

PRIMO STAGE

30.01.08 – 02.02.08

Liceo "Veronese" - Chioggia:

Studenti: Giulia Bellemo, Piero Ferrarese, Lisa Perini, Claudia Bighin, Caterina Colombo, Ilaria Dal Borgo

Insegnante: Proff. Sandra Moni, Monica Sambo, Vittorio Buondì, Valeria Agatea

Liceo Scientifico "Quadri" - Vicenza:

Studenti: Luca Mattiello, Luca Rigovacca, Matteo Scalchi

Insegnante: Prof. Aldo Pegoraro

Liceo Scientifico "Fogazzaro" - Vicenza:

Studente: Vivian Tanku

Insegnante: Proff. Giorgio Magrelli, Carla Pellegrini

Liceo Scientifico "Paleocapa" - Rovigo:

Studenti: Michele Palmia, Andrea Osti, Matteo Ferrazzi

Insegnante: Prof. Vito Giavarini

L'ammasso aperto M 67

Matteo Ferrazzi, Andrea Osti, Michele Palmia

Liceo Scientifico "P.Paleocapa", Rovigo

ABSTRACT

The sky did not disclose its many wonders that night in Asiago. Was the night too dark to see? No, the astronomer will reply: the night wasn't dark enough to see. But with database images to fall back on, we analyzed the M67 open cluster, one of the oldest known clusters. Through complex procedures, we completed the HR diagram of the cluster, thus being able to estimate its age.

I. INTRODUZIONE

La nostra esperienza prevede di produrre i grafici colore-colore e colore-magnitudine dell'ammasso aperto Messier 67 con uno studio fotometrico a 3 filtri u,g,r e di sovrapporre a tali grafici isocrone che ci permettano di rilevare l'età, data la distanza di tale gruppo di stelle e la loro metallicità.

Un ammasso aperto è un gruppo di stelle, formatosi da una nube molecolare, che può contenere fino a qualche migliaio di stelle. Queste stelle sono debolmente legate dalla reciproca attrazione gravitazionale e sono, di solito, piuttosto giovani, cioè fanno parte della Zero Age Main Sequence (ZAMS).

Data la reciproca vicinanza di tali stelle e la relativamente grande distanza dell'ammasso da noi, questo può essere studiato considerando i membri tutti alla stessa distanza; potremo quindi creare grafici colore-colore (u-g contro g-r) e colore-magnitudine (g contro g-r) che corrisponde ad un diagramma HR (magnitudine assoluta-temperatura).

Il diagramma HR (Fig. 1) deve il suo nome agli astronomi Enjar Hertzsprung e Henry Norris Russel, rispettivamente danese e americano, che, indipendentemente l'uno dall'altro, crearono grafici caratteristici degli ammassi stellari che presentano il logaritmo della temperatura o il colore in ascissa e il logaritmo della luminosità o la magnitudine in ordinata.

Confrontando la traslazione che abbiamo dovuto attuare sulle isocrone per farle sovrapporre esattamente ai nostri due grafici possiamo ricavare distanza ed età di tale ammasso.

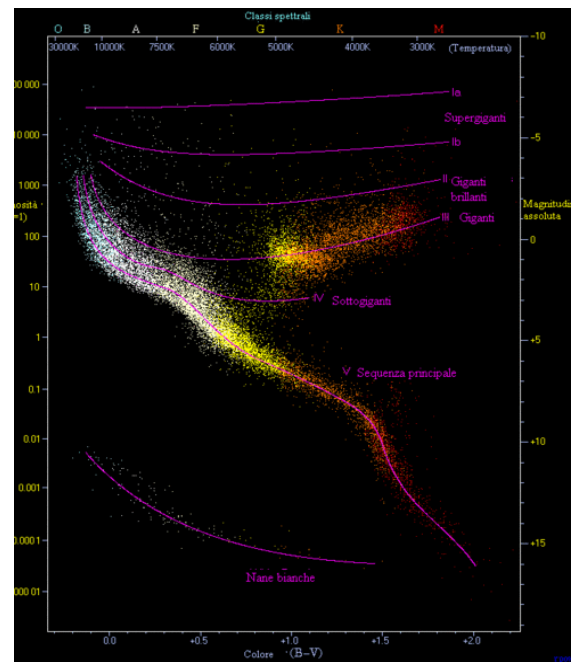


Fig. 1: Schema del diagramma HR

Per ottenere tali grafici abbiamo analizzato immagini prese dalla Sloan Digital Sky Survey (SDSS).

Al fine di comprendere le operazioni che in seguito riporteremo è utile anticipare il concetto di FWHM (Full Width at Half Maximum, Fig. 2). Con questa sigla si identifica la *larghezza a metà altezza*, cioè la larghezza del profilo di una sorgente, calcolata ad un'altezza pari a metà del valore del suo massimo. Se essa è relativa ad una stella, esprime la larghezza apparente della stessa.

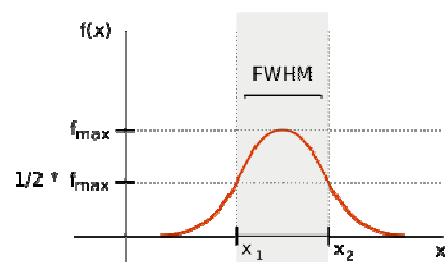


Fig. 2 : Rappresentazione della funzione gaussiana e definizione di Full Width at Half Maximum

L'ammasso aperto M67 (Fig. 3), anche chiamato NGC 2682, si trova nella costellazione del Cancro a una distanza pari a circa 830 parsec. Il nome M67 deriva dal catalogo di Messier.

