luminosa in questa banda rispetto alle stelle del disco.

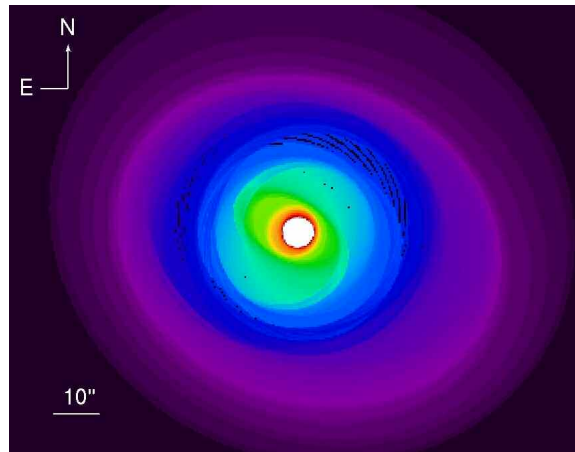


Figura 5: Modello della galassia ottenuto dallo studio delle isofote

RESIDUI:

Il risultato ottenuto sottraendo all'immagine reale il modello teorico sono i *residui*; essi indicano le strutture della galassia che si discostano da un modello di isofote ellittica (ad es barre, anelli, bracci di spirale, etc.). L'immagine inserita in seguito riporta il residuo ottenuto dallo studio delle immagini in banda R (Fig. 6). I colori brillanti mettono in evidenza le zone in cui si registra una più alta emissione di radiazione in banda R rispetto a quella prevista. Questa discrepanza è riconducibile a una maggior concentrazione di stelle giovani nei bracci, individuabili come zone di formazione stellare.

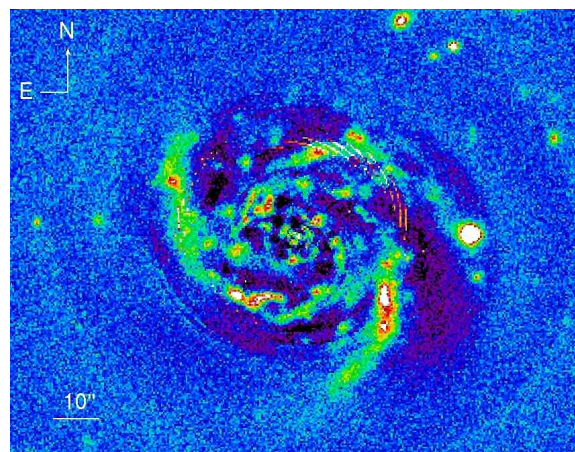
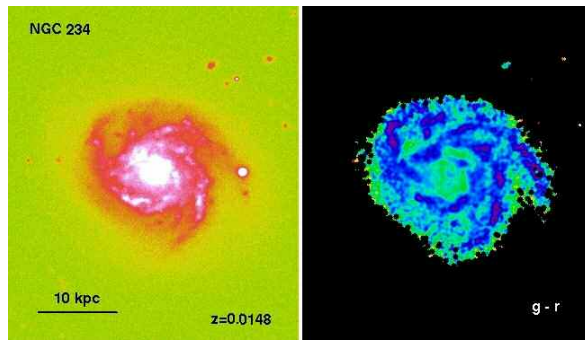


Figura 6: Il residuo dopo la sottrazione del modello

COLORE:Figura 7: L'immagine colore $g-r$ della galassia NGC234 (a destra)

L'immagine definita " $g-r$ " (Fig. 7) deriva dalla sottrazione pixel per pixel delle magnitudini nelle bande g ed r .

$$g-r = m_g - m_r = -2.5 \log f_g - (-2.5 \log f_r) = 2.5 \log (f_r / f_g)$$

con m_g , m_r : magnitudini nelle bande g ed r rispettivamente, e f_r , f_g : flussi nelle bande g ed r rispettivamente.

Se il valore ottenuto dalla differenza è elevato significa che l'emissione di radiazione nel rosso è maggiore di quella in banda g ; se invece è basso ci sarà un predominio di emissione in banda g .

Nello studio del colore è stato preso in considerazione il rapporto tra il valore delle emissioni in banda g e r .

È importante ricordare che i risultati ottenuti non sono influenzati dal fatto che una stella più blu emette molta più energia di una più rossa per ogni lunghezza d'onda.

Dall'immagine del colore ottenuta si osserva come le stelle più blu siano presenti in quantità maggiore nei bracci della spirale, mentre quelle più rosse si trovino in prevalenza nel bulge. Dato che tipicamente le stelle giovani sono blu, possiamo dedurre che le zone di formazione stellare coincidono proprio con i bracci.

L'immagine di sinistra invece mostra semplicemente la galassia osservata in banda R .

IV. RISULTATI

Calcolando la differenza fra la magnitudine del bulge e la magnitudine totale e inserendo il valore ottenuto nel grafico della classificazione delle galassie in base al rapporto BULGE/TOTALE, si ricava che la galassia spirale NGC234 è di tipo Sc.

Infatti il valore da noi trovato tramite l'operazione:

$$\Delta m = m_{\text{tot}} - m_{\text{bulge}} = (11.6 - 8.5) \text{ mag} = 3.1 \text{ mag}$$

con T : tipo morfologico e Δm : differenza tra la magnitudine totale e quella del bulge.

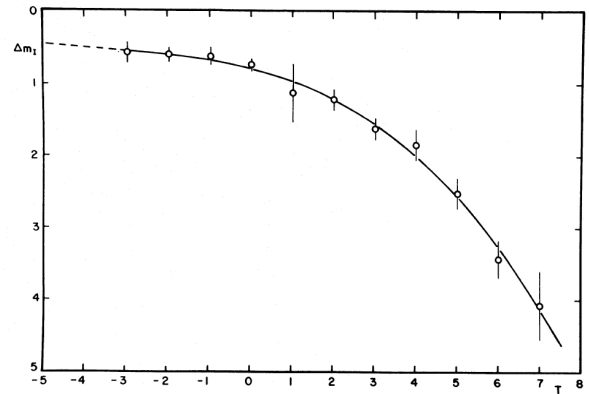


Figura 8: Grafico per determinare la morfologia di una galassia (da Simien & de Vaucouleurs)

è circa 3. Individuato quindi nel grafico precedente (Fig. 8) il punto di ordinata 3 vediamo che la sua ascissa ha un valore compreso tra 5 e 6. Sapendo che i valori inferiori allo zero corrispondono a galassie ellittiche e quelli superiori allo zero a galassie spirali, e che precisamente le Sc occupano l'intervallo di valori che va da 4 a 6, possiamo appunto affermare che NGC234 è una Sc. Ciò significa che è presente una gran quantità di regioni con formazione stellare, nelle quali come visto in precedenza la presenza di stelle blu è elevata, e che i bracci di spirale sono più aperti.

Dall'analisi delle isofote, e in particolare dell'angolo di posizione e dell'ellitticità, abbiamo ricavato che questa galassia presenta una barra, quindi il tipo morfologico è SBc.

Studio morfologico della galassia ellittica NGC2518

Beatrice Andreola, Veronica Ferronato, Giulia Pontarollo

Liceo Scientifico “Tito Lucrezio Caro”, Cittadella

SOMMARIO

Nei giorni dal 7 al 10 febbraio 2007 abbiamo partecipato ad una attività di stage presso l'Osservatorio astronomico di Asiago, a conclusione del corso di approfondimento pomeridiano di sette lezioni organizzato dal Dipartimento di Astronomia dell'Università di Padova per i ragazzi delle scuole superiori. In particolare, abbiamo avuto l'opportunità di mettere in pratica le conoscenze teoriche acquisite durante il corso, partecipando in maniera concreta alle operazioni di catalogazione, descrizione, organizzazione ed interpretazione dei dati fisico-astronomici derivanti dall'osservazione del cielo.

I. INTRODUZIONE

L'attività a noi proposta riguardava la descrizione del carattere morfologico di una galassia. Purtroppo il cielo nuvoloso che ha accompagnato quasi interamente il nostro soggiorno non ci ha permesso di lavorare sui dati acquisiti direttamente dal telescopio dell'Osservatorio. Abbiamo quindi dovuto analizzare dati e immagini presenti nell'archivio pubblico della “Sloan Digital Sky Survey” (SDSS). Ma l'ultima sera, inaspettatamente, il cielo si è aperto e così abbiamo avuto il privilegio di vedere Saturno in tutto il suo fascino.

Dalle immagini della galassia analizzata, abbiamo ricavato diverse informazioni:

- di ordine geometrico: forma, dimensioni;
- di ordine fisico: luminosità.

Il programma che abbiamo utilizzato per l'analisi delle immagini della nostra galassia ci ha consentito di calcolare alcuni dati fondamentali per la descrizione della galassia :

- la forma della galassia;
- l'angolo di posizione;
- la misura degli assi minori e maggiori;

- l'ellitticità: definita come il rapporto tra la differenza tra i semiassi maggiore e minore e il semiasse maggiore dell'ellisse che approssima la forma della galassia;
- le coordinate del centro della galassia;
- la luminosità di ogni singolo pixel dell'immagine, che è proporzionale al numero di fotoni raccolti dal pixel nel tempo di osservazione.

II. DATI OSSERVATIVI

La galassia studiata si chiama NGC2518 (Fig. 1) e le sue coordinate sono A.R. (2000.0) = 08h 07m 20.2s; Dec. (2000.0) = +51° 07' 56''. Si tratta di una galassia ellittica di tipo E/S0, appartenente alla costellazione della Lince. Abbiamo ricavato dati e immagini dal sito della Sloan Digital Sky Survey (www.sdss.org/dr5).

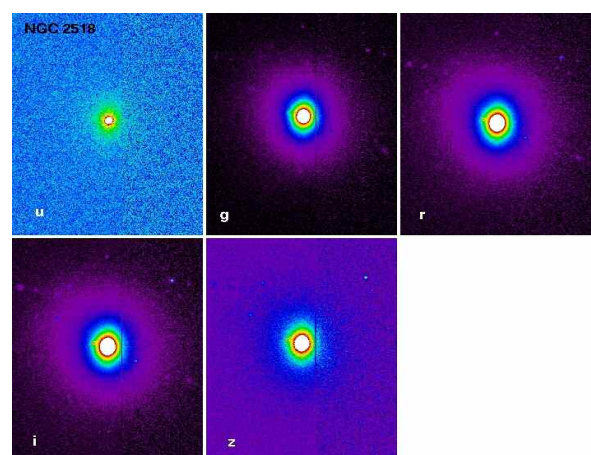


Figura 1: Immagini della galassia NGC2518 nelle varie bande.

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

FILTRI A BANDA LARGA

Per poter eseguire uno studio approfondito dei tipi stellari che popolano la galassia, abbiamo utilizzato le immagini acquisite utilizzando uno dei cinque diversi filtri a banda larga della SDSS, il filtro *g*. La funzione dei filtri a banda larga è quella di consentire osservazioni di emissioni luminose entro un determinato intervallo di lunghezza d'onda ($\Delta\lambda$). In particolare: il filtro *g* rivela la luce "verde" in un intorno di ($\lambda_g=4686\text{\AA}$).

MAGNITUDINI

Le immagini a nostra disposizione, prima di poter essere considerate significative da un punto di vista fisico, hanno subito alcune modifiche. Infatti l'immagine della galassia è formata da tre contributi, i quali interferiscono con le informazioni della sola galassia, secondo la formula:

$$(\text{SKY} + \text{O}) t$$

Contributo dato dal fondo cielo Tempo di posa
 Reale contributo dell'oggetto

Per prima cosa abbiamo eseguito una stima della luminosità media del cielo, per poi sottrarre questo valore (*sky*) alla luminosità di ogni singolo pixel che compone l'immagine. Abbiamo quindi ottenuto l'immagine:

$$I_{\text{object}} = I - I_{\text{sky}}$$

E' stato poi necessario dividere il valore ottenuto per il tempo di esposizione (nel nostro caso 53.907 sec) e per l'area del singolo pixel ($S_{\text{px}}=0.16 \text{ arcsec}^2$), in modo da ottenere un valore esprimibile in [$\text{cts sec}^{-1} \text{ arcsec}^{-2}$], cioè numero di fotoni emessi per unità di tempo e unità di area.

L'intensità totale (I_{tot}), corrispondente alla somma delle intensità dei pixel che compongono l'immagine, viene poi convertita in magnitudine strumentale (m_s), secondo la formula:

$$m_s = -2.5 \log_{10} (I_{\text{tot}})$$

Mentre la magnitudine reale calibrata è data da:

$$m = m_0 + m_s - kx$$

dove m_0 è una costante dipendente dal filtro utilizzato, k è il coefficiente di estinzione atmosferica e x è la massa d'aria.

MODELLI DELLA GALASSIA

Un metodo efficace per studiare una galassia consiste nel costruire modelli ideali, sulla base dei dati osservati, che ne descrivano la struttura in maniera semplificata.

Abbiamo quindi riprodotto la galassia NGC2518 con un'ellisse di cui abbiamo ricavato le coordinate del centro mediante il programma IMEXAM:

$$X_0 = 332.88$$

$$Y_0 = 226.76$$

In seguito, forniti i parametri iniziali (angolo di posizione, ellitticità e posizione del centro) al task ELLIPSE del programma IRAF, abbiamo costruito delle ellissi di centro fisso (X_0 ; Y_0) che approssimassero al meglio il reale andamento delle isofote relative alla galassia.

Le *isofote* sono le linee che congiungono punti di uguale luminosità di una galassia, e la cui intensità diminuisce progressivamente al crescere della distanza dal centro (Fig. 2). Quindi abbiamo nuovamente costruito le isofote, questa volta facendo variare il centro per avvicinarci maggiormente ai dati osservati. Infine, sottraendo all'immagine reale della galassia quella ottenuta dal modello matematico (Fig. 3) delle isofote nello stesso filtro, abbiamo ottenuto il *residuo* (Fig. 4), che ci dà una stima dell'allontanamento del modello dall'immagine reale.

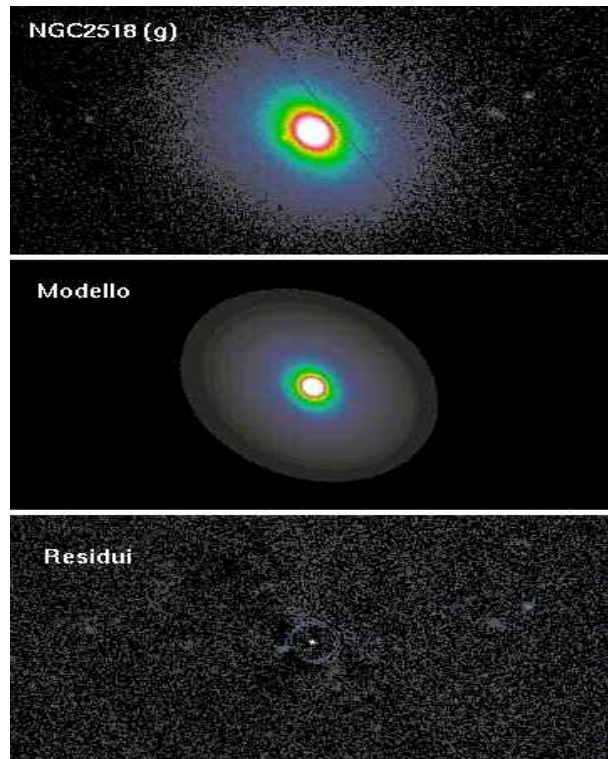


Figura 2: La galassia NGC2518 esaminata col filtro *g*.

Figura 3: Il modello matematico delle isofote elaborato per il filtro *g*.

Figura 4: Il residuo, ossia la differenza fra la galassia osservata e il suo modello.

Possiamo notare che, a parte un punto luminoso sulla sinistra della galassia, relativo a una stella di campo che si frappone fra noi e il corpo studiato, il residuo non presenta particolari rilevanti.

Possiamo concludere quindi che la galassia presenta una morfologia piuttosto regolare.

GRAFICI

Abbiamo infine utilizzato i dati ottenuti con la precedente analisi, per ricavare dei grafici indicanti l'ellitticità (e) e l'angolo di posizione (PA) in funzione del semiasse maggiore (SMA) delle isofote virtuali (Figg. 5 e 6).