Messier fu un astronomo settecentesco che, interessatosi prevalentemente dello studio di comete, decise di redigere un catalogo, che annovera 110 oggetti celesti, nel quale inserire tutti gli oggetti di natura nebulosa o simile, al fine di non confonderli con eventuali comete.

L'ammasso in questione è un ammasso aperto e si presenta con una magnitudine apparente di 6.1 mag e un diametro angolare di 30'. Per le sue caratteristiche di luminosità, vicinanza ed età, è stato ampiamente studiato già dall'inizio del '900. Con un'età stimata tra i 3,5 e i 4,5 miliardi di anni è uno dei più antichi ammassi aperti conosciuti. M67 contiene qualche migliaio di stelle, in un raggio di circa 10 anni-luce, tra cui 11 luminose giganti di tipo spettrale K con magnitudine assoluta da +0.5 a +1. Chiunque volesse osservarlo dovrebbe puntare il proprio telescopio ad 8h e 51.4m di ascensione retta e a +11°49' di declinazione, sperando in cieli sereni!

II. DATI OSSERVATIVI

A causa delle cattive condizioni meteo che hanno impedito l'acquisizione delle immagini tramite il telescopio in dotazione all'osservatorio, ci siamo avvalsi delle immagini dell'archivio pubblico denominato SDSS disponibili all'indirizzo www.sdss.org.



Fig. 3 : Foto dell'ammasso M67

Questo progetto conta più di 287 milioni di immagini e più di 10 TB (Terabyte!) di dati, ottenuti con il telescopio a grande campo da 2,5 metri di diametro presso l'Osservatorio di Apache Point in New Mexico.

Il CCD da 120 Mpx copre un'area di cielo pari a circa 8 volte quella della luna piena.

Le immagini dell'ammasso da noi utilizzate erano state prese nelle bande fotometriche *ugriz* che rappresentano rispettivamente vicino ultravioletto, blu, rosso, vicino infrarosso e medio infrarosso.

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Con il software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), disponibile all'indirizzo iraf.noao.edu, abbiamo ridotto le immagini ed estratto una serie di dati utili per la realizzazione del diagramma H-R.

Il nostro lavoro consisteva nel far individuare al software le stelle presenti nelle immagini, fargli calcolare la loro magnitudine, ed infine, dopo aver convertito la magnitudine strumentale in magnitudine calibrata, incolonnare i dati per ricavare i vari diagrammi colore-colore o colore-magnitudine.

Già dall'inizio abbiamo incontrato alcuni problemi per le istruzioni da dare al programma affinché trovasse le stelle presenti nelle immagini. Tali immagini, infatti, presentavano molte stelle sovraesposte, specialmente le stelle più luminose dell'ammasso, che creavano non pochi problemi al programma. Abbiamo eseguito una fotometria di apertura, che consiste nel calcolare il flusso proveniente dalla stella, entro una data apertura sull'immagine.

Il flusso della stella (Φ) è dato dalla differenza tra il flusso totale e quello dovuto al cielo, ottenuto integrando i conteggi entro un anello esterno all'apertura scelta (Fig. 4), il tutto diviso per il tempo di esposizione; la formula usata è la seguente:

$$\Phi = \frac{I_{\text{totale}} - I_{\text{cielo}}}{t_{\text{exp}}}$$

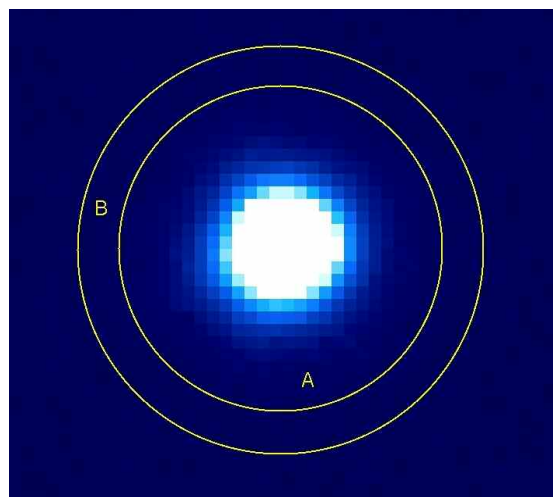


Fig. 4 : Definizione di apertura e anello per la stima dell'intensità media del cielo

Con le prime immagini di ogni filtro abbiamo calcolato la media delle FWHM e abbiamo imposto al software di calcolare i flussi stellari entro circa $3 \times \text{FWHM}$.

L'intensità entro l'area individuata dalla lettera A della figura, è usata dal software per il calcolo dell'intensità (stella+cielo) e per la determinazione della FWHM, mentre quella entro l'area individuata dalla lettera B, il software la utilizzava per il calcolo dell'intensità del fondo cielo, da sottrarre alla precedente.

Nel nostro caso, entro $3.2 \times \text{FWHM}$, il software ha individuato il maggior numero di sorgenti con qualche piccola differenza a seconda del filtro utilizzato. Una volta eseguita l'operazione per tutte le immagini di tutti i filtri (il più ostico dei quali è risultato essere il filtro r), abbiamo tenuto solo le sorgenti per le quali le misure erano presenti in tutti e tre i filtri. Le immagini erano caratterizzate da un forte rumore di fondo che induceva il software a riconoscere come stelle altri tipi di sorgenti.

Tramite questi controlli abbiamo quindi pulito i dati, mantenendo cioè solo le stelle presenti in tutti i filtri, li abbiamo poi riordinati e uniti assieme. Una volta fatto ciò, abbiamo creato i file di dati di ogni serie di immagini per ogni filtro. Infine è stato necessario trasformare i valori prodotti dal programma da magnitudine strumentale a calibrata.