L'*ellitticità* è definita come il rapporto fra la differenza dei semiassi e il semiasse maggiore di un'ellisse. Possiamo osservare un'ellitticità più pronunciata per valori compresi fra 0 e 20 arcsec, cioè per le ellissi che descrivono le isofote più vicine al centro della galassia, mentre i valori scendono gradualmente, fino quasi ad arrivare a 0 (valore per cui l'ellisse diventa una circonferenza) man mano che andiamo verso l'esterno.

In astronomia l'*angolo di posizione* è definito come l'angolo che va dalla direzione Nord all'asse maggiore dell'oggetto considerato, calcolato da Nord verso Est.

Si nota che il PA si aggira su valori costanti, molto prossimi allo 0, ovunque, tranne nelle zone più esterne del corpo, dove raggiunge valori pari a -150° .

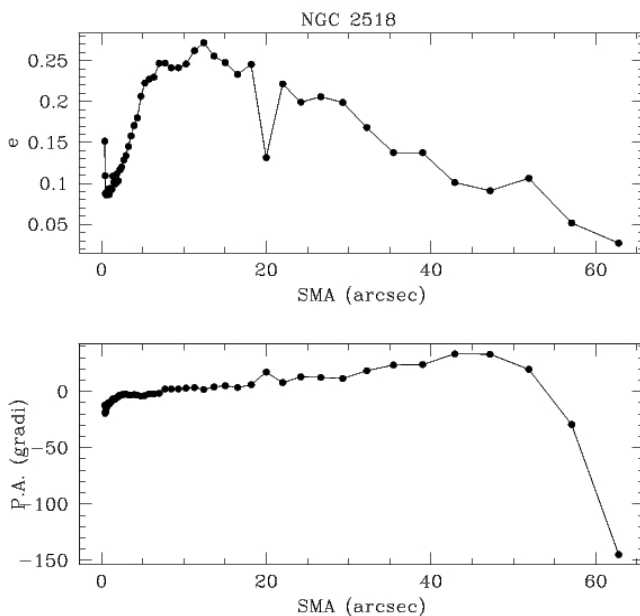


Figura 5: Ellitticità delle isofote in funzione del semiasse maggiore delle ellissi.

Figura 6: PA delle isofote in funzione del semiasse maggiore delle ellissi.

IV. RISULTATI

LA CLASSIFICAZIONE MORFOLOGICA DI HUBBLE

La classificazione morfologica più usata è la cosiddetta classificazione di Hubble (1925).

Egli distinse le galassie in quattro famiglie (Fig. 7):

- *galassie ellittiche* (E0-E7): hanno una forma apparente ellittica più o meno schiacciata.
- *galassie lenticolari*: presentano un bulge centrale e un disco senza evidenti bracci di spirale; si dividono in normali (S0) o barrate (SB0)
- *galassie spirali*: hanno un bulge centrale e un disco con evidenti bracci di spirale; si dividono anch'esse in normali (Sa, Sb, Sc) o barrate (SBa, SBb, SBc)
- *galassie irregolari*: hanno poca o nessuna simmetria.

Secondo la classificazione di Hubble, la nostra galassia ellittica è di tipo E/S0.

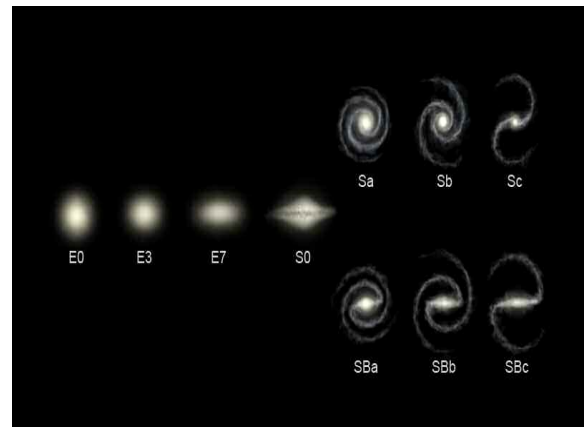


Figura 7: Lo schema della classificazione morfologica di Hubble.

COLORE $u-r$

Una semplice sottrazione pixel per pixel delle brillanze in u e in r dà un'immagine che viene definita "colore $u-r$ " e attraverso la quale si possono fare delle interessanti considerazioni.

Con $u-r$ si intende questa operazione:

$$u - r = -2.5 \log_{10} (I_u / I_r)$$

dove $\log_{10}$ è il logaritmo in base 10, mentre I_u e I_r sono l'intensità della luce emessa dalla galassia e osservata attraverso i filtri u e r .

In Fig. 8 troviamo un confronto fra la galassia osservata con il filtro u , con il filtro r e infine il colore $u-r$.

Se la popolazione stellare dominante di una galassia sono le stelle vecchie e fredde, il colore sarà tendente

al rosso. Viceversa, nelle galassie dove ci sono stelle giovani e calde il colore tenderà al celeste/blu.

La nostra galassia rispecchia il primo caso: si nota immediatamente come le stelle più vecchie, le stelle rosse, siano concentrate principalmente nel nucleo della galassia e ugualmente diffuse anche nel resto della galassia.

Questo è esattamente quello che ci aspettiamo da una galassia ellittica, composta da stelle vecchie. Nelle galassie di tipo ellittico, infatti, vi è una distribuzione di luce piuttosto regolare e non vi sono stelle giovani. La popolazione stellare è dunque dominata da stelle vecchie e di tipi spettrali avanzati.

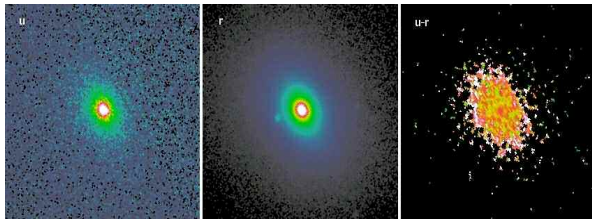


Figura 8: Colore della galassia.

Terzo Stage

14-17 Febbraio 2007

Liceo Scientifico “Benedetti”, Venezia

Studenti: Michele Lazzari, Irene Vidal, Marco Rocchetto

Insegnante: Prof. Claudio Forieri

Scuola Navale Militare "Morosini", Venezia

Studenti: Dario Giacoia, Giovanni Pecoraro, Nicolò Monaco, Gianluca Benetello

Insegnanti: Proff. Costantina Righetti, Mercedes Carmassi

Liceo Scientifico "Galilei", Belluno

Studenti: Beatrice Lovat, Mattia Dazzi, Sara Viel, Sara Gris, Matteo Gallo

Insegnanti: Proff. Leonarda Vocale, Massimo Ottone

Liceo Scientifico “Follador”, Agordo (BL)

Studente: Hillary Mocellin

Insegnante: Prof.ssa Margherita Carcò

Misure di temperatura e densità elettroniche nella nebulosa Eskimo

Beatrice Lovat⁽¹⁾, Sara Viel⁽¹⁾, Hillary Mocellin⁽²⁾

⁽¹⁾ Liceo Scientifico “G. Galilei”, Belluno

⁽²⁾ Liceo Scientifico “U. Follador”, Agordo

SOMMARIO

Rilevazione e confronto della densità e temperatura elettroniche all'interno della nebulosa planetaria Eskimo (NGC 2392) in due punti differenti di quest'ultima. I dati sono stati ricavati dallo studio delle righe dello spettro di emissione della nebulosa presa in esame.

I. INTRODUZIONE

Nelle ultime fasi dell'evoluzione le stelle possono diventare delle nebulose planetarie. Quando esse stanno per esaurire il combustibile interno responsabile delle reazioni nucleari che sono la fonte della loro energia, principalmente idrogeno (H) ed elio (He), queste cominciano ad attraversare prima una fase instabile di oscillazione della loro atmosfera più esterna, e poi a perdere parte della loro superficie gassosa, ricca di metalli pesanti e polvere (Fig. 1).

E' questa la cosiddetta fase di Nebulosa Planetaria (PN), che può manifestarsi in una grande varietà di forme. L'involucro gassoso in espansione con il nucleo brillante della stella centrale, in alcuni casi appare simile alle immagini di pianeti con anelli, come sono osservati nel nostro sistema solare. E' questo il motivo per cui l'astronomo William Herschel, nel 1784, denominò questi oggetti Nebulose Planetarie.

L'origine dello spettro delle nebulose planetarie è simile a quello delle nebulose diffuse a emissione. L'intensa radiazione ultravioletta della nana bianca centrale ionizza l'idrogeno e gli altri gas della nebulosa che emettono le loro radiazioni caratteristiche ricombinandosi con gli elettroni liberi. In modo diverso, cioè attraverso l'urto fra elettroni liberi e atomi ionizzati, si generano le righe proibite

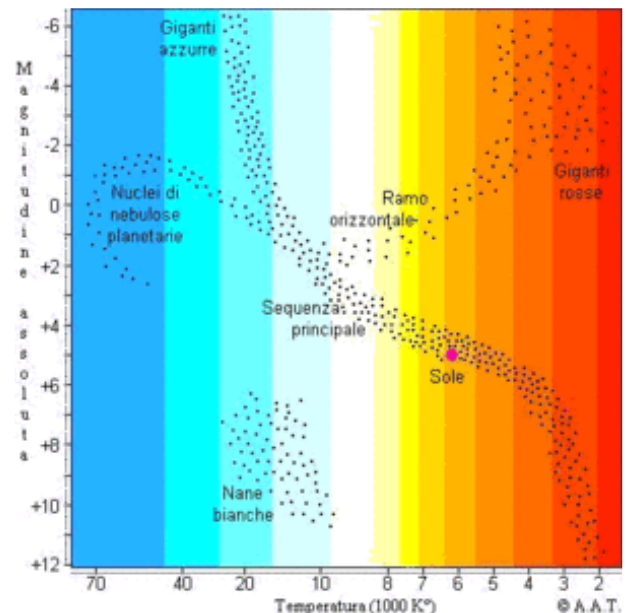


Figura 1 : Diagramma H-R dell'evoluzione stellare

di ossigeno, azoto, zolfo, etc. , che si possono osservare nelle nebulose diffuse, le quali hanno una forte intensità a causa dell'arricchimento di elementi pesanti nei gas delle nebulose planetarie dovuto all'evoluzione stellare.

La nebulosa Eskimo (NGC 2392) è stata scoperta dall'astronomo William Herschel nel 1787 ed è rintracciabile nella costellazione dei Gemelli (Fig. 2). Essa è chiaramente una nebulosa planetaria. È circondata dai gas che componevano gli strati esterni di una stella di tipo solare 10 000 anni fa. I filamenti interni visibili sono espulsi da un forte vento di particelle proveniente dalla stella centrale. Il disco esterno contiene insoliti filamenti arancioni di lunghezza dell'ordine di un anno-luce.

II. DATI OSSERVATIVI



Figura 2 : Immagine della Eskimo ottenuta con il telescopio spaziale HST

Nebulosa Planetaria NGC 2392 (ESKIMO NEBULA);
catalogata anche come PN G197.8+17.3 / IRAS
07262+2100

Ascensione Retta (2000.0): 07h 29m 10.7s ;

Declinazione (2000.0): +20° 54' 43" ;

dimensioni : 0.7' ;

magnitudine : 10.0 ;

Descrizione del Dreyer: B,S,R,*9M,*8NF100"

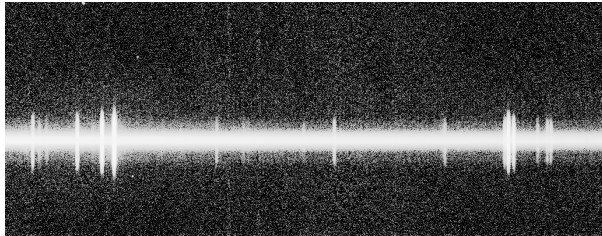


Figura 3 : Spettro elaborato della Eskimo.

In Fig. 3 è riportato lo spettro della nebulosa NGC 2392, da cui otteniamo i valori dei flussi delle righe di emissione a varie distanze dal centro. La striscia orizzontale è lo spettro della stella al centro della nebulosa, mentre le strisce verticali sono le righe spettrali degli elementi chimici che compongono il gas della nebulosa.

Questo spettro, ottenuto con lo spettrografo del telescopio di 122 cm di Asiago, è stato corretto per bias, flat-field e sottrazione dei raggi cosmici, è stato poi calibrato in lunghezza d'onda e in flusso ed è stata infine sottratta l'emissione da parte dell'atmosfera terrestre.

In Fig. 4 è riportato un grafico dello spettro delle righe di emissione con la lunghezza d'onda in ascissa

misurata in Angstroms e l'intensità del flusso della radiazione in ordinata misurata in $\text{erg/cm}^2/\text{s}/\text{\AA}$.

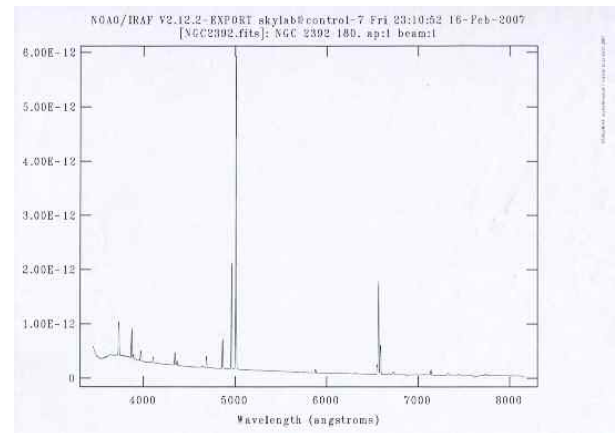


Figura 4 : Spettro al centro della Eskimo.

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

I flussi delle righe spettrali sono stati misurati con il programma IRAF. In particolare abbiamo misurato le righe della serie di Balmer dell'idrogeno e le righe proibite dell'[O III] e del [S II].

L'intensità dei flussi delle righe che noi riceviamo è leggermente modificata dal fenomeno dell'estinzione galattica. Ciò è causato dalla presenza di polveri e gas che si interpongono fra l'osservatore e l'oggetto astronomico osservato. Quindi bisogna calcolare l'assorbimento visuale $A(V)$ [è una funzione che cambia in base a λ] e correggere i flussi delle righe di [O III] e [S II] che servono per trovare la temperatura e la densità elettroniche.

Il decremento della serie delle righe di Balmer permette di calcolare $A(V)$ poiché i rapporti teorici fra le intensità dei flussi delle varie righe con $H\beta$ sono noti e il programma IRAF ci permette di stimare il valore di correzione "c" utilizzando la formula $c=0.4657 \cdot A(V)$, che proviene dalla legge empirica di Cardelli, Clayton & Mathis (1989).

$$I_{H\alpha}(\lambda=6563) = 1.87 \cdot 10^{-11} \text{ erg/cm}^2/\text{s}$$

$$I_{H\beta}(\lambda=4861) = 6.03 \cdot 10^{-12} \text{ erg/cm}^2/\text{s}$$

$$I_{H\gamma}(\lambda=4340) = 2.46 \cdot 10^{-12} \text{ erg/cm}^2/\text{s}$$

$$I_{H\alpha}/I_{H\beta} = 3.1 \quad c = 0.12$$

Riga	Flusso	F/F(H β)	F/F(H β) corretto
[O III] 4959	2.07×10^{-11}	3.43	3.40575
[O III] 5007	6.12×10^{-11}	10.14	10.03
[O III] 4363	7.24×10^{-13}	0.12	0.12506
[S II] 6716	2.34×10^{-13}	0.038	0.03481
[S II] 6731	3.29×10^{-13}	0.054	0.049

Le righe proibite dell'ossigeno [O III] sono utili per trovare la temperatura, mentre quelle proibite dello zolfo [S II] per la densità.