IV. RISULTATI

Raccolti i dati calibrati necessari, siamo passati alla realizzazione di diagrammi HR e colore-colore (nei quali cioè si confrontano gli indici di colore).

Dall'analisi di questi grafici è possibile comprendere la natura dell'ammasso. In particolare nel nostro caso M67 presenta il classico profilo di un ammasso aperto, con la sola sequenza principale.

L'immagine qui di seguito mostra come risultava il grafico originale di g contro g-r (Fig. 5). In tale grafico sono rappresentati numerosi punti, corrispondenti alle sorgenti riconosciute dal software, comprendenti: stelle di ammasso, stelle di campo e sorgenti con fotometria inaccurata. Stelle di fondo e stelle sature sono state ripulite e tolte dal grafico manualmente, al fine di isolare la sequenza principale. In particolare, l'insieme di stelle con magnitudine media $g = 14$ e con indice di colore g-r compreso fra -1.2 e 0.4, che formano una zona appiattita nel diagramma sono state evidentemente errate. Una spiegazione potrebbe essere che l'apertura utilizzata per calcolare il flusso non sia abbastanza grande per contenere la luce delle stelle più brillanti, che quindi non seguono la sequenza principale.

Dalla figura successiva (Fig. 6), alla quale sono state sovrapposte delle isocrone, linee teoriche che permettono di stimare l'età dell'ammasso, possiamo affermare che l'ammasso ha tra 1 e 3 miliardi di anni. Per tale risultato abbiamo usato il grafico di g su g-r. Poiché le isocrone sono calcolate in magnitudini assolute, per farle coincidere con le magnitudini apparenti bisogna applicare una costante.

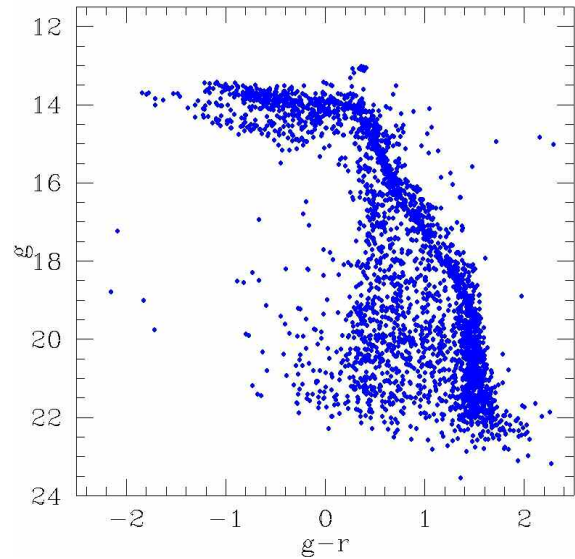


Fig. 5 : Il diagramma colore-magnitudine prima della correzione

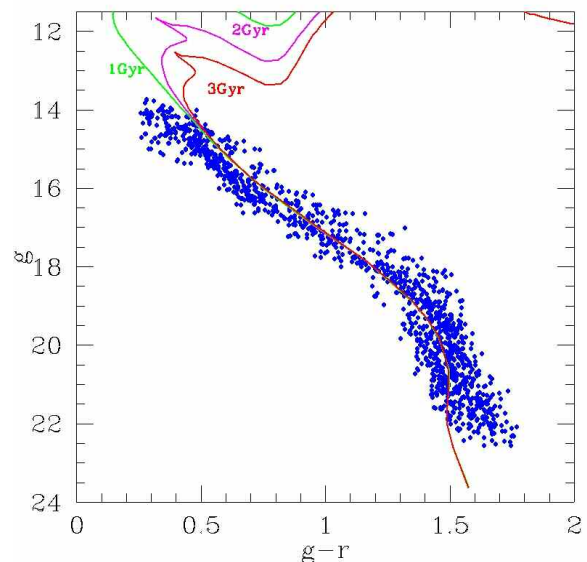


Fig. 6 : Il diagramma colore-magnitudine ripulito e con riportate sopra le isocrone di varia età

Dalla formula di Pogson:

$$M_g = g + 5 - 5 \times \log d$$

$$g = M_g + (5 \times \log d - 5)$$

Nel nostro caso abbiamo applicato una costante pari a 9.7, per cui:

$$5 \times \log d - 5 = 9.7$$

$$d = 10^{\frac{9.7+5}{5}} = 870 pc$$

La distanza ottenuta è in accordo con i valori già noti e pubblicati in letteratura (ad esempio Yong et al. 2005, *Astrophysical Journal* 130, p. 597)

Da quest'ultima immagine (Fig. 7), data dal grafico di $u-g$ contro $g-r$ risulta evidente come il grafico dell'isocrona corrispondente a un'età di 2 miliardi di anni si accordi bene con i dati osservativi.

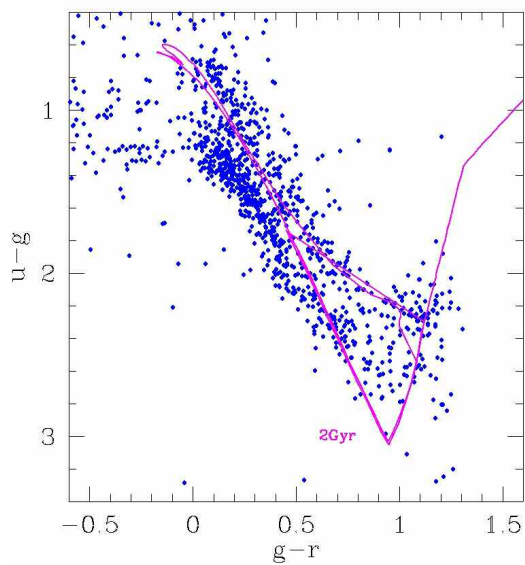


Fig. 7 : Diagramma colore-colore con sovrapposta l'isocrona di età 2Gyr

Fotometria *ugriz* dell'ammasso globulare M15

Claudia Bighin⁽¹⁾, Caterina Colombo⁽¹⁾, Piero Ferrarese⁽²⁾,
Giulia Bellemo⁽³⁾, Ilaria Dal Borgo⁽¹⁾, Lisa Perini⁽²⁾,

⁽¹⁾ Liceo "G. Veronese" sez. classica, Chioggia

⁽²⁾ Liceo "G. Veronese" sez. Scientifico Brocca, Chioggia

⁽³⁾ Liceo "G. Veronese" sez. Scientifico PNI, Chioggia

ABSTRACT

We studied the photometry of the globular cluster M15 by using g and r bands from ground, and F555W and F439W filters from space. This study allowed us to determine the magnitude of the stars and to build colour-magnitude diagrams of the globular cluster M15.

I. INTRODUZIONE

Lo scopo della nostra esperienza è quello di produrre i diagrammi colore-magnitudine per l'ammasso globulare M15 dallo studio fotometrico da terra e dallo spazio. M15 è situato nella costellazione di Pegaso, non molto lontano dal centro galattico e non molto oscurato da materia interstellare. Essendo uno fra gli ammassi più densi della Via Lattea, si ipotizza che al suo interno ci sia un buco nero. Alcuni studi hanno avanzato l'ipotesi dell'esistenza di una nebulosa nel campo stellare di M15.

Le immagini di M15 sono state ricavate dall'archivio della SDSS (Sloan Digital Sky Survey), per quanto riguarda la fotometria da terra (Fig. 1), e dall'archivio della WFPC (Wide Field Planetary Camera) montata su HST (Hubble Space Telescope) per quanto riguarda i dati dallo spazio (Fig. 2).

Dal diagramma colore-magnitudine è poi possibile ottenere l'equivalente di un classico diagramma H-R.

Un ammasso globulare (o ammasso chiuso o ammasso di alone) è un gruppo sferoidale di stelle che orbita attorno ad una galassia. Tali ammassi occupano un volume approssimativamente sferico. Le stelle sono strettamente impacchettate dal loro stesso campo gravitazionale, che conferisce al gruppo la sua forma sferica, e lo rende estremamente denso (fino a centinaia di migliaia di volte la densità di stelle che si trova nei pressi del Sistema Solare) nelle regioni centrali. Gli ammassi globulari sono in genere composti da centinaia di migliaia di stelle vecchie, come il bulge di una galassia spirale, ma confinate in pochi parsec cubici.

II. DATI OSSERVATIVI

DA TERRA

La fotometria permette di misurare la luce emessa dagli astri, che viene raccolta dal telescopio e inviata a un CCD, formato da una matrice di pixel, che permette di registrare il segnale. Il valore dei conteggi associati ad ogni pixel permette di ricavare l'intensità della luce.

La qualità dell'immagine varia in funzione del numero di secondi d'arco che il pixel analizza.

La SDSS è un progetto che fornisce, tra le altre cose, dettagliate immagini ottiche; il campo coperto da questa survey ha un'area pari a un quarto del cielo. E' stato utilizzato un telescopio da 2,5 metri di diametro situato ad Apache Point nel New Mexico avente un CCD di 120 Mpx.

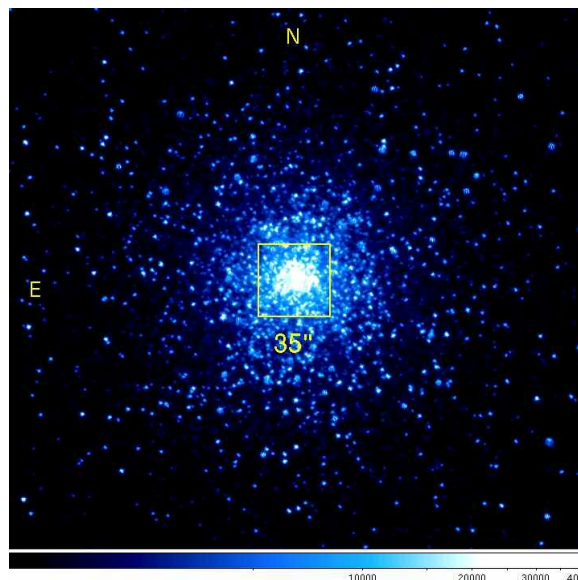


Fig. 1 : M15 da terra: il riquadro al centro corrisponde all'area inquadrata dall'immagine spaziale

Per l'indagine fotometrica dell'ammasso abbiamo utilizzato 2 filtri (g, r), ciascuno dei quali permette di selezionare una porzione di spettro elettromagnetico. Le lunghezze d'onda medie per ogni filtro della SDSS sono elencate nella seguente tabella:

<i>u</i>	<i>g</i>	<i>r</i>	<i>i</i>	<i>z</i>
3551 Å	4686 Å	6165 Å	7481 Å	8931 Å

DALLO SPAZIO

Le immagini ottenute dallo spazio sulle quali abbiamo lavorato sono state osservate dal telescopio spaziale Hubble (HST) che è posto negli strati esterni dell'atmosfera terrestre, a circa 600 chilometri di altezza, in orbita attorno alla Terra. È stato lanciato nel 1990 con lo Space Shuttle Discovery come progetto comune della NASA e dell' Agenzia Spaziale Europea (ESA).