Formule applicate:

per la temperatura elettronica T_e

$$[I(4959) + I(5007)]/I(4363) = 107.43 =$$

$$= \frac{3.29 \times 10^4}{7.73 \cdot e^{\frac{T_e}{1 + 4.5 \cdot 10^{-4} \cdot \frac{N_e}{\sqrt{T_e}}}}}$$

e

$$I(6716)/I(6731) = 0.7 \text{ per la densità elettronica } N_e.$$

La N_e trovata è 2230 elettroni/cm³ e T_e è 12474 °K.
Questi dati sono relativi alla zona centrale dello spettro riportato in Fig. 3; T_e ed N_e sono stati poi calcolati per un'altra regione più esterna della nebulosa:

$$I_{H\alpha}(\lambda=6563) = 5.55 \times 10^{-13}$$

$$I_{H\beta}(\lambda=4861) = 1.91 \times 10^{-13}$$

$$I_{H\gamma}(\lambda=4340) = 7.36 \times 10^{-14}$$

$$I_{H\alpha}/I_{H\beta} = 2.9 \quad c = 0.04$$

Riga	Flusso	F/F(Hβ)	F/F(Hβ) corretto
[O III] 4959	9.55×10^{-13}	5	4.997
[O III] 5007	2.87×10^{-12}	15.02	15.007
[O III] 4363	3.32×10^{-14}	0.17	0.1705
[S II] 6716	1.40×10^{-15}	0.0073	0.00725
[S II] 6731	2.99×10^{-15}	0.01	0.00993

$$[I(4959) + I(5007)]/I(4363) = 117.3$$

e

$$I(6716)/I(6731) = 0.73$$

quindi in questo caso T_e è 12075 °K e N_e è 2060 elettroni/cm³.

IV. RISULTATI

I risultati ottenuti mostrano che la temperatura nella parte più centrale della nebulosa è più alta rispetto alla parte esterna e ciò è una conferma della presenza di una stella all'interno della nebulosa.

Lo stesso vale per la densità poiché man mano che ci si allontana dal nucleo della nebulosa essa diminuisce, infatti la densità trovata nella zona più esterna è inferiore rispetto a quella trovata all'interno.

La composizione chimica della nebulosa planetaria NGC2392

Gianluca Benetello, Dario Giacoia, Nicolò Monaco, Giovanni Pecoraro

Scuola Navale Militare “F. Morosini”, Venezia

SOMMARIO

Le nebulose sono oggetti celesti che si originano durante la parte finale della vita di particolari stelle. Questi corpi emettono una certa quantità di radiazioni che producono uno spettro di emissione che ci permette di analizzare importanti caratteristiche del corpo, come temperatura e densità. Attraverso il fenomeno del decremento di Balmer, che ci permette di calcolare il valore dell'estinzione, riusciamo a correggere i valori del flusso delle righe spettrali. Possiamo così sfruttarli per determinare le caratteristiche sopra citate che, con l'ausilio di appositi software, ci permetteranno di calcolare le abbondanze chimiche che caratterizzano il corpo celeste.

I. INTRODUZIONE

Una stella di massa iniziale inferiore a 5 masse solari al termine del suo ciclo evolutivo rilascia gradualmente materiale gassoso che rimane attorno alla stella attratto dalla sua forza gravitazionale formando una nebulosa planetaria. L'unica fonte di energia di questo corpo celeste è data dalla stella interna che ormai si appresta a diventare una nana bianca.

Ottimo esempio di nebulosa planetaria è la NGC 2392, comunemente detta Eskimo (Fig. 1).

Questa fu scoperta dall'astronomo William Herschel nel 1787 e solo nel recente 2000 il telescopio spaziale Hubble ce ne ha fornito un'immagine dettagliata. Vista da terra, assomiglia alla testa di una persona racchiusa dal cappuccio di una giacca a vento. Formatasi circa 10000 anni fa è ancora oggetto di approfonditi studi tesi a comprendere le complesse nuvole di gas che circondano la stella centrale.



Figura 1: La nebulosa NGC2392 fotografata dall' Hubble Space Telescope.

II. DATI OSSERVATIVI

La nebulosa è stata osservata il 13 Gennaio 2007, con il telescopio di 122cm di diametro dell'Osservatorio Astrofisico di Asiago. Sullo spettrografo è stato montato un reticolo da 150 tratti/mm che ha prodotto uno spettro della nebulosa esteso da 3200 a 11700 Angstrom. La fenditura dello spettrografo era larga 300 micron, corrispondenti a circa 3" in cielo. Il tempo di esposizione applicato è stato di 180 sec. Lo spettrografo è stato orientato con la fenditura in direzione Est-Ovest e centrata sulla nebulosa in modo da osservare contemporaneamente la stella nana bianca al centro e il gas ionizzato circostante.

I dati raccolti con l'utilizzo di tali strumenti hanno permesso di affrontare uno studio approfondito degli spettri stellari. Prima di analizzare nello specifico lo spettro emesso dalla nebulosa è meglio indicare le sue caratteristiche astronomiche (Fig. 2).

Sigle catalogo: NGC 2392 - PK 197+17.1

Costellazione: Gemelli

A.R. (J2000): 7^h 29^m 12.00^s

Dec. (J2000): +20° 55' 00.0"

Dimensioni: 0.8'x 0.7'

Magnitudine: 8.60

Dimensioni reali: 0.2 a.l.

Distanza: ~5000 a.l.

Mag stella centrale: 10.5

Spettro: O7

Velocità di espansione: 55 km/s

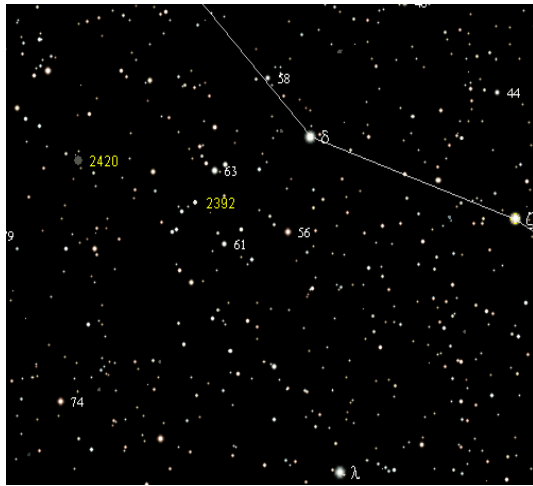


Figura 2: La nebulosa nella costellazione dei Gemelli

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Il punto di partenza è stato lo spettro grezzo della nebulosa (Fig. 3).

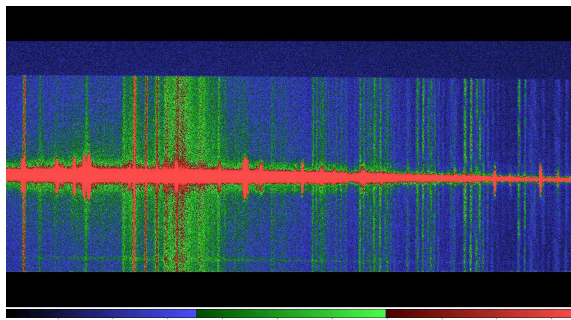


Figura 3: Spettro grezzo della nebulosa ottenuto con il CCD

Partendo dai dati sopra citati abbiamo proceduto alla loro riduzione tramite l'ausilio del programma *IRAF*,

disponibile in versione open source per piattaforme linux. Innanzi tutto è stato necessario eliminare il BIAS, il rumore di fondo del CCD. Per fare questo è stato utilizzato un'immagine di base del bias (Fig. 4).

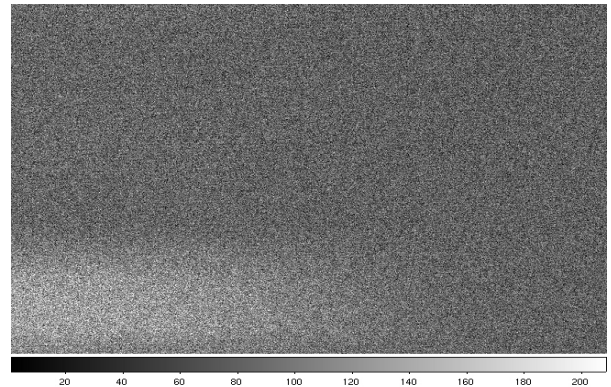


Figura 4: Immagine di bias

Dopodiché siamo passati all'analisi del FLAT-FIELD, caratteristica propria del CCD che varia a seconda del tipo utilizzato e che comporta una diversa capacità di percezione dei segnali alle varie lunghezze d'onda. A questo punto è stato necessario confrontare lo spettro elaborato con quello di una lampada ferro-argon (Fig. 5).

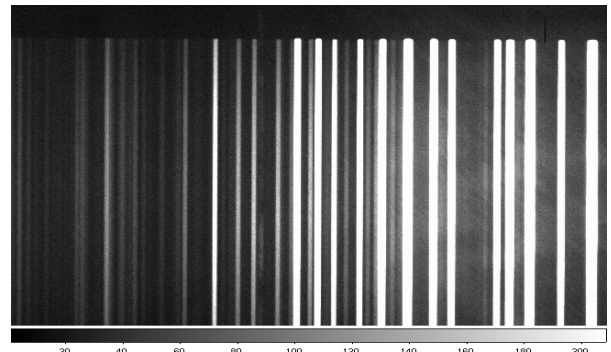


Figura 5: Spettro della lampada di Fe-Ar

Questo passaggio è servito a calibrare in valori di lunghezza d'onda (misurati in Angstrom) l'asse delle ascisse del diagramma cartesiano che presentava ancora valori in pixel (Fig. 6).

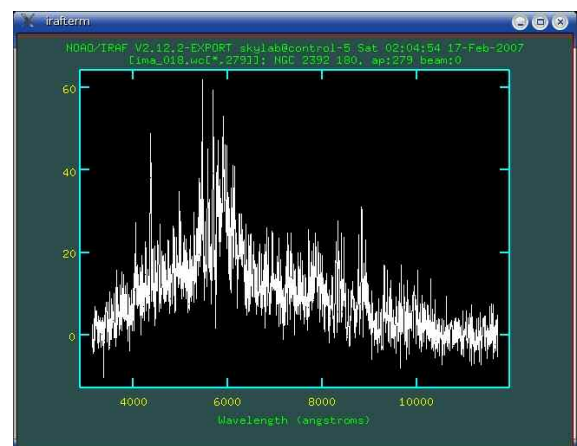


Figura 6: Esempio di spettro calibrato in lunghezza d'onda

In seguito abbiamo calibrato anche il flusso luminoso, trasformando i valori presenti sottoforma di conteggio di fotoni in unità $\text{erg} \times \text{cm}^{-2} \times \text{s}^{-1}$. L'ultima operazione è stata l'eliminazione delle righe spettrali e del continuo appartenenti alle radiazioni diffuse ed emesse dall'atmosfera della Terra, il cosiddetto spettro del cielo notturno. Ciò ci ha permesso di ottenere uno spettro pulito e adatto ad un'analisi più precisa con i supporti informatici (Fig. 7).

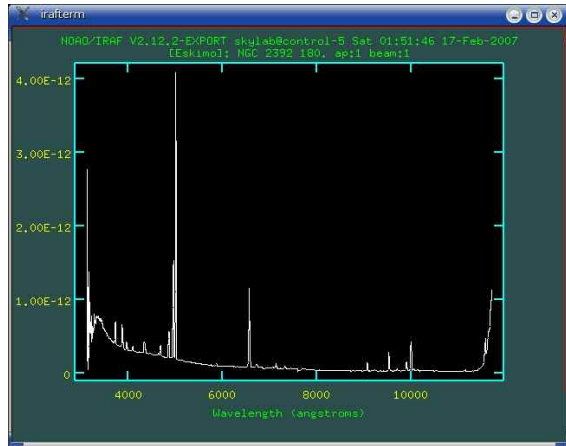


Figura 7: Spettro della nebulosa al termine della riduzione

Una volta effettuate tali operazioni abbiamo potuto procedere all'analisi completa, iniziata con l'identificazione delle righe spettrali appartenenti ad elementi campione presenti nello spettro (Tab. 1).

Purtroppo i flussi delle varie righe presentano un'ulteriore complicazione. Le polveri ed i gas contribuiscono infatti ad assorbire pesantemente le radiazioni più vicine al blu, molto meno invece quelle nella zona del rosso, e questo fenomeno è detto *estinzione o arrossamento*. Abbiamo dovuto quindi effettuare delle correzioni sfruttando gli studi di Balmer, che nel 1885 determinò una legge matematica che permetteva di calcolare le lunghezze d'onda delle righe emesse dall'idrogeno nello spettro visibile. Scopri così che i rapporti tra le intensità di queste righe decrescono man mano che ci si avvicina alla parte blu dello spettro. Calcolando tali rapporti in base ai dati a nostra disposizione abbiamo determinato i seguenti valori:

$$I_{H\alpha}/I_{H\beta} = 3,15$$

$$I_{H\gamma}/I_{H\beta} = 0,41$$

$$I_{H\delta}/I_{H\beta} = 0,18$$

Sfruttando il software per l'elaborazione dei dati abbiamo scoperto che il valore dell'estinzione era pari a 0,3 mag. Grazie a questo è stato possibile correggere i flussi di determinate righe utili nello svolgimento dei calcoli di abbondanza degli elementi.

Tabella 1

Elem.	λ (Ang)	Flusso ($\text{erg} \times \text{cm}^{-2} \times \text{s}^{-1}$)	$I/I_{H\beta}$
[O II]	3727	$6,69 \times 10^{-12}$	0,92

[O III]	4363	$1,38 \times 10^{-12}$	0,17
He II	4686	$2,85 \times 10^{-12}$	0,36
[O III]	4959	$2,91 \times 10^{-11}$	3,59
[O III]	5007	$8,56 \times 10^{-11}$	10,44
He I	5876	$7,33 \times 10^{-13}$	0,08
[N II]	6548	$1,92 \times 10^{-12}$	0,22
[N II]	6583	$5,75 \times 10^{-12}$	0,64
[S II]	6724	$2,16 \times 10^{-13}$	0,03
[S III]	9069	$2,23 \times 10^{-12}$	0,23
[S III]	9532	$5,70 \times 10^{-12}$	0,57

Questi valori saranno fondamentali per calcolare temperatura e densità, in un primo momento e le abbondanze in seguito. Per il calcolo della temperatura del corpo celeste utilizzeremo le righe spettrali del [O III], mentre per la densità le righe del [S II].

Te [O III] = 14182,6 K
Ne = 2553 cm^{-3}

Tali valori sono stati direttamente forniti dal software e ci hanno permesso di calcolare le abbondanze degli elementi.

IV. RISULTATI

Sfruttando delle equazioni ricavate sperimentalmente abbiamo ottenuto il valore della temperatura del [O II].

$$t = \frac{\text{Te}[\text{O III}]}{10000\text{K}}$$

$$\text{Te}[\text{O II}] = [0,243 + t(1,031 - 0,184t)] \times 10000 = [z] \times 10000\text{K} = 13000\text{K}$$

Usiamo quindi il valore nell'equazione per il calcolo delle abbondanze.

$$12 + \log\left(\frac{\text{O}^+}{\text{H}^+}\right) = \log\left(\frac{I_{3727}}{I_{H\beta}}\right) + 5,89 + \frac{1,676}{z} - 0,40 \times \log z + \log(1 + 1,35x)$$

dove

$$x = \frac{\text{Ne}}{10000\sqrt{z}} = 0,22$$

Quindi,

$$\frac{O^+}{H^+} = 1,58 \times 10^{-5}$$

Questi risultati sono abbastanza in accordo con le stime ottenute da Barker (1991): $O/H = 3,4 \times 10^{-4}$, $N/H = 1,1 \times 10^{-4}$, $S/H = 4,3 \times 10^{-6}$, che ha osservato la nebulosa in 6 zone diverse, non coincidenti con quella osservata da noi.

Utilizzando formule analoghe che coinvolgono i rapporti di flusso fra righe spettrali, abbiamo ottenuto i seguenti risultati:

$$\frac{O^{++}}{H^+} = 1,38 \times 10^{-4}$$

$$\frac{O^{+++}}{O^{++} + O^+} = 0,5$$

E infine, l'abbondanza di ossigeno nella nebulosa è:

$$\frac{O}{H} = 4,44 \times 10^{-4}$$

Dal rapporto fra ossigeno e azoto,

$$\frac{O^+}{N^+} = 2,45$$

ricaviamo l'abbondanza di azoto:

$$\frac{N}{H} = 1,76 \times 10^{-4}$$

Per concludere, calcoliamo l'abbondanza di zolfo:

$$\frac{S^+}{H^+} = 5 \times 10^{-8}$$

$$\frac{S^{++}}{H^+} = 1,6 \times 10^{-6}$$

$$\frac{S}{H} = 2,51 \times 10^{-6}$$

BIBLIOGRAFIA

Barker T. 1991, ApJ 371, 217-225. *The ionization structure of planetary nebulae. X. NGC 2392.*

Determinazione del tipo spettrale e stima dell'estinzione in stelle con righe di emissione

Michele Lazzari, Marco Rocchetto, Irene Vidal

Liceo Scientifico “G.B. Benedetti”, Venezia

SOMMARIO

Questo lavoro si propone di eseguire la classificazione spettrale e di calcolare il valore di estinzione galattica (reddening) per alcune stelle che presentano la riga $H\alpha$ in emissione. La classificazione avviene mediante il riconoscimento di alcune righe caratteristiche dei diversi tipi. Il reddening, dovuto al materiale interstellare che assorbe parte delle radiazioni provenienti dalle stelle osservate, si misura mediante l'applicazione di alcune formule teoriche.