Il telescopio può arrivare ad una elevata risoluzione ed è molto importante poiché l'osservazione fuori dall'atmosfera comporta numerosi vantaggi, infatti l'atmosfera distorce le immagini e assorbe la radiazione elettromagnetica a certe lunghezze d'onda.

La WFPC2 utilizza quattro CCD (acronimo di Charge Coupled Device) da 800x800 px, tre dei quali hanno una scala di 0.1 "/px (WF) mentre l'altro di 0.046 "/px (PC).

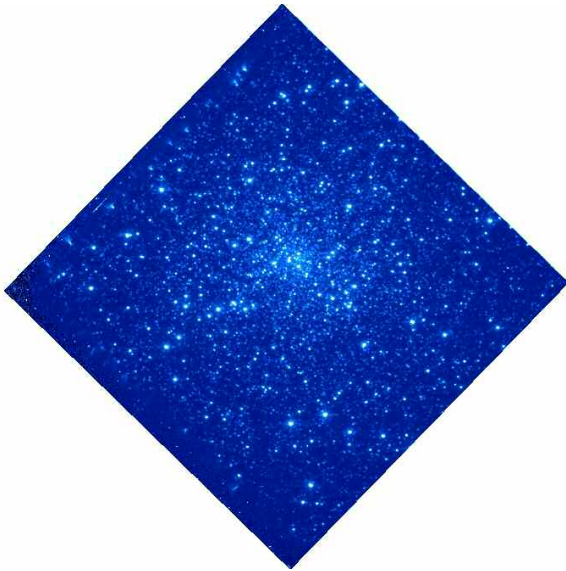


Fig. 2 : Immagine di 35"x 35" di M15 ottenuta dallo spazio con HST

Nella seguente tabella sono elencate la lunghezza d'onda centrale e la larghezza di banda dei due filtri di HST che sono stati utilizzati da noi:

Filtro	$\Delta\lambda$	λ
F555W	1228 Å	5439 Å
F439W	473 Å	4311 Å

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

DA TERRA

Il programma utilizzato per l'analisi dei dati è IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). I dati a nostra disposizione erano due immagini complementari dell'ammasso globulare M15 osservato da terra, con i filtri *g* ed *r*. Il nostro primo passo è stato quello di unire le due immagini in modo da ottenere un'immagine completa dell'ammasso. Dal momento che si dovevano unire le immagini, le abbiamo allineate in modo da avere la corretta sovrapposizione delle due parti.

Abbiamo poi proceduto con il conteggio delle stelle che risultano essere circa 30000. In seguito abbiamo fatto eseguire al programma una fotometria d'apertura nel filtro *g*. La fotometria di apertura consiste nel calcolare il flusso totale (sorgente+cielo) diviso per il tempo di esposizione, entro una determinata apertura centrata su ogni stella. Per eliminare il contributo del cielo, cioè l'intensità luminosa emessa dal cielo notturno abbiamo individuato una corona circolare di raggio maggiore di quello dell'apertura, che ci ha permesso di determinare il numero di fotoni per unità di superficie nel tempo di esposizione dovuti al fondo cielo e quindi di ottenere per sottrazione il numero netto di fotoni proveniente dalla stella nel tempo di esposizione.

I valori così ottenuti divisi per il tempo di esposizione ci permettono di ricavare la magnitudine strumentale riferita cioè ai conteggi dei fotoni da parte dello strumento di misura:

$$m_s = -2,5 \log \left(\frac{I_* - n_{px} \cdot I_{cielo}}{t_{exp}} \right)$$

Successivamente, data la difficoltà per il programma di determinare una fotometria precisa visto che il campo era molto denso ed era quindi complicato separare con esattezza le singole sorgenti, abbiamo applicato un'altra tecnica basata sul fit della PSF (*Point Spread Function*) che rappresenta il profilo tridimensionale della distribuzione di luce delle sorgenti (Fig. 3). Bidimensionalmente, una PSF è una gaussiana che misura l'intensità della luce emessa e possiede una larghezza tipica denominata FWHM (Full Width at Half Maximum).

Sono state selezionate le stelle più isolate e con un profilo regolare per generare una PSF modello che poi è stata fittata su tutte le sorgenti del campo, eliminando quelle che si discostavano molto da questo profilo; è stata inoltre determinata la magnitudine di questi oggetti.

Questa operazione è stata fatta anche per l'immagine nel filtro *r*. Abbiamo ottenuto così i valori delle magnitudini di tutte le sorgenti identificate come appartenenti all'ammasso.

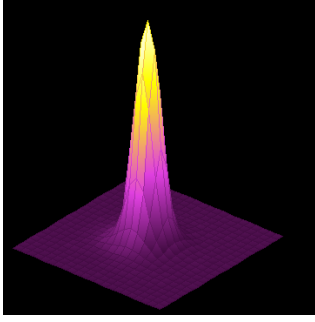


Fig. 3 : Questa immagine rappresenta la PSF media nel filtro *r* dell'ammasso M15 da noi esaminato.

Per arrivare alla magnitudine reale, si utilizza una formula per il calcolo della magnitudine calibrata a partire dalla magnitudine strumentale ottenuta dal fit con la PSF media.