I. INTRODUZIONE

L'estinzione galattica è un fenomeno dovuto alla presenza di nubi di gas e di polvere tra la Terra e l'astro osservato; queste polveri assorbono parte delle radiazioni provenienti dalla stella, in percentuale diversa nei diversi colori: più nel blu che nel rosso. Conseguentemente, esse provocano un arrossamento dello spettro che è tanto maggiore quanto più prevalgono nello spettro le radiazioni di piccola lunghezza d'onda, ossia per le stelle più calde. Infatti maggiore è la quantità della radiazione ad alta frequenza che attraversa la nube, maggiore è la percentuale delle radiazioni assorbite. Inoltre l'assorbimento dipende dalla distanza. Tale arrossamento è misurabile abbastanza facilmente confrontando lo spettro osservato e ridotto con lo spettro previsto per quel particolare tipo spettrale.

II. DATI OSSERVATIVI

Abbiamo preso in considerazione gli spettri di sette stelle accomunate dalla caratteristica di avere righe di emissione, in particolare quelle dell'idrogeno. Le stelle appartengono tutte ad un catalogo compilato da Kohoutek e Wehmeyer nel 1997 contenente 4174 stelle appartenenti alla parte settentrionale della Via Lattea, con longitudine galattica compresa tra 32° e 214° , e latitudine tra -10° e $+10^\circ$, aventi tutte la riga

$H\alpha$ in emissione. Con pochi casi dubbi, la lista esclude oggetti non stellari (come regioni HII, Nebulose Planetarie) a meno che non contengano al loro interno una stella con la suddetta riga. Le stelle che appartengono al catalogo sono di molti gruppi spettrali differenti.

Spettri con righe in emissione sono un'eccezione e si presentano con maggior frequenza tra le stelle dei primi (O, B) e degli ultimi (K, M) tipi spettrali. La loro presenza denota una profonda perturbazione degli strati atmosferici, qualunque ne possa essere la causa. Tipicamente le stelle M con righe in emissione sono tutte variabili; molte appartengono a sistemi binari. Invece quelle di tipo O e B si possono dividere in due gruppi, a seconda del profilo delle righe: le stelle Be e le P Cygni. Le prime presentano in emissione solo una o più righe della serie di Balmer.

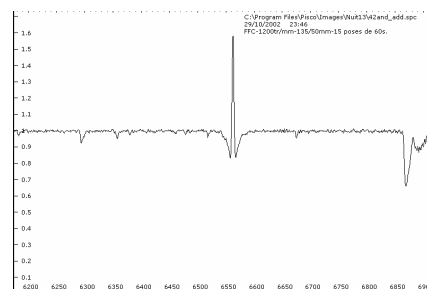


Figura 1: In questo spettro l'emissione molto stretta si sovrappone ad un assorbimento più largo

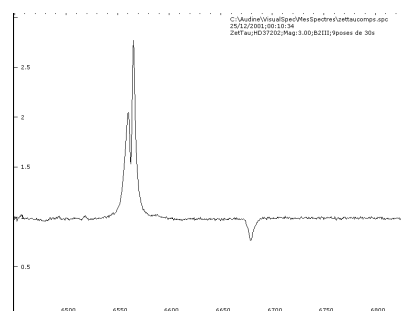


Figura 2: In questo spettro la riga in emissione ha due componenti separate.

Spesso l'emissione è sovrapposta a un assorbimento per cui il profilo ha forme caratteristiche (Figg. 1 e 2).

In molti casi le righe si osservano per periodi limitati. Si suppone che in queste stelle l'elevata velocità di rotazione, suggerita dalle larghe righe di assorbimento, all'equatore sia vicina alla velocità di fuga. La materia che sfugge forma un disco che, per la conservazione del momento angolare, ruota con velocità minore. Perciò dal disco esteso ci possono provenire due righe in emissione, una spostata verso il rosso per la parte che si allontana da noi, una verso il blu. Ecco perché queste righe sono spesso doppie, dipende dall'inclinazione del disco rispetto all'osservatore.

Il profilo P Cygni, invece, che è sempre asimmetrico, si spiega con una atmosfera enorme in espansione (Fig. 3). La parte in assorbimento si forma nella porzione dell'atmosfera che si muove verso l'osservatore, il resto dell'atmosfera contribuisce all'emissione.

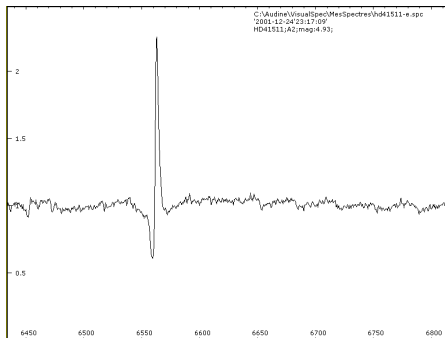


Figura 3: Esempio di profilo P Cygni

Le stelle dei primi tipi spettrali si evolvono molto rapidamente. Esse devono quindi appartenere ad una popolazione giovane, se non sono giovani esse stesse.

Le stelle osservate sono tutte sul piano galattico. Gli spettri sono stati raccolti il 24/10/2006. Tutti gli spettri sono contrassegnati con una sigla Kn dove K sta per Kohoutek e n è il numero progressivo con cui la stella si presenta nel catalogo.

Gli oggetti studiati sono i seguenti:

K2221, K2223, K2224, K2241, K46, K57, K64.

Tabella 1: Caratteristiche principali degli oggetti osservati e coordinate equatoriali

#	Nome	B	V	RA	Decl
K46	V*KN Cas	11,1	9,55	00 09 05	+62 42 05
K57	V*V510 Cas	15,62	13,85	00 11 55	+65 35 10
K64	EM* VES 686	12,36	11,73	00 13 44	+63 15 00
K2216	V*DD Cyg	10,50	10,50	19 31 14	+34 42 20
K2218	EM* VES 8	11,84	11,52	19 31 53	+27 07 50
K2219	HBHA 1703-08		11,0	19 31 42	+18 11 00
K2236	PN G064.7+05.5	10,35	10,4	19 34 39	+30 30 45

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Siamo partiti dallo spettro grezzo che abbiamo opportunamente elaborato tramite le correzioni strumentali (Bias e Flat Field), la calibrazione in lunghezza d'onda, la calibrazione in flusso e la sottrazione del cielo.

Tramite il programma IRAF abbiamo convertito l'immagine dello spettro in un grafico.

A questo punto abbiamo confrontato lo spettro delle diverse stelle da analizzare con gli spettri di stelle di tipo spettrale conosciuto.

Osservando le righe di assorbimento abbiamo stimato la temperatura della stella e un tipo spettrale corrispondente.

Abbiamo poi applicato un valore di estinzione, sempre tramite il programma IRAF, che correggeva lo spettro secondo la legge empirica di Cardelli, Clayton e Mathis (1989). Dall'osservazione di come l'estinzione varia a seconda della lunghezza d'onda essi ricavarono una legge empirica che permetteva appunto di correggere lo spettro di una stella dato un valore di estinzione:

$$[1] A(\lambda)/A(V) = a(x) + b(x)/R_v$$

$$[1.1] a(x) = 1 + 0.17699y - 0.50447y^2 - 0.02427y^3 + 0.72085y^4 + 0.01979y^5 - 0.77530y^6 + 0.32999y^7$$

$$[1.2] b(x) = 1.41338y + 2.28305y^2 + 1.07233y^3 - 5.38434y^4 - 0.62251y^5 + 5.30260y^6 - 2.09002y^7$$

La formula [1] è basata sul valore del rapporto selettivo $R(V)$ che solitamente è assunto uguale a 3.1. $R(V)$ non è sempre costante, in certe regioni dello spazio come ad esempio quelle in cui nuove stelle si formano, può assumere valori maggiori di 3.

In alcuni casi in effetti non siamo riusciti a ripristinare la forma corretta della stella anche dopo aver rimosso l'estinzione. Questo potrebbe essere dovuto all'utilizzo di una legge empirica non corretta per le condizioni fisiche di gas e polveri attorno ad alcune stelle che abbiamo analizzato.

Nel concreto, per individuare il valore di estinzione e il tipo spettrale abbiamo effettuato diverse prove (con valori di reddening diversi, con tipi spettrali differenti) finché lo spettro della stella meglio si avvicinava a quello della stella di tipo spettrale conosciuto.

L'estinzione calcolata, $A(V)$, esprimerà l'assorbimento in magnitudini riferite al filtro V (visibile). Dalla formula di Pogson:

$$A = m - m_0 = -2.5 \times \log_{10}(F / F_0)$$

dove A è l'assorbimento, m la magnitudine osservata, m_0 quella che la stella avrebbe se non fosse assorbita, F il flusso della stella assorbita, F_0 il flusso della stella se non fosse assorbita.

Quindi, un assorbimento A di 5 mag corrisponde ad un rapporto di flusso $F/F_0 = 1/100$: la stella appare cioè 100 volte meno brillante di quello che sarebbe se non ci fosse l'assorbimento.

Per grandi valori di $A(V)$, una stella debole e molto assorbita può risultare del tutto invisibile in V, ma può essere osservata con i filtri J, H e K o anche a lunghezze d'onda maggiori.

IV. RISULTATI

Le figure 4 e 5 mostrano, con scopo illustrativo, il profilo delle righe di alcuni spettri ridotti (in rosso), messe a confronto con lo spettro del tipo che più di tutti sembrava riprodurre quello osservato (in blu). Si noti in tutti i casi la presenza della riga $H\alpha$ in emissione a 6563 Å.

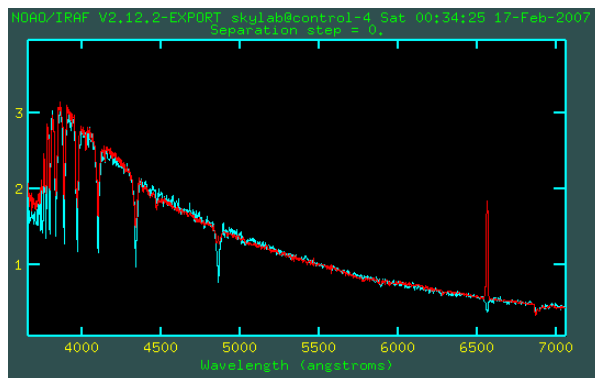


Figura 4: K2219. In rosso lo spettro della stella. In blu lo spettro di una stella di tipo spettrale conosciuto (B8).

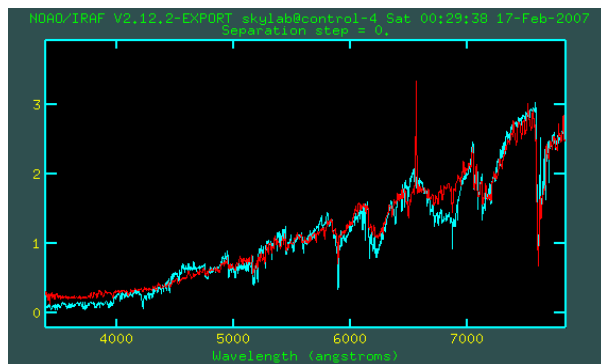


Figura 5: K46. In rosso lo spettro della stella. In blu lo spettro di una stella di tipo spettrale conosciuto (M2).

I valori di estinzione e tipo spettrale ottenuti sono riportati nella Tabella 2, assieme al tipo spettrale ottenuto da altri autori.

Tabella 2: Tipi spettrali e estinzione

#	Tipo spettrale	Estinzione osservata	Tipo spettrale altri autori
K46	M2	0,4	M11bpev
K57	K1	2,3	K1
K64	O9,5	2,9	B...
K2216	M0	0	M0e
K2219	B8	1,6	

Le nostre stime di tipo spettrale non si discostano molto da quelle di altri autori. Lo spettro dell'oggetto

HBHA 1703-08 non era mai stato studiato in precedenza.

Nel caso di una stella, K2218, non siamo riusciti a determinare in maniera soddisfacente né il tipo spettrale né il valore dell'estinzione. Si trattava di uno spettro peculiare che non corrispondeva a nessuno degli spettri campione che ci erano stati forniti.

Relativamente all'assorbimento ci attendiamo una relazione tra la posizione della stella rispetto il piano galattico e il valore della sua estinzione. Una stella a latitudine galattica maggiore di 20-30 gradi è sufficientemente fuori dal piano galattico da avere un'estinzione molto bassa. Una stella a latitudine compresa tra -5 e +5 gradi si può invece considerare sul piano galattico ed avrà un assorbimento molto grande.

Anche la longitudine della stella influenza il valore dell'estinzione in quanto una stella vicina al centro galattico subirà una maggiore estinzione rispetto ad una stella periferica.

Infine bisogna aggiungere che anche la distanza che intercorre tra noi e la stella osservata naturalmente influenzerà il valore dell'estinzione.

Mediante un software fornito dal NED (NASA/IPAC Extragalactic Database), abbiamo dunque convertito le coordinate equatoriali in coordinate galattiche, e calcolato il valore atteso dell'estinzione, anche se, per i motivi sopra riportati, sul piano galattico quest'ultimo valore non può essere considerato molto corretto.

Tabella 3: Coordinate galattiche e confronto tra estinzione calcolata ed osservata.

#	Coord. Galatt.		Estinzione	
	Long.	Lat.	Calcolata	Osservata
K46	118,10	0,2280	2,90	0,4
K57	118,86	0,0392	6,81	2,3
K64	118,70	0,6882	3,34	2,9
K2216	68,14	7,6554	0,63	0
K2219	61,50	0,4543	2,54	1,6

Per valori di latitudine minore di 5 gradi il dato dell'estinzione calcolata è poco attendibile. Il valore dell'assorbimento dipende dalla effettiva distribuzione di gas e polveri che al di fuori del piano galattico può essere considerata quasi uniforme e si può quindi assumere un valore medio di assorbimento. Nel piano galattico invece la distribuzione non è affatto uniforme e il valore dell'assorbimento può variare moltissimo. Quando la stella si trova sul piano galattico, quindi, l'assorbimento dipende dalla effettiva presenza di nubi di polveri e gas, che possono quindi agire in modo diverso su due stelle che sono lungo la stessa linea di vista, ma che sono invece una più vicina ed una più lontana.

Comunque il valore di estinzione per 3 delle 5 stelle per cui è stato calcolato è in discreto accordo con quello misurato. In particolare per l'unica stella un po'

più distante dal piano galattico, K2216, di latitudine $7^{\circ},6$, il valore di assorbimento è molto basso (secondo quanto da noi assunto per riprodurre lo spettro praticamente influente), esattamente come atteso dalla teoria.

L'unica stella che si discosta dalle attese è K46, di latitudine $0^{\circ},7$. Nonostante si trovi sul piano galattico, presenta un valore di assorbimento molto basso. Bisogna però aggiungere che essa è relativamente vicina (la sua parallasse è $0,00476''$ ossia la sua distanza è 210 pc). Delle altre stelle che abbiamo osservato solo K2216 ha una distanza calcolata per via parallattica (parallasse = $0,00472''$, distanza 212 pc) e dovrebbe essere quindi relativamente vicina. Anch'essa ha un valore di assorbimento molto ridotto.

Nota

Tra gli spettri da noi studiati c'era anche quello di una stella molto particolare, denominata con il progressivo K2236 (vedi Fig. 6). Di questo oggetto non ci è stato possibile stabilire né il tipo spettrale né l'estinzione galattica. Si tratta, infatti, da quanto risulta dalla letteratura, di una Wolf-Rayet (simbolo WR) con un nebulosa planetaria connessa: PN G064.7+05.5. E' un oggetto molto studiato (è presente con 776 referenze dal 1985 ad oggi) ed è sicuramente una eccezione all'interno del catalogo Kohoutek. Le WR sono stelle in fasi molto avanzate dell'evoluzione che presentano righe larghe in emissione. Si distinguono in WN e WC sulla base del fatto che mostrino righe dell'azoto o del carbonio. La nostra stella mostra in particolare queste seconde ed è dunque una WC.

Per il calcolo delle coordinate galattiche e dell'assorbimento teorico abbiamo utilizzato il calcolatore disponibile all'indirizzo:

<http://nedwww.ipac.caltech.edu/forms/calculator.html>

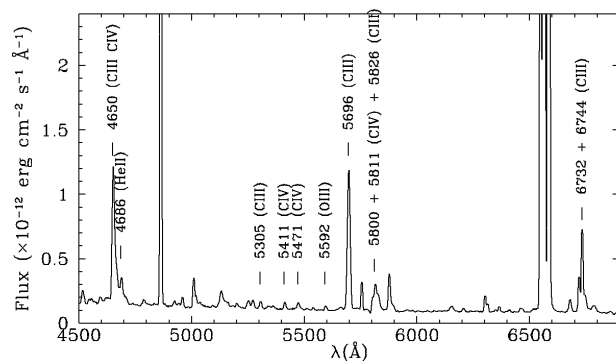


Figura 6: K2236: spettro della WR con indicate le righe di carbonio

BIBLIOGRAFIA

Kohoutek L., Wehmeyer R., AAHam..11....1K - Astron. Abh. Hamburg. Sternw., 11, 1 (1997)
 Cardelli J.A., Clayton G.C., Mathis J.S., Ap.J. 345:245-256 (1989)

SITOGRAFIA

La maggior parte delle informazioni sugli oggetti osservati sono state raccolte mediante l'archivio:

<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

Stima dell'estinzione galattica in stelle con righe d'emissione

Sara Gris, Mattia Dazzi, Matteo Gallo

Liceo Scientifico "Galileo Galilei", Belluno

SOMMARIO

A partire da una serie di spettri di emissione di otto diverse stelle, abbiamo stimato il valore di estinzione galattica. Inoltre abbiamo classificato le stelle nelle diverse classi spettrali

L'estinzione galattica si misura in magnitudini e il suo valore cambia in funzione della lunghezza d'onda, $A(\lambda)$.

II. DATI OSSERVATIVI

Gli spettri presi in esame sono quelli di otto diverse stelle: K855, K698, K571, K590, K576, K117, K658, K696 (Tab. 1). Queste stelle sono state estratte dal catalogo di Kohoutek che contiene sorgenti della Via Lattea aventi una o più righe in emissione, e sono state osservate al telescopio di 122 cm dell'Osservatorio Astrofisico di Asiago il 24 Ottobre 2006.

Tabella 1: Coordinate e magnitudini delle stelle osservate

Stella	A.R. (2000)	Dec (2000)	Long.	Lat.	V
K117	00 31 52	+63 09 07	120,724	0,364	11,8
K571	02 18 05	+61 09 18	133,19	0,021	13,4
K576	02 18 48	+60 55 12	133,35	-0,172	13,6
K590	02 20 07	+61 07 06	133,434	0,068	
K658	02 28 04	+60 33 58	134,533	-0,111	12,5
K696	02 33 49	+57 35 13	136,336	-2,596	10,5
K698	02 34 05	+60 59 18	135,056	0,556	12,5
K855	03 17 26	+60 09 42	140,16	2,268	13,6

I. INTRODUZIONE

In astronomia si chiama estinzione galattica la riduzione della luce proveniente dalle stelle lontane, causata dall'assorbimento delle radiazioni da parte di grani di polvere nello spazio interstellare (Fig. 1).

Dato che questi grani di polvere affievoliscono la luce blu più che quella rossa (effetto chiamato arrossamento interstellare), se ne deduce che devono essere molto piccoli, approssimativamente di $0,1 \mu$ di diametro.

L'intensità di luce che si riceve dall'oggetto che si osserva sarà quindi differente rispetto al valore effettivo a causa della presenza di queste polveri e gas.

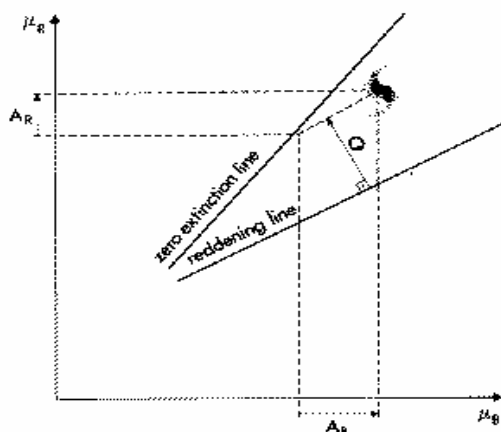


Figura 1: Misura dell'estinzione utilizzando la brillantezza superficiale in due bande

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Siamo partiti dagli spettri grezzi che dovevano essere corretti per bias, flat-field e raggi cosmici, e poi calibrati in lunghezza d'onda e flusso.

Il bias è il livello di intensità di base del CCD, che si registra con un tempo di posa nullo e con otturatore chiuso. Va sottratto alle immagini scientifiche. Il flat-field invece è l'effetto di distorsione dovuto alla diversa capacità ricettiva del CCD, che non è uniformemente sensibile. Per applicare questa correzione è necessario avere lo spettro di una lampada alogena e nel caso specifico si osserva la

cupola illuminata dall'interno. Dopo aver elaborato gli spettri iniziali abbiamo calibrato in lunghezza d'onda, convertendo le unità di misura da pixel a Angstrom per mezzo di uno spettro noto di una lampada di ferro-argon. Poi abbiamo convertito l'intensità di fotoni in flusso ($\text{erg cm}^{-2} \text{sec}^{-1} \text{\AA}^{-1}$) tramite l'osservazione di una stella standard spettrofotometrica. Infine si è proceduto alla sottrazione del cielo, cioè a rimuovere il contributo sia in intensità che in righe di emissione da parte dell'atmosfera terrestre. Una volta sottratto quest'ultimo, i dati erano pronti per essere studiati.

A questo punto abbiamo preso in esame ogni singolo spettro e lo abbiamo corretto per un possibile valore di estinzione, e abbiamo confrontato lo spettro ottenuto con quello di una stella di tipo spettrale simile, ma non assorbita.

Lo scopo era di fornire un valore il più possibile corretto che esprimesse al meglio le caratteristiche della stella studiata. Per ottenere questo abbiamo identificato gran parte delle righe di assorbimento per poi “sovrapporre” i due grafici e confrontarli, fino ad ottenere un grafico il più simile possibile: le diverse righe in assorbimento dovevano in linea di massima coincidere con quelle della stella di riferimento (si vedano gli esempi in Figg. 2, 3 e 4).

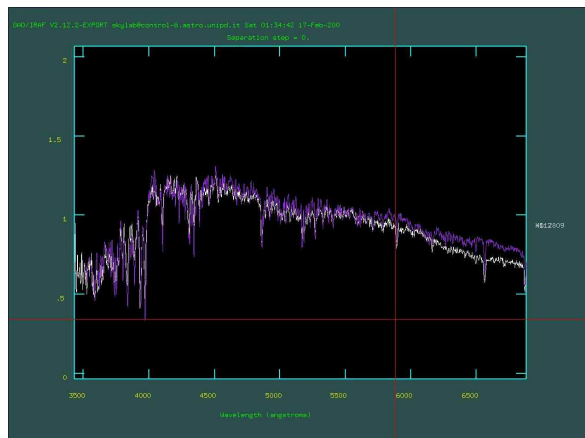


Figura 2: Confronto fra la stella K117 corretta per assorbimento (in bianco) e una stella G0V (in viola)

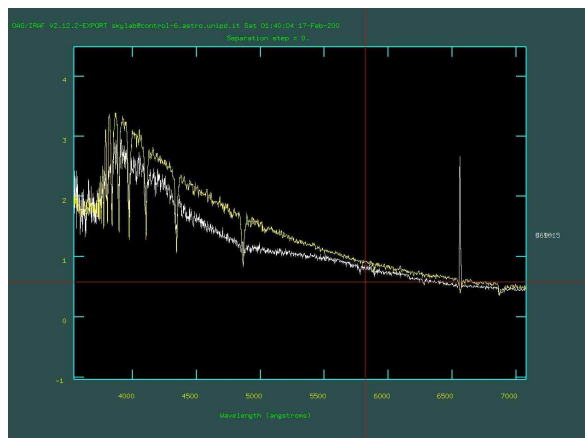


Figura 3: Confronto fra la stella K698 corretta per assorbimento (in bianco) e una stella B8V (in giallo)

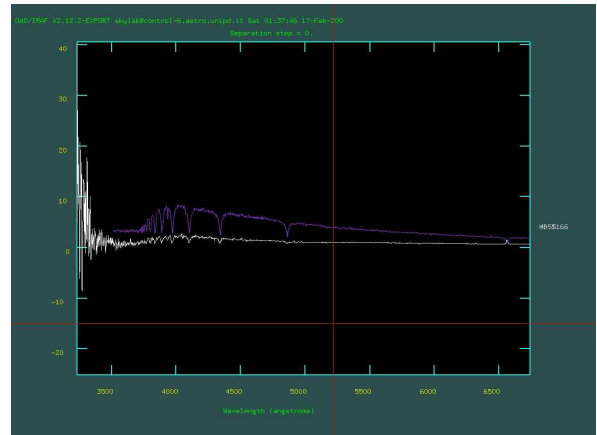


Figura 4: Confronto fra la stella K885 corretta per assorbimento (in bianco) e una stella A1V (in giallo). La correzione applicata non è sufficiente in questo caso.

IV. RISULTATI

Per le diverse stelle abbiamo stimato i seguenti valori di estinzione e le seguenti classi spettrali:

Stella	A(V)	Latitudine	Tipo spettrale
K117	0.5	0,364	G0V
K571	4	0,021	B3V
K576	1.5	-0,172	G9V
K590	1.5	0,068	A(?)
K658	2.5	-0,111	A8V
K696	0.4	-2,596	G0V
K698	2.8	0,556	B8V
K855	4.4	2,268	A1V

Il confronto con la latitudine galattica mostra che in questo caso non c'è una relazione diretta fra A(V) e latitudine. Le stelle sono tutte sul piano galattico, ma le estinzioni sono diverse. Questo può essere dovuto ad assorbimento intrinseco della stella, oppure al fatto che non c'è una distribuzione omogenea nell'estinzione interstellare, oppure ancora che le stelle sono a diversa distanza da noi.

Infine, possiamo concludere dicendo che, sulla base di risultati rinvenuti, le otto stelle prese in esame appartengono alle classi spettrali B, A G. Sono corpi di temperatura medio-alta, stelle bianco-blu, bianche o gialle. K117 e K696 sono simili, appartengono alla medesima classe spettrale e hanno un valore di estinzione galattica simile. La K117 è abbastanza simile al Sole (G2V). Si tenga però presente che il confronto è stato fatto con stelle di classe di luminosità V, cioè stelle nane, ma questa assunzione in alcuni casi, potrebbe non essere corretta.

Quarto Stage

23-26 Febbraio 2007

Liceo Scientifico “Levi”, S. Pietro in Cariano (VR)

Studenti: Michele Frezzato, Alberto Chiarini

Insegnanti: Proff. Luigi Vaona, Marco Gazzaniga, Donatella Sponza

Liceo Scientifico “Medi”, Villafranca (VR)

Studenti: Lara Montresor, Emmanuel Gozzi, Laura Morbioli

Insegnante: Prof. Daniele Zanini

Liceo Scientifico “Fracastoro”, Verona

Studenti: Cecilia Benetti, Jacopo Spagnol, Matteo Mosconi

Insegnante: Prof. Tano Cavattoni

Liceo “Veronese”, Chioggia (VE)

Studenti: Francesca Rubin, Anna Boscolo, Veronica Cecchini, Valentina Penzo

Insegnanti: Proff. Monica Sambo, Sandra Moni, Vittorio Buondì

Determinazione delle masse di una galassia ellittica e di una galassia a spirale

Cecilia Benetti ⁽¹⁾, Alberto Chiarini ⁽²⁾, Michele Frezzato ⁽²⁾, Emmanuel Gozzi ⁽³⁾,
Lara Montresor ⁽³⁾, Laura Morbioli ⁽³⁾, Matteo Mosconi ⁽¹⁾, Jacopo Spagnol ⁽¹⁾

⁽¹⁾Liceo Scientifico “G. Fracastoro”, Verona

⁽²⁾Liceo Scientifico “P.Levi”, S.Floriano (Verona)

⁽³⁾Liceo Scientifico “E.Medi”, Villafranca (Verona)

SOMMARIO

Lo studio delle caratteristiche cinematiche di una galassia va oltre il semplice dato sperimentale ma porta a dedurre grandezze fisiche che possono dare indicazioni di carattere dinamico e possono suggerire interpretazioni riguardanti le risposte ad importanti questioni cosmologiche.

La curva di rotazione di una galassia a spirale e la dispersione delle velocità di una galassia ellittica ci permettono di stimare la massa totale delle galassie. Inoltre le curve di rotazione di ambedue le tipologie di galassie ci aiutano ad avere indizi sulla distribuzione di materia oscura presente. Si capisce che la distribuzione della materia oscura (Dark matter, DM) è comunque differente nei due oggetti e ci si può chiedere se la morfologia delle galassie potrebbe essere uno dei fattori che ne condizionano la distribuzione.

la curva di rotazione, utilizzando il teorema del Viriale, si è determinata la massa totale del sistema e la distribuzione della massa in funzione della distanza dal centro.

Per quanto riguarda la galassia NGC3608 sono state effettuate due misure. Nella prima è stata determinata la dispersione delle velocità confrontando lo spettro della galassia con quello della stella rappresentativa, che è stato convoluto con una funzione gaussiana il cui σ rappresenta la dispersione delle velocità. Dai valori ottenuti si è stimata quindi la massa.

La seconda misura riguarda la curva di velocità della galassia: si è utilizzato il metodo della cross correlation tra lo spettro della galassia e lo spettro della stella rappresentativa. Da questa misura si sono ottenute indicazioni sulla distribuzione della massa all'interno della galassia stessa.

I. INTRODUZIONE

Dalle misure dei campi di velocità e di dispersione delle velocità sono state ricavate le masse delle galassie NGC 3338 (galassia a spirale, Fig. 1) e NGC 3608 (galassia ellittica, Fig. 2).

Il lavoro è stato svolto presso l'Osservatorio Astrofisico di Asiago durante lo stage del progetto “Il Cielo come Laboratorio”, dal 21 al 24 febbraio 2007. Essendo il tempo non favorevole alle osservazioni, si è lavorato con spettri raccolti nelle settimane precedenti. Essendo indispensabile, per i nostri scopi, una stella rappresentativa della popolazione stellare delle galassie ellittiche e dei “bulge” delle galassie a spirale si è usata la HR 4783, una stella di classe K0III.