La formula utilizzata è la seguente:

$$m = m_0 + m_s - kx - 25$$

m = magnitudine calibrata

m_0 = costante dipendente dal filtro considerato

m_s = magnitudine strumentale

k = coefficiente di estinzione atmosferica

x = massa d'aria

25 = costante additiva applicata arbitrariamente dal programma per il calcolo di m_s al fine di rendere i valori della magnitudine strumentale positivi.

	x	m_0	k
<i>u</i>	1.133	23.529	0.596
<i>g</i>	1.137	24.384	0.220
<i>r</i>	1.129	24.015	0.140
<i>i</i>	1.131	23.636	0.089
<i>z</i>	1.135	21.853	0.082

Nella tabella precedente sono elencati i valori dei parametri x , m_0 e k per i 5 filtri della SDSS.

Sostituendo i valori numerici nelle formule per g e r , si ottengono le seguenti relazioni:

$$m_g = m_s - 0.86614$$

$$m_r = m_s - 1.14306$$

Ci è sembrato poi opportuno convertire i valori dei filtri *ugriz*, in filtri del sistema fotometrico *UBVRI*.

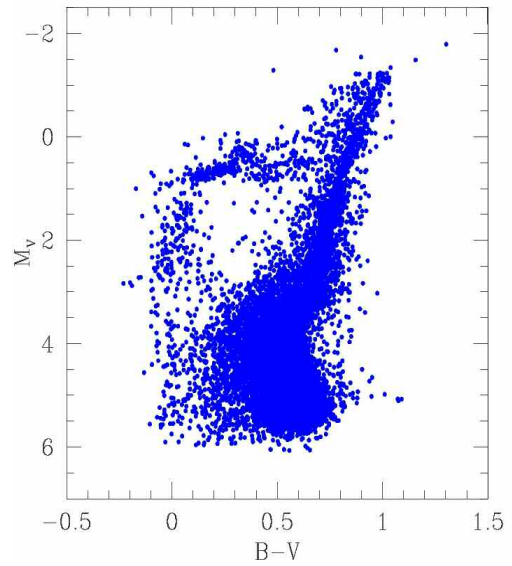


Fig. 4 : Diagramma colore-magnitudine

Quindi abbiamo utilizzato le seguenti formule di conversione:

$$B = g + 0.327 \cdot (g - r) + 0.216$$

$$V = g - 0.587 \cdot (g - r) - 0.011$$

e abbiamo creato un grafico colore-magnitudine (Fig. 4). In particolare in ascissa possiamo osservare il colore $B-V$, e in ordinata la magnitudine assoluta M_v . La magnitudine assoluta è stata ottenuta stimando ad occhio la magnitudine apparente media del ramo orizzontale e tenendo conto che le stelle variabili RR Lyrae che si trovano appunto in questa zona del diagramma, hanno magnitudine assoluta tipica pari a $M_v = 0.7$.

Attraverso la sovrapposizione di curve isocrone per gli ammassi globulari, abbiamo potuto stabilire un'età approssimativa dell'ammasso, che risultava essere 12 Gyr (Fig. 5).

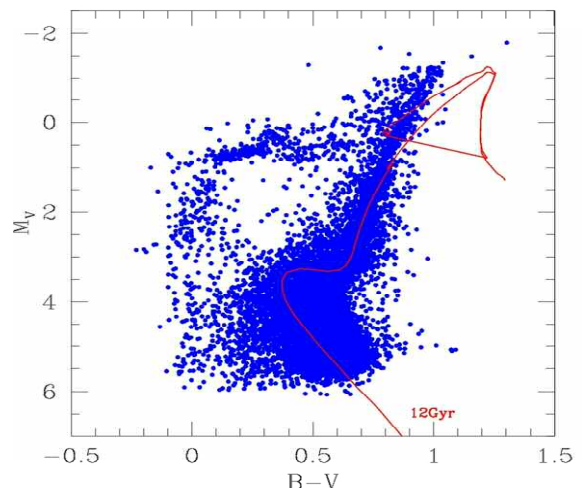


Fig. 5 : Diagramma H-R con isocrona 12 Gyr

DALLO SPAZIO

Dopo aver selezionato l'ammasso globulare NGC 7078 dall'archivio di HST, abbiamo raccolto per ogni immagine le informazioni relative a tempo di esposizione, tipo di filtro, larghezza di banda e lunghezze d'onda centrale.

Avevamo a nostra disposizione due gruppi di immagini: uno con filtro F555W equivalente al colore verde e l'altro F439W equivalente al blu.

Abbiamo diviso le immagini e lavorato separatamente su ogni immagine dei due gruppi fino a quando non è avvenuta la sovrapposizione.

Abbiamo selezionato una stella che è divenuta per noi stella campione, ne abbiamo ricercato le coordinate e inserito i comandi al fine di ritrovarla nelle altre immagini dello stesso gruppo. Abbiamo riportato tutte le coordinate della stella nelle diverse immagini, ne abbiamo calcolato le differenze di ascissa e ordinata riferite alla prima immagine per poter calcolare lo spostamento necessario per poterle sovrapporre perfettamente.

Fatto questo siamo passati alla combinazione delle immagini che devono essere perfettamente allineabili. Questa operazione viene eseguita per eliminare i raggi cosmici, che sono fenomeni casuali che riscaldano il sensore come se fossero fonti luminose; il loro numero tende ad aumentare al prolungarsi del tempo di esposizione.

Abbiamo calcolato la magnitudine strumentale dell'ammasso mediante fotometria di apertura prima e con il fit della PSF campione poi, come avvenuto per le immagini da terra.

La formula che esprime la relazione, tra intensità e la magnitudine è:

$$m_s = -2,5 \log \left(\frac{I_*}{t_{\text{exp}}} \right)$$

dove:

m_s = magnitudine strumentale

I_* = intensità della luce proveniente dalla stella in quella particolare banda fotometrica

t_{exp} = tempo di esposizione

Fatto ciò abbiamo calcolato la magnitudine calibrata, equivalente alla somma della strumentale con m_0 (detta magnitudine al punto-zero, calcolata utilizzando stelle standard per ogni banda).