Per ottenere la curva di rotazione di NGC 3338 è stata utilizzata la riga in emissione H α . Una volta ottenuta

II. DATI OSSERVATIVI

Caratteristiche degli strumenti usati

Reticolo	600 tratti/mm
Range di lavoro	Da 4600 a 7100 Å
Apertura fenditura	2 arcsec
Montatura Telescopio 122 cm	Cassegrain
Focale equivalente	19 m

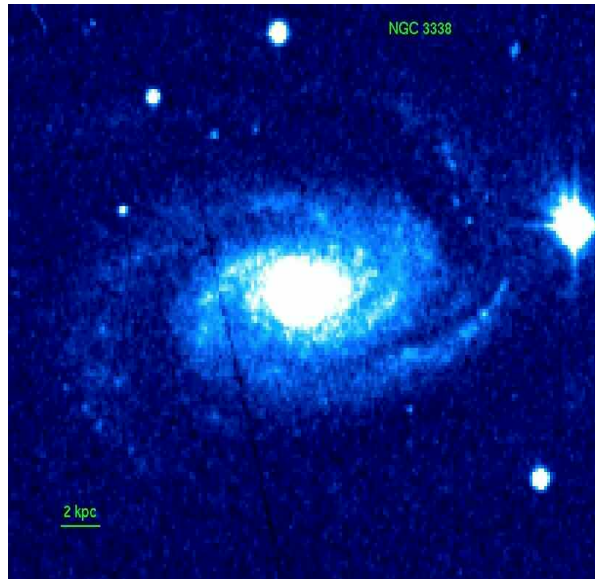


Figura 1: La galassia NGC 3338

Nome	NGC 3338
Classificazione morfologica	Sbc
Coordinate (2000)	A.R.: $10^{\text{h}} 42^{\text{m}} 07.6^{\text{s}}$ Dec.: $+13^{\circ} 44' 48.2''$
Velocità radiale Distanza $H_o = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$	1301 km/s 18 Mpc
Dimensione angolare	A. Magg. $4.07'$ A. Min. $2.45'$
M_B	-20.46

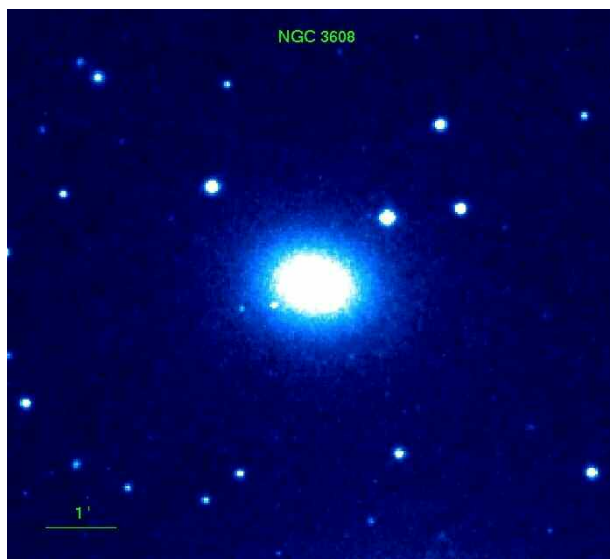


Figura 2 : La galassia NGC 3608

Nome	NGC 3608
Classificazione morfologica	E2
Coordinate (2000)	A.R.: $11^{\text{h}} 16^{\text{m}} 59.1^{\text{s}}$ Dec.: $+18^{\circ} 08' 54.6''$
Velocità radiale Distanza $H_o = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$	1185 km/s 16.7 Mpc
Dimensione angolare	A. Magg.: $3,2'$ A. Min.: $2,5'$
M_B	-19.86

HR 4783

Nome	HR 4783
Classificazione morfologica	K0III
Coordinate (2000)	A.R. : $12^{\text{h}} 33^{\text{m}} 39^{\text{s}}$ Dec. : $+33^{\circ} 14' 51.3''$
Velocità radiale	-19.9 km/s
M_V	5.422

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Gli spettri sono stati corretti per bias e flat- field, calibrati in lunghezza d'onda e flusso. Dagli spettri bidimensionali sono stati estratti gli spettri monodimensionali relativi alle singole zone delle galassie.

IIIa. NGC3338

Nella parte superiore della figura 3 è riportata l'immagine della galassia, con sovrapposta la fenditura, nella parte inferiore c'è lo spettro bidimensionale ottenuto nella regione della riga $H\alpha$. Tale riga viene generata nella transizione dell'elettrone dal III° al II° livello energetico dell'atomo di idrogeno. La perdita di energia porta ad una emissione di fotoni che, nel sistema di riferimento solidale con gli atomi emettenti, hanno una lunghezza d'onda di $6563 \text{ \AA}$. Anche ad occhio si vede in figura la tipica distorsione a S che indica chiaramente la rotazione della galassia.

Dallo spostamento verso il rosso della riga $H\alpha$, nel nucleo, si è misurata la velocità di recessione della galassia quindi, tramite la legge di Hubble è stata misurata la distanza.

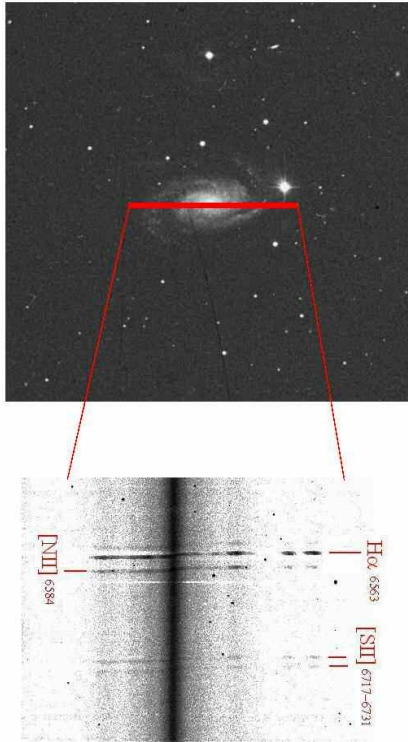


Figura 3 : Posizione della fenditura e spettro

Nella tabella 1 sono riportate le lunghezze d'onda della riga $H\alpha$ (seconda colonna) in funzione della coordinata spaziale (in pixel) lungo la fenditura (prima colonna). Il nucleo della galassia si trova in corrispondenza del pixel 194.

Con la lunghezza d'onda osservata si è trovato il parametro di redshift (z) che, una volta convertito in velocità di recessione, tramite la legge di Hubble ci fornisce la distanza della galassia.

$$\lambda_{H\alpha_{oss}} = 6592,25\text{\AA}$$

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{6592,25\text{\AA} - 6563\text{\AA}}{6563\text{\AA}} = 4,5 \cdot 10^{-3}$$

$$v = c \cdot z$$

$$d = \frac{v}{H_0} = \frac{300000 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot 4,5 \cdot 10^{-3}}{75 \text{ kmMpc}^{-1} \text{s}^{-1}} = 18 \text{ Mpc}$$

Dalla misura angolare della galassia (≈ 4 arcmin) è stata trovata la misura in kpc del semiasse maggiore della galassia:

Pixel	$H\alpha$
144	6594.69
149	6594.36
154	6594.36
159	6594.35
164	6594.11
169	6594.15
174	6593.87
179	6593.68
184	6593.56
189	6593.19
194	6592.25
199	6591.02
204	6590.11
209	6589.98
214	6589.60
219	6589.39
224	6589.71
229	6589.64
234	6590.15
239	6589.68
244	6589.12
249	6589.34
254	6589.05
259	6588.37
264	6588.65
269	6588.19
274	6588.24
279	6588.08
284	6588.42
289	6588.62

Tabella 1 : Misure di lunghezza d'onda di $H\alpha$ in funzione della posizione nello spettro

$$\text{tg} \alpha \approx \alpha(\text{rad}) \quad (\text{per angoli prossimi a } 0)$$

$$\frac{a}{2} = \frac{120'' \cdot 18000 \text{ kpc}}{206265} = 10,5 \text{ kpc}$$

A questo punto si è cercato di stimare la velocità di rotazione dei bracci rispetto al centro della galassia. Ovviamente le velocità ottenute dovevano essere corrette tenendo conto dell'inclinazione della galassia rispetto alla nostra linea di vista. Si definisce come angolo di inclinazione i l'angolo tra l'asse di rotazione della galassia e la linea di vista (Fig. 4). Il fatto che la galassia abbia l'asse inclinato rispetto alla linea di vista non condiziona il valore della velocità di recessione di tutto l'oggetto. Ma condiziona, sottostimandola, la velocità di rotazione di un punto periferico della struttura.

Per stimare il valore dell'angolo di inclinazione è stata presa un'immagine (Fig. 5) della galassia ed è stata approssimata con delle ellissi sovrapposte alla figura graficamente.

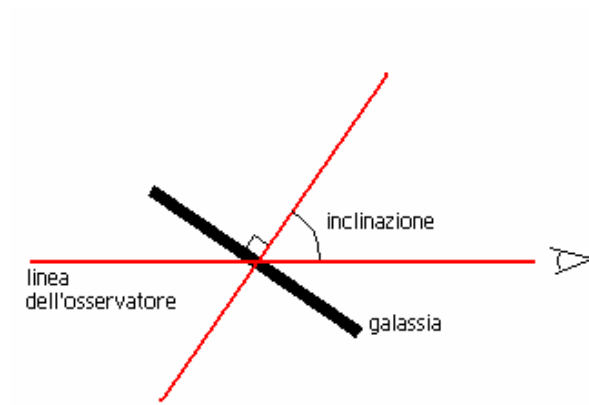


Figura 4: Grafico che mostra la definizione di inclinazione di una galassia

Utilizzando la figura che meglio approssimava l'immagine, contando i pixel, abbiamo stimato il rapporto tra i semiassi minore e maggiore della immagine della galassia.

Semiassse minore: 32 pixel

Semiassse maggiore: 71 pixel

$$i = \arccos\left(\frac{b}{a}\right) = \arccos\left(\frac{32}{71}\right) = 63^\circ$$

$$v_{reale} = \frac{v_{oss}}{\sin i}$$

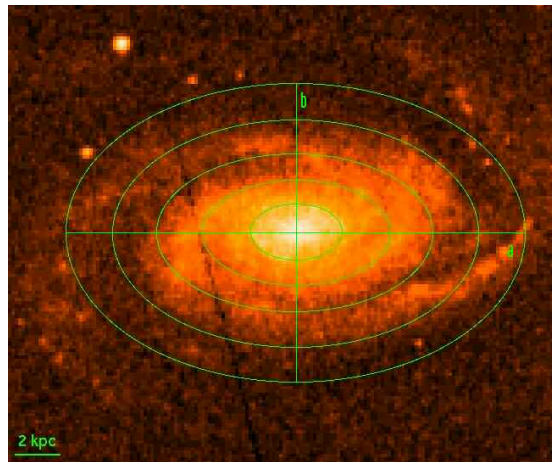


Figura 5: Immagine di NGC 3338 con sovrapposte ellissi concentriche di passo 2 kpc

A questo punto è stato possibile costruire per punti la curva di rotazione della galassia.

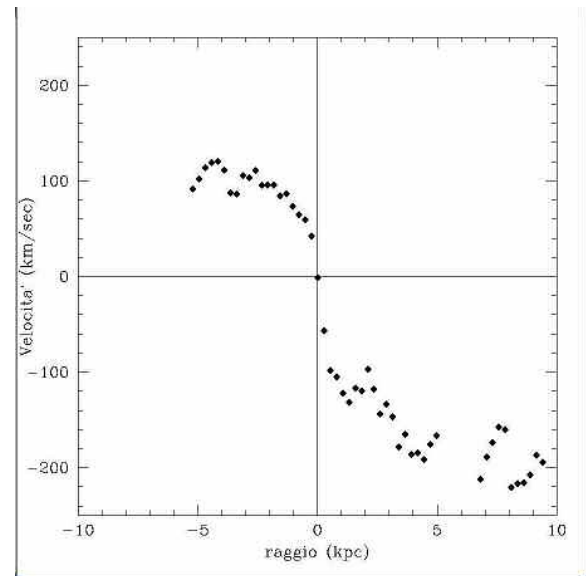


Figura 6: Curva di velocità della galassia

L'aspetto più significativo di questo grafico consiste nel fatto che nelle parti più esterne la curva mostra una certa "piattezza", tipica delle galassie a spirale. Questa fisionomia è probabilmente dovuta ad una distribuzione di materia oscura differente da quella della materia luminosa. Vi sono molte fonti (ad esempio Jones e Lambourne 2004) che indicano la presenza di materia non luminosa nelle parti esterne della galassia. La galassia avrebbe un "alone" relativamente consistente di DM.

Potendo considerare la galassia come una struttura in equilibrio ad essa è applicabile il Teorema del Viriale,

$$2T + \Omega = 0$$

che ci permette di fare una stima del valore della massa della galassia:

$$M = \frac{v^2 \cdot R}{G} = 2,205 \cdot 10^{41} \text{ kg} = 1,11 \cdot 10^{11} M_{\odot}$$

Infine, sempre usando il Viriale, abbiamo stimato la massa della galassia a distanza progressive (ogni kpc) dal centro, delineandone la distribuzione radiale.

I risultati ottenuti sono rappresentati nella tabella 2 dove la colonna di sinistra rappresenta la distanza dal centro galattico in kpc e la colonna di destra rappresenta in masse solari la massa totale contenuta a quelle distanze.

Distanza dal centro galattico (kpc)	Massa (in masse solari)
0,5	$1,16 \times 10^9$
1,0	$2,72 \times 10^9$
2,0	$6,71 \times 10^9$
3,0	$1,37 \times 10^{10}$
4,0	$3,36 \times 10^{10}$
5,0	$3,37 \times 10^{10}$
7,0	$5,89 \times 10^{10}$
8,0	$9,02 \times 10^{10}$
9,0	$9,07 \times 10^{10}$
9,5	$1,11 \times 10^{11}$

Tabella 2 : Calcolo della massa della galassia in funzione della distanza dal centro

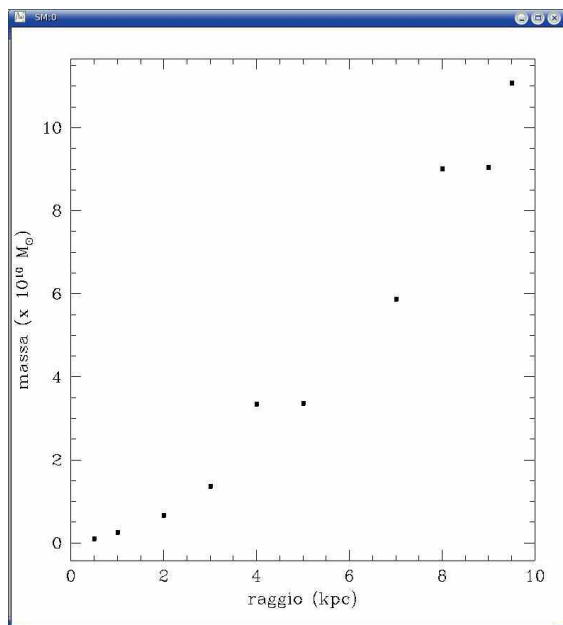


Figura 7 : Andamento della massa in funzione del raggio

Nella figura 7 è riportata la rappresentazione grafica della distribuzione indicata dalla tabella 2.

Si vede chiaramente un andamento parabolico. La relativa regolarità di questo andamento è in contrasto con il fatto che la materia luminosa, specialmente verso l'esterno, non ha distribuzione regolare. Questo fatto confermerebbe la presenza di materia oscura nella parte esterna della galassia.

IIIb. NGC 3608

Nella figura 8 abbiamo inserito lo spettro di NGC 3608. Come si può facilmente vedere ci sono righe in assorbimento e questo conferma la relativa bassa presenza di gas intergalattico così come ci si aspetta da una galassia ellittica.

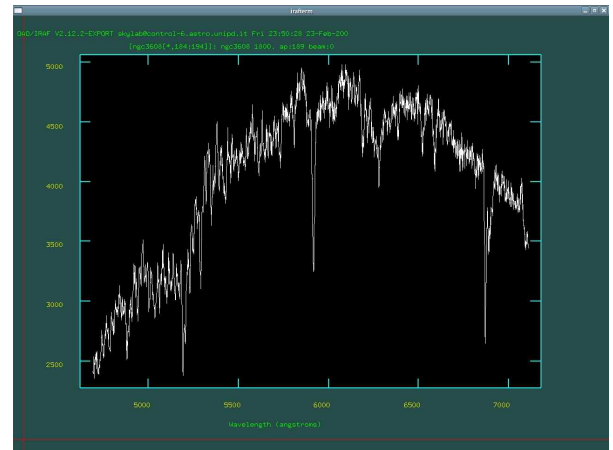


Figura 8 : Spettro della galassia ellittica

In un oggetto di questo tipo normalmente si trova una significativa dispersione delle velocità delle stelle e questo fenomeno rende piuttosto larghe ed irregolari le righe. Lo studio delle caratteristiche cinematiche della galassia necessita quindi di un approccio differente rispetto alla spirale studiata precedentemente.

Andando a vedere studi rivolti alla sintesi di popolazione galattica è risultato subito evidente che una stella di classe spettrale K poteva essere la tipica rappresentante delle sorgenti luminose all'interno di una galassia ellittica.

L'idea di base era quella di "confrontare" con metodi matematici opportuni lo spettro della galassia con quello della stella allo scopo di ricavarne con maggiore precisione le informazioni cercate.

Nella figura 9 si vede il confronto tra lo spettro della stella standard di riferimento scelta (in bianco) e lo spettro della galassia (in rosso). In particolare si nota immediatamente lo spostamento verso il rosso della riga del Na I ($5878 \div 5911 \text{ \AA}$).

La dispersione delle velocità nel nucleo della galassia NGC3608 è stata determinata confrontando lo spettro della galassia con quello della stella standard HR4783, che è stato convoluto con una funzione gaussiana. Dal dato ottenuto si è stimata quindi la massa.

Il confronto è stato fatto solo per una parte dello spettro da $5100 \text{ \AA}$ a $5300 \text{ \AA}$.

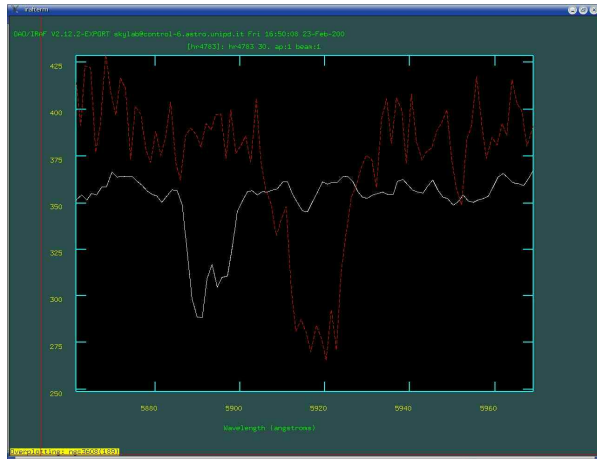


Figura 9 : Confronto fra lo spettro della galassia (rosso) e quello della stella (bianco) relativamente alla riga del sodio

Per la convoluzione si è usata una funzione gaussiana normalizzata del tipo

$$f(x) = e^{\frac{-x^2}{2\sigma^2}}$$

Il confronto tra la curva ottenuta e lo spettro della galassia è stato fatto con differenti valori di sigma che, in questo caso, rappresentano diverse dispersioni di velocità. Si è provato con i valori: 50, 100, 150, 200, 250, 300, 350, e 400 km/s. Si è presa come riga spettrale di riferimento il tripletto del magnesio (Mg I 5160 ÷ 5192 Å).

Confrontando i grafici ottenuti con il grafico monodimensionale dello spettro della galassia, si è deciso di effettuare un'ulteriore convoluzione con $\sigma=180$ km/s. Le due funzioni che si approssimavano meglio con lo spettro della galassia erano quelle con una dispersione delle velocità pari a 200 km/s e 180 km/s. Abbiamo ritenuto opportuno porre a diretto confronto, in unico sistema di riferimento, le due funzioni con lo spettro. In figura 10 si può notare che il dato di $\sigma=180$ km/s segue con maggiore efficacia l'andamento della curva tra i 5150Å e i 5200 Å.

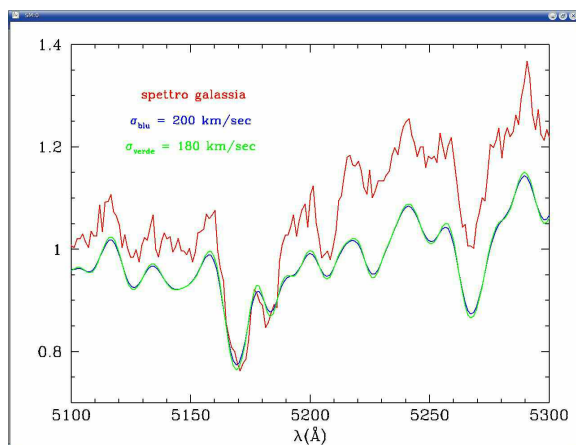


Figura 10: Confronto fra lo spettro della galassia e della stella convoluto con due valori diversi di dispersione di velocità

Con ciò si è passati alla stima della massa della galassia in questione utilizzando la seguente relazione (Elmegreen 1998)

$$M = \frac{r_e \sigma^2}{0.33G}$$

dove r_e è il raggio efficace, cioè il raggio all'interno del quale si ha il 50% della brillantezza superficiale della galassia.

Per il valore di r_e si è utilizzato l'articolo di Burkert (1993) pubblicato sulla rivista Astronomy & Astrophysics. Essendo il valore in secondi d'arco è stato trasformato in radianti. In formule:

$$r_e(rad) = \frac{32,72'' \pi}{180 \cdot 3600''} = 1.59 \cdot 10^{-4} rad$$

r_e in metri è stato ottenuto dal prodotto tra il suo valore in radianti e la distanza della galassia.

$$d = 16,7 Mpc$$

$$d = 5,17 \cdot 10^{23} m$$

$$r_e(m) = r_e(rad) \cdot d = 8,22 \cdot 10^{19} m$$

A questo punto è risultato possibile fare una stima della massa.

$$M = \frac{(180 \cdot 10^3 m/s)^2 \cdot 8,22 \cdot 10^{19} m}{0,33 \cdot 6,67 \cdot 10^{-11} m^2 N / Kg^2}$$

$$M = 1,21 \cdot 10^{41} kg = 0,6 \cdot 10^{11} M_{\odot}$$

Per quanto riguarda la seconda misura l'obiettivo era quello di riuscire a costruire la curva di rotazione galattica. Si è presa in considerazione la parte più brillante dello spettro bidimensionale della galassia, in modo da lavorare attorno al nucleo con lo scopo di migliorare il più possibile il rapporto segnale-rumore. Sono state prese porzioni di spettro larghe 5 pixel nella direzione spaziale da un lato e dall'altro rispetto al nucleo della galassia, e si è sommato sui 5 pixel per costruire uno spettro monodimensionale per ogni porzione di galassia.

Per determinare le velocità di allontanamento della galassia banda per banda abbiamo utilizzato il metodo di *cross-correlation* proposto da Tonry & Davis (1979).

La correlazione, ottenuta col programma FXCOR di IRAF, è stata fatta tra gli spettri della galassia e lo spettro della stessa stella di riferimento usata

precedentemente per la stima della dispersione delle velocità (HR 4783).

Nella figura 11 si può osservare il risultato ottenuto nella correlazione tra la regione centrale della galassia e la stella di confronto.

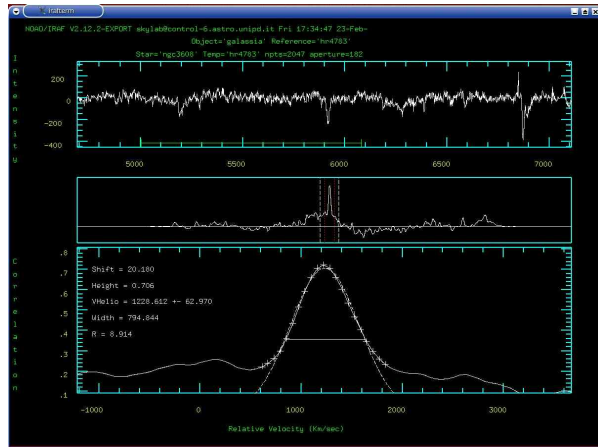


Figura 11: Applicazione del metodo di cross-correlation. La posizione del picco in basso definisce la velocità.

Nella parte superiore della figura 11 c'è lo spettro della galassia dopo la sottrazione del continuo. La linea orizzontale verde indica il range spettrale usato per la correlazione, da circa 5000 Å a quasi 6100 Å. Tale range viene scelto perché contiene come riferimenti sicuri gli assorbimenti di Mg I 5175 Å, CaFe 5269 Å e Na I 5892 Å. Nella parte centrale della figura si ha la funzione di correlazione risultante dalla cross-correlation dello spettro "centrale" della galassia con quello della stella di riferimento. Si nota un picco di correlazione tra le due righe tratteggiate verticali. Nella parte inferiore della figura c'è lo zoom del picco di correlazione. Il suo spostamento rispetto allo 0 km/sec rappresenta la velocità doppler del nucleo galattico rispetto al riferimento che in questo caso è eliocentrico. La linea tratteggiata è un fit gaussiano utilizzato per migliorare la precisione nella determinazione della posizione del picco e quindi della velocità.

I dati inseriti sulla sinistra dell'immagine indicano:

- lo shift in pixel fra i due spettri;
- l'altezza del picco di correlazione;
- la velocità eliocentrica;
- la larghezza del picco, parametro legato alla dispersione di velocità della galassia;
- il parametro R, definito da Tonry & Davis (1979), collegato al rapporto segnale-rumore della correlazione. Esso più è elevato più il picco di correlazione è ben definito.

Per quanto riguarda l'altezza del picco di correlazione, essa deve variare tra 0 (correlazione nulla) e 1

(correlazione massima). Come si vede il suo valore 0,706 ci indica la relativa bontà del risultato ottenuto. Anche il valore ottenuto di $R = 8,914$, ci aiuta ad attribuire al risultato ottenuto un grado soddisfacente di affidabilità. Applicando successivamente il metodo anche alle bande sopra e sotto quella del nucleo siamo quindi stati in grado di costruire la curva di rotazione che vediamo in figura 12.

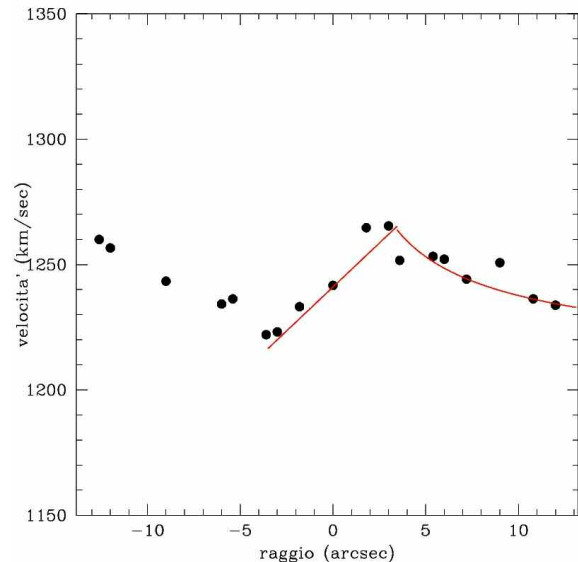


Figura 12 : Curva di velocità della galassia ellittica

Si è quindi deciso di sovrapporre alla figura delle curve, nel tentativo di interpolare gli andamenti delle distribuzioni di punti. Nella parte centrale si vede chiaramente la parte di rotazione "rigida". Nella parte esterna la curva sovrapposta è quella che teoricamente ci si aspetta se l'andamento della velocità è kepleriano.

IV. RISULTATI

Per quanto riguarda gli oggetti in questione dalla letteratura conosciuta si può affermare che le masse attese sono dell'ordine di $10^{9+13} M_{\odot}$. Ne deduciamo quindi che il lavoro svolto ha fornito risultati accettabili. A maggiore conferma della bontà si può anche fare riferimento ad articoli che pubblicano la dispersione delle velocità di NGC 3608. In particolare Gebhardt et al. (The Astrophysical Journal 539, L13, 2000) indicano come σ un valore pari a 182 km/sec. In riferimento alla curva di rotazione di NGC 3608 si può tenere conto dell'articolo di Jedrzejewski e Schechter (The Astronomical Journal 98, 1989) dove la figura 12 a pag. 157 mostra una curva molto simile alla nostra figura 12. Per la galassia NGC 3338 si può fare riferimento in particolare a Héraudeau et al. (Astronomy & Astrophysics Supplement Series 136, 509, 1999) dove a pag. 513 appare la curva di

rotazione della galassia compresa tra +150 e -150 km/sec in maniera simile alla nostra figura 6. Le differenze potrebbero essere dovute al fatto che la fenditura nell'articolo di questi autori non era esattamente orientata sulla galassia come la nostra.

Oltre a ciò noi consideriamo caratteristica estremamente interessante del lavoro fatto il tipo di interrogativi che i risultati forniscono. Si vede chiaramente che le due galassie hanno curve di rotazione di forme differenti. In NGC 3338 si può ipotizzare la presenza di DM nelle sue parti più esterne. In NGC 3608 si può ipotizzare una DM distribuita in maniera simile alla materia luminosa. Può essere questo un fattore che ha condizionato l'evoluzione morfologica della struttura? O viceversa? Siamo a conoscenza del fatto che esistono galassie a spirale con andamento esterno kepleriano ma crediamo che la domanda in ogni caso meriti attenzione. Ed inoltre ci chiediamo: ma le galassie ellittiche hanno DM distribuita alla stessa stregua della materia luminosa o addirittura si può pensare che la frazione di DM presente è molto piccola? Avendo più tempo ci sarebbe piaciuto fare una sintesi di popolazione della galassia ellittica in modo da ottenere da dati fotometrici (la magnitudine bolometrica della galassia) una stima della massa luminosa presente. E' ovvio che il confronto tra i risultati ottenuti ci avrebbe dato delle interessanti indicazioni riguardo una eventuale risposta alla nostra domanda.

BIBLIOGRAFIA

- Debra M. Elmegreen *"Galaxies and galactic structure"* 1998 Prentice-Hall Inc.
 Tonry J. & Davis M. 1979, Astr. J. 84(10) p. 1511
 Burkert A. 1993 Astron. Astroph. 278, 23-28
 Brown R. et al. 2003 Mont. Not. R. Astron. Soc. 341, 747-759
 Gebhardt K. et al. 2000, Astroph. J. 539, L13-L16
 Héraudeau Ph. et al. 1999, Astron. Astroph. Supp. Ser. 136, 509-514
 Jedrzejewski R. & Schechter P. 1989 Astron. J. 98, 147-165
 Karttunen et al. *"Fundamental Astronomy"*, 2003 ed. Springer
 Jones M. & Lambourne R. *"An introduction to Galaxies and Cosmology"* 2004 Cambridge Univ. Press
 Rosino L. *"Lezioni di Astronomia"* 1979 ed. CEDAM

Misura del tasso di formazione stellare nella galassia a spirale NGC 3338

Anna Boscolo, Veronica Cecchini, Valentina Penzo, Francesca Rubin

Liceo “G.Veronese”, Chioggia

SOMMARIO

Abbiamo preso in esame la galassia NGC3338, osservata in febbraio 2007 col telescopio da 122 cm dell’ Osservatorio Astrofisica di Asiago in configurazione Cassegrain + B&C + CCD. Successivamente, abbiamo misurato l’intensità della riga $H\alpha$ per arrivare a calcolare il tasso di formazione stellare (Star Formation Rate). Dopo aver rimosso l’assorbimento siamo arrivati a calcolare il flusso reale di $H\alpha$, ma questo è stato possibile solo dove sia $H\alpha$ che $H\beta$ erano misurabili. Infatti, nella maggior parte dei casi solo $H\alpha$ era visibile e quindi misurabile.

I. INTRODUZIONE

È noto che l’intensità della riga di emissione $H\alpha$ nelle galassie a spirale è un potente strumento per esplorare il loro tasso di formazione stellare (SFR). Esistono altri metodi per stimare la SFR nelle galassie a spirale, tra cui l’utilizzo dell’emissione infrarossa e UV. Di questi metodi di misurazione, le osservazioni in $H\alpha$ sono le uniche che possono essere effettuate con telescopi a terra. In questa relazione esponiamo dati e descrizione di osservazioni $H\alpha$ in una galassia a spirale.

II. DATI OSSERVATIVI

La galassia NGC3338 (Fig. 1) è classificata come spirale di tipo c (Sc). Si trova a una distanza di circa 17 Mpc, se consideriamo come valore per la costante di Hubble, $H_0 = 75 \text{ km/sec/Mpc}$. Le sue coordinate in cielo (all’equinozio 2000.0) sono A.R. = 10h 42m 07.5s, Dec. = +13° 44' 49". La sua magnitudine apparente è $m = 12.8$.

Dopo aver controllato il corretto funzionamento del CCD in assenza di luce, abbiamo acceso la lampada

Fe-Ar e preso uno spettro di prova. Abbiamo impostato l’angolo del reticolo 600 tratti/mm a 11°: questo permette di coprire l’intervallo di lunghezza d’onda fra 4700 Å e 7100 Å, che contiene sia $H\beta$ che $H\alpha$. Abbiamo puntato il telescopio e osservato la galassia dopo averla posizionata in modo che il nucleo risultasse al centro della fenditura. Abbiamo ottenuto due spettri da 1800 sec ciascuno.