Dopo aver eseguito le stesse operazioni anche sull'altro filtro, abbiamo allineato le immagini nei due filtri, in modo da avere le stesse sorgenti nella stessa posizione in entrambi i filtri.

Infine abbiamo convertito le magnitudini F439W in B e F555W in V.

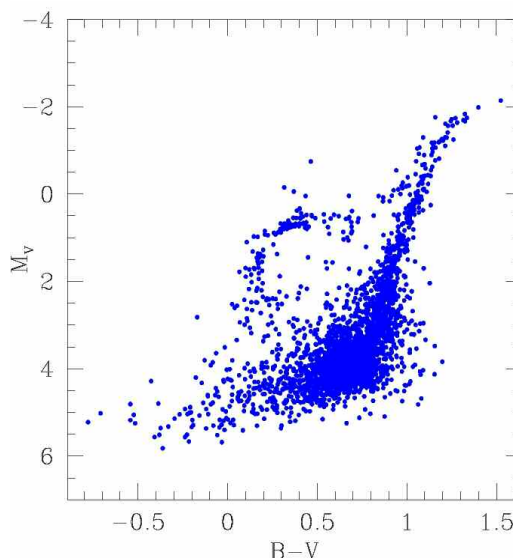


Fig. 6 : Diagramma H-R ottenuti con i dati della WFPC

Abbiamo quindi ricavato il diagramma H-R (Fig. 6) ponendo in ascissa B-V (indici di colore, cioè la differenza di magnitudine tra bande B e V) e in ordinata la M_V (magnitudine assoluta).

Dopo aver valutato la forma generale della disposizione dell'ammasso sul diagramma, abbiamo cancellato i dati non corretti.

Mediante il fit con le isocrone adeguate al particolare ammasso, abbiamo quindi ipotizzato una stima dell'età dell'ammasso che è risultata essere compresa tra 6 e 10 miliardi di anni (Fig. 7). Per confronto sono riportate le isocrone di età 30 e 300 milioni di anni.

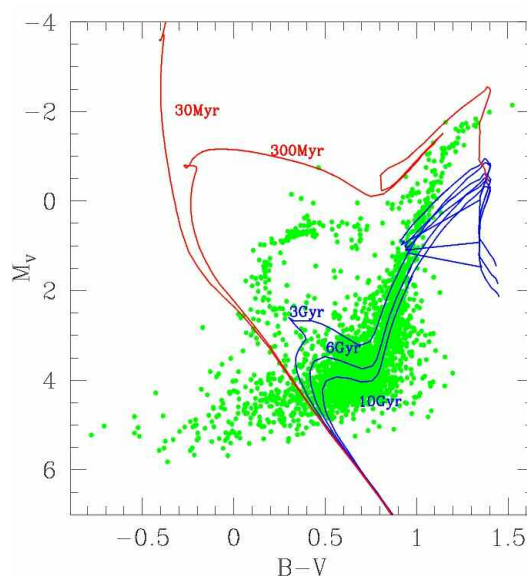


Fig. 7 : Diagramma H-R con isocrone di varia età

IV. RISULTATI

I diagrammi presentati nelle figg. 4, 5, 6 e 7 ci indicano stelle tutte appartenenti all'ammasso. Come si può notare il turn-off dell'ammasso risulta essere accentuato. E' presente il ramo delle giganti e il ramo orizzontale: sapendo che le stelle variabili denominate RR Lyrae sono stelle che nel diagramma H-R si trovano sul ramo orizzontale e sono caratterizzate da magnitudine assoluta media costante e nota, utilizzando il valore trovato da noi per la magnitudine apparente, abbiamo potuto calcolare la distanza dell'ammasso attraverso la formula di Pogson:

$$M = m + 5 - 5 \log d$$

M = magnitudine assoluta delle RR Lyrae
 m = magnitudine apparente delle RR Lyrae
 d = distanza ammasso

Quindi nel nostro caso, poiché il ramo orizzontale si trova a magnitudine apparente $V = 15.7$, si ottiene :

$$d = 10^{\frac{5+m-M}{5}} \approx 10^4 \text{ pc} = 32600 \text{ a.l.}$$

valore presente anche nella letteratura scientifica. Come si può notare, attraverso la sovrapposizione delle isocrone ai due diversi diagrammi H-R, vi sono delle divergenze. Da terra, infatti, il diagramma H-R risulta più completo poiché si può visualizzare anche parte della sequenza principale. Dallo spazio invece, il campo stellare visivo è ristretto, come si osserva nelle figure 1-2, ed inoltre il tempo di esposizione applicato non consente di vedere le stelle più deboli dell'ammasso che vanno a formare il pezzo di sequenza principale che invece si osserva da terra. Poiché è il turn-off che indica l'età dell'ammasso, se la sequenza principale è solo accennata, diventa difficile stimare l'età. Infatti da terra risulta che l'ammasso ha una età di circa 12 miliardi di anni, mentre dallo spazio l'età più probabile risulta essere compresa tra 6 e 10 miliardi di anni.