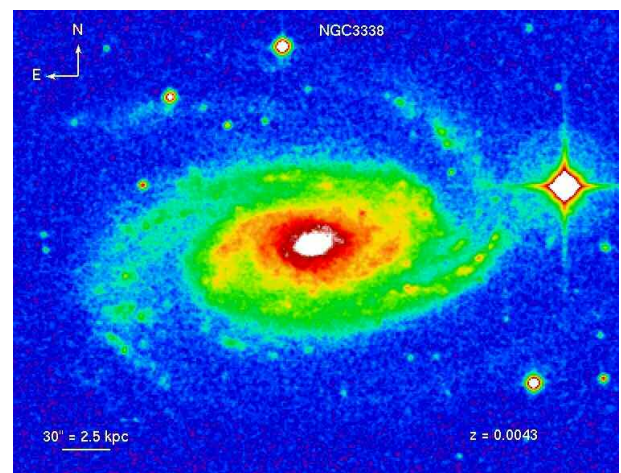


Figura 1: Immagine della galassia NGC3338 estratta dalla Digitized Sky Survey.

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

I dati sono stati ottenuti con un sensore digitale. Un’immagine digitale contiene tre informazioni: la posizione (ascissa ed ordinata) e l’intensità. Il sensore funziona per effetto fotoelettrico e per effetto termoelettronico: infatti il calore può far emettere spontaneamente al sensore degli elettroni. Per poter eliminare questo flusso di elettroni bisogna portare il sensore a temperature molto basse.

La prima cosa da fare è la correzione per *bias* e *flat-field*, che sono correzioni strumentali. L’immagine di bias si ottiene facendo un’esposizione del CCD con l’otturatore chiuso in un intervallo di tempo

infinitesimo. Questa immagine mostra che i vari pixel hanno delle intensità diverse, una sorta di rumore di fondo presente in tutte le immagini, che rende necessaria la correzione. Viceversa, per ottenere un flat-field si accendono dei fari alogeni puntati verso la cupola e si prende lo spettro della luce diffusa. Se il CCD fosse fatto di pixel che hanno tutti la stessa capacità di catturare fotoni, allora il flat-field non servirebbe a nulla; ma è impossibile che tutti i pixel abbiano lo stesso comportamento. Le strutture presenti nell'immagine di flat-field rivelano appunto che ci sono delle disomogeneità tra i pixel.

Successivamente ci siamo occupati della calibrazione dello spettro in lunghezze d'onda, che permette di passare da misure in pixel a misure in Angstrom ($\text{\AA}$). Essa è stata possibile grazie alla presenza nello spettrografo di una lampada di Ferro-Argon che emette righe a lunghezze d'onda conosciute. Infine abbiamo calibrato in flusso dopo aver preso lo spettro di una stella opportuna: questa operazione serve a convertire le intensità contenute nei pixel in unità fisiche ($\text{erg/cm}^2/\text{sec}/\text{\AA}$).

Dopo questi passaggi lo spettro di questa galassia mostra ancora delle righe verticali, che sono righe emesse dal cielo, essenzialmente emesse da molecole di ossigeno, ma anche da mercurio, sodio e altri elementi, dovuti all'atmosfera. In pratica lo spettro osservato è la somma dello spettro della galassia + lo spettro del cielo, e quest'ultimo deve essere sottratto prima di procedere alle misure.

Lo spettro della galassia così elaborato mostra una striscia centrale orizzontale più luminosa che è dovuta al nucleo della galassia e delle righe spettrali nella direzione ortogonale, ossia lungo la fenditura, che corrispondono a diverse regioni di emissione della galassia stessa. Infatti, nelle galassie a spirale ci sono spesso regioni in corrispondenza alle quali osserviamo righe di emissione intense, che individuano zone di formazione stellare con gas ionizzato. Queste righe, essendo più brillanti delle righe in assorbimento, rendono più semplice determinare la rotazione delle galassie. Infatti è sufficiente misurare la posizione della riga $H\alpha$ a varie distanze dal centro per ottenere una curva di rotazione. Le curve di rotazione delle galassie a spirale hanno suggerito la presenza di materia oscura.

Infatti, allontanandosi dal centro della galassia la velocità di rotazione dovrebbe diminuire. Ma spesso invece si osservano profili piatti o addirittura crescenti, e questo sta a significare che c'è più massa di quella osservabile. La velocità massima si misura quando la galassia si presenta di taglio, mentre è nulla quando la galassia si presenta di fronte. La parte centrale della curva di rotazione presenta un andamento lineare.

Le varie zone lungo la fenditura dove la riga $H\alpha$ è più brillante ci permettono di identificare varie regioni della galassia e di ottenere per ogni regione un singolo spettro. In particolare, abbiamo selezionato 7 regioni di emissione, e indicato con N quella corrispondente al

nucleo della galassia e con A1, A2, A3 e B1, B2, B3 le regioni esterne da lati opposti rispetto al nucleo e con distanza dal centro crescente (Fig. 2). Per ognuna di queste regioni abbiamo preso lo spettro e misurato il flusso di $H\alpha$ e $H\beta$ (Fig. 3).

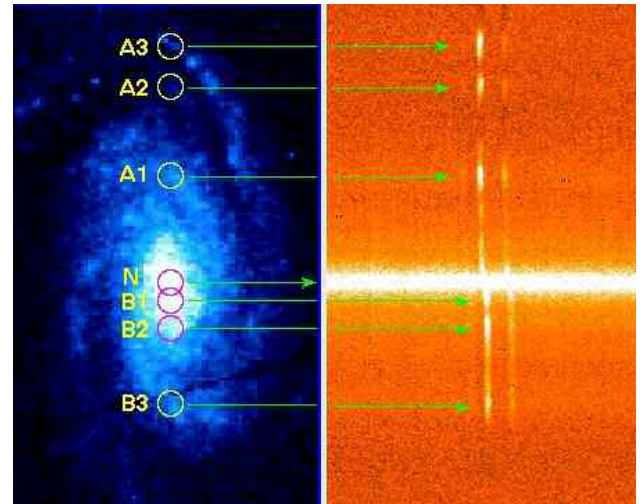


Figura 2 : A sinistra la galassia e a destra lo spettro. La fenditura è posizionata lungo l'asse maggiore della galassia attraverso il nucleo. Sono indicate le regioni individuate e l'emissione di $H\alpha$ corrispondente. La striscia brillante al centro è lo spettro del nucleo.

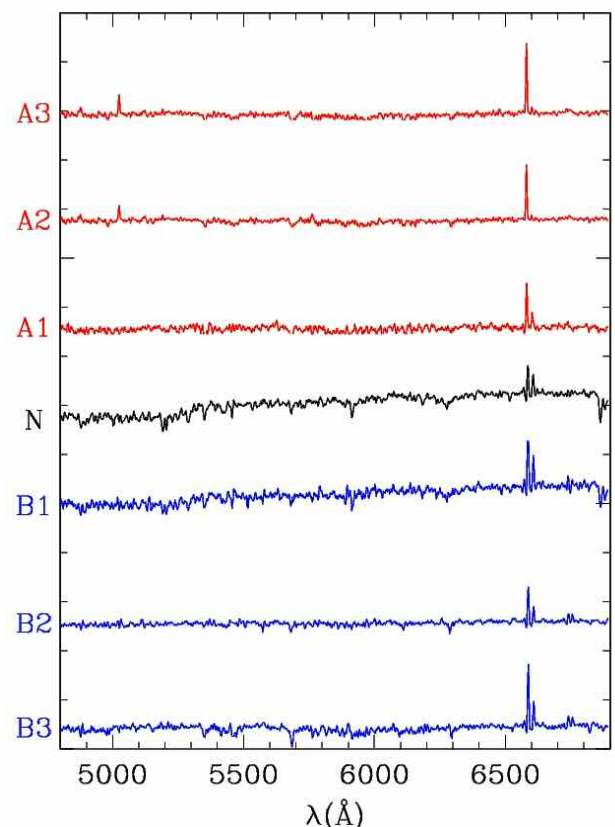


Figura 3: Gli spettri estratti dalle singole regioni.

Per fare questo, le righe di emissione sono state riprodotte con funzioni gaussiane (Fig. 4), la cui area si può ottenere con il calcolo dell'integrale e rappresenta il flusso contenuto nella riga (in unità di $\text{erg}/\text{cm}^2/\text{sec}$):

$$I(\lambda) = I_0 \cdot e^{-\frac{(\lambda - \lambda_0)^2}{2\sigma^2}}$$

$$F(\lambda_0) = \int_{-\infty}^{+\infty} I_0 \cdot e^{-\frac{(\lambda - \lambda_0)^2}{2\sigma^2}} d\lambda$$

dove $I(\lambda)$ è l'intensità della riga a diverse lunghezze d'onda, I_0 è l'intensità della riga al centro (λ_0), $F(\lambda_0)$ è il flusso della riga e σ la sua larghezza.

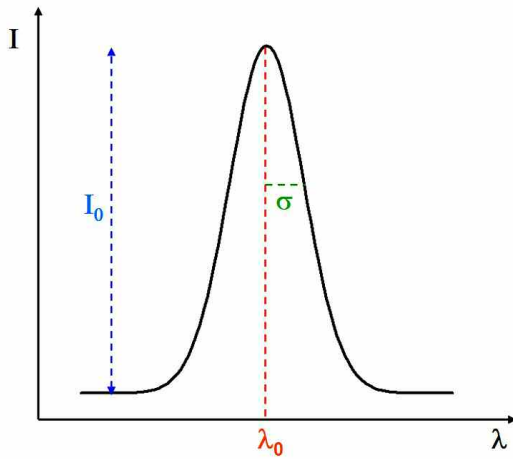


Fig. 4: Funzione di Gauss che riproduce la forma di una riga spettrale. Sono indicati i parametri che definiscono la funzione.

Il calcolo di quell'integrale porta al seguente risultato:

$$F(\lambda_0) = \sqrt{2\pi} \cdot \sigma \cdot I_0$$

Quindi riprodurre il profilo di una riga spettrale con una gaussiana significa determinare i parametri della funzione (λ_0 , σ , I_0) dai quali si ricava facilmente il flusso.

IV. RISULTATI

Dopo aver trovato i flussi di $H\alpha$ e $H\beta$ abbiamo calcolato i loro rapporti e li abbiamo confrontati con il Decremento di Balmer teorico per un gas ionizzato a $T = 10\,000\text{ K}$:

$$I(H\alpha) / I(H\beta) = 2.86$$

$$I(H\gamma) / I(H\beta) = 0.47$$

$$I(H\delta) / I(H\beta) = 0.26$$

per ricavare l'assorbimento $A(V)$, espresso in magnitudini visuali.

Infatti, è noto che le righe spettrali, e più in generale la radiazione delle sorgenti astronomiche, prima di arrivare a noi subiscono un assorbimento dovuto alla presenza di polveri interstellari, che dipende dalle lunghezze d'onda: è maggiore per λ minori, e minore per λ maggiori. Quindi, osservando l'assorbimento si può ripristinare il flusso reale di $H\alpha$, ma questo lo si può fare solo se almeno $H\alpha$ e $H\beta$ sono entrambe misurabili. Purtroppo di solito $H\alpha$ è ben visibile, mentre $H\beta$ è debole, talvolta così debole da non essere misurabile.

Dopo aver corretto il flusso di $H\alpha$ per assorbimento, l'abbiamo convertito in luminosità (L). Prima abbiamo convertito la lunghezza d'onda di $H\alpha$ misurata nel nucleo ($\lambda = 6593,23\text{ \AA}$), in redshift:

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = 0.0046$$

poi abbiamo calcolato la distanza usando la legge di Hubble:

$$D = \frac{c \cdot z}{H_0} = \frac{3 \cdot 10^5 \cdot 0.0046}{72} = 19.17 \quad (\text{Mpc})$$

e infine abbiamo moltiplicato il flusso per $4\pi D^2$:

$$L(H\alpha) = 4\pi \cdot D^2 \cdot F(H\alpha) \quad (\text{erg/sec})$$

Per ottenere la *star formation rate* abbiamo usato la relazione:

$$\text{SFR} = 7.9 \cdot 10^{-42} L(H\alpha) \quad (\text{M}_\odot/\text{anno})$$

Infine, poiché la riga $H\alpha$ viene emessa quando gli elettroni liberi si ricombinano con i loro protoni, la sua intensità è strettamente legata al numero di fotoni ionizzanti (cioè con energia $> 13.6\text{ eV}$) emessi da una sorgente, in questo caso stelle calde:

$$Q_{\text{ion}} = 7.3 \cdot 10^{11} L(H\alpha) \quad (\text{fotoni/sec})$$

E conoscendo il numero tipico di fotoni ionizzanti emessi da una stella calda, ad esempio una O5

$$Q_{\text{ion}}(O5) \cong 5 \cdot 10^{49} \quad (\text{fotoni/sec})$$

si può stimare il numero di stelle di quel tipo spettrale che stanno fotoionizzando il gas.

Nelle tabelle seguenti mostriamo i risultati ottenuti da questi calcoli.

	F(Hβ)	F(Hα)	Hα/Hβ	A(V)
A3	$9,49 \times 10^{-16}$	$5,96 \times 10^{-15}$	6,27	2,47
A2	$5,70 \times 10^{-16}$	$4,64 \times 10^{-15}$	8,14	3,28
A1	$5,02 \times 10^{-16}$	$4,48 \times 10^{-15}$	8,93	3,56
N	$1,38 \times 10^{-15}$	$6,49 \times 10^{-15}$	4,70	1,57
B1	$8,14 \times 10^{-16}$	$6,81 \times 10^{-15}$	8,37	3,37
B2	$7,43 \times 10^{-16}$	$4,42 \times 10^{-15}$	5,95	2,30
B3	$1,13 \times 10^{-15}$	$6,21 \times 10^{-15}$	5,51	2,06

	I(Hα)	L(Hα)	SFR	Q_{ion}	N(O5)
A3	$3,83 \times 10^{-14}$	$1,69 \times 10^{39}$	0,013	$1,23 \times 10^{51}$	24,7
A2	$5,49 \times 10^{-14}$	$2,42 \times 10^{39}$	0,019	$1,77 \times 10^{51}$	35,3
A1	$6,54 \times 10^{-14}$	$2,88 \times 10^{39}$	0,023	$2,10 \times 10^{51}$	42,0
N	$2,11 \times 10^{-14}$	$0,93 \times 10^{39}$	0,007	$0,68 \times 10^{51}$	13,6
B1	$8,62 \times 10^{-14}$	$3,80 \times 10^{39}$	0,030	$2,77 \times 10^{51}$	55,5
B2	$2,50 \times 10^{-14}$	$1,10 \times 10^{39}$	0,008	$0,80 \times 10^{51}$	16,1
B3	$2,93 \times 10^{-14}$	$1,29 \times 10^{39}$	0,010	$0,94 \times 10^{51}$	18,8

INDICE

Fotometria <i>ugriz</i> dell'ammasso aperto NGC2420	p. 5
Determinazione della temperatura di corpo nero di alcune stelle dell'ammasso aperto M 35	p. 9
EW vs. B-V e classificazione spettrale di alcune stelle dell'ammasso aperto NGC 2168 (M 35)	p. 13
Classificazione spettrale di alcune stelle appartenenti all'ammasso aperto M 35	p. 19
Studio della popolazione stellare nelle galassie	p. 25
L'effetto del merger fra galassie: confronto fra le ellittiche NGC3610 e NGC2518	p. 29
Studio morfologico della galassia a spirale NGC234	p. 33
Studio morfologico della galassia ellittica NGC2518	p. 37
Misure di temperatura e densità elettroniche nella nebulosa Eskimo	p. 43
La composizione chimica della nebulosa planetaria NGC2392	p. 47
Determinazione del tipo spettrale e stima dell'estinzione in stelle con righe di emissione	p. 51
Stima dell'estinzione galattica in stelle con righe d'emissione	p. 55
Determinazione della massa di una galassia ellittica e di una galassia a spirale	p. 59
Misura del tasso di formazione stellare nella galassia a spirale NGC 3338	p. 67