BIBLIOGRAFIA

SDSS (Sloan Digital Sky Survey, <http://www.sdss.org>)
<http://www.wikipedia.org>
<http://www.pd.astro.it>
<http://www.tiscalinet.it>
<http://www.mporzio.astro.it>

Identificazione di stelle Cefeidi in Centaurus A con dati di Hubble Space Telescope

Luca Mattiello⁽¹⁾, Luca Rigovacca⁽¹⁾, Matteo Scalchi⁽¹⁾, Vivian Tanku⁽²⁾

⁽¹⁾Liceo Scientifico “G.B. Quadri”, Vicenza

⁽²⁾Liceo Sperimentale “Don G. Fogazzaro”, Vicenza

ABSTRACT

The aim of our work was the identification of Cepheids stars in NGC 5128. Observational data came from Hubble Space Telescope public archive; we concentrated our efforts on WF3 field and F555W filter frame. We found three Cepheids candidates; we determined the light curves and the distance module of the galaxy.

I. INTRODUZIONE

Le Cefeidi sono stelle variabili pulsanti, con periodo compreso tra 0,2 e 100 giorni. Nel corso di una pulsazione esse si spostano sul diagramma H-R cambiando tipo spettrale, raggio e temperatura. La variabilità è la caratteristica che distingue questi oggetti dalle altre sorgenti e che consente quindi di identificarli. Un aspetto peculiare e molto importante è la relazione esistente tra il periodo P (in giorni) di queste stelle variabili e la loro magnitudine assoluta M :

$$M = A + B \times \log_{10} P$$

dove A e B sono delle costanti che dipendono, fra l'altro, dalla banda fotometrica impiegata.

La stima della magnitudine apparente m , e la formula:

$$m - M = 5 \times \log_{10} d - 5$$

permettono di determinare la distanza d (in parsec) dell'oggetto che ospita la variabile studiata.

II. DATI OSSERVATIVI

La galassia Centaurus A (Fig. 1) è relativamente vicina ed è di grande interesse per la sua particolare morfologia (abbondante presenza di polveri) e per il fatto di essere un'intensa radiosorgente.



Fig. 1: La galassia Centaurus A (NGC 5128)

I dati riguardanti questa galassia sono riportati nella seguente tabella:

Centaurus A (NGC 5128)	
Tipo morfologico	S0 peculiare
α	13h 25.5m
Δ	-43° 01'
Mag. apparente	7.84
Diametro apparente	18.2'
Costellazione	Centaurus
Redshift	0.00183
Velocità radiale	547 km/s

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Il lavoro è consistito nell'analizzare una serie di immagini di Centaurus A ottenute con il telescopio spaziale Hubble, e presenti in un archivio pubblico. Fra tutte le immagini a disposizione abbiamo concentrato la nostra attenzione su quelle prese con la WF3 e con il filtro F555W, che corrisponde alla banda fotometrica V

di Johnson. Il software utilizzato per la riduzione e l'analisi dei dati è IRAF (NOAO). Il primo problema incontrato è stato quello della rimozione dei raggi cosmici. Allo scopo, durante i *run osservativi*, sono state acquisite coppie di immagini della stessa regione di cielo prese una di seguito all'altra. Dalla loro combinazione è stato possibile eliminare i raggi cosmici, in quanto questi colpiscono il CCD in posizioni casuali. L'elaboratore, analizzando coppie di pixel corrispondenti nelle due immagini, ha scartato quello di maggiore intensità.

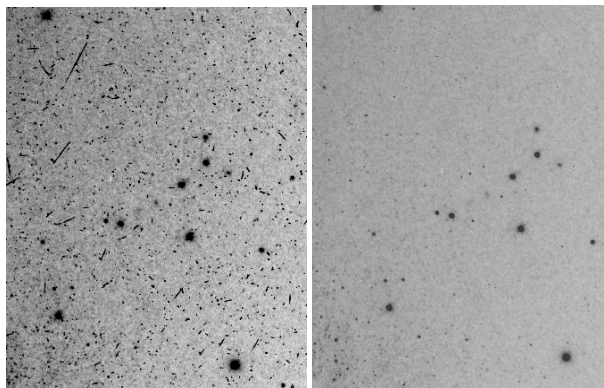


Fig. 2: Una porzione di immagine prima e dopo la procedura di eliminazione dei raggi cosmici.

Pur esistendo tecniche più raffinate, questa procedura è di semplice applicazione e fornisce risultati accettabili come si può vedere dalla Fig. 2.

Tutte le immagini a nostra disposizione sono state quindi allineate, al fine di permettere la ricerca automatica di variabilità stellare. Il programma calcola automaticamente le magnitudini partendo dai conteggi del CCD. L'individuazione delle presunte stelle variabili è stata fatta confrontando tra loro immagini prese in epoche diverse, e considerando gli oggetti le cui magnitudini presentavano un deviazione standard maggiore di 0.75 mag.

Per tutte le variabili individuate, dall'analisi dei grafici giorno giuliano – magnitudine, abbiamo potuto selezionare le stelle che, per le loro caratteristiche, ben si accordavano con la tipologia di Cefeide (Fig. 3).

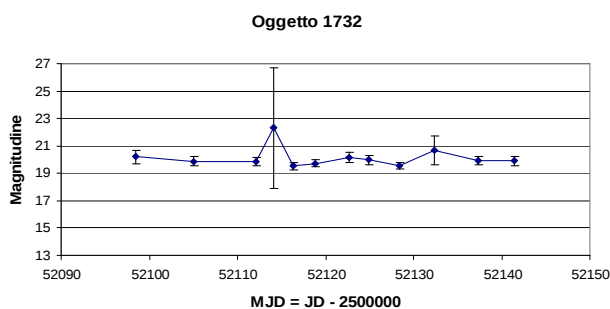


Fig. 3: Curva di luce di una stella variabile che non può essere considerata una Cefeide con sicurezza.

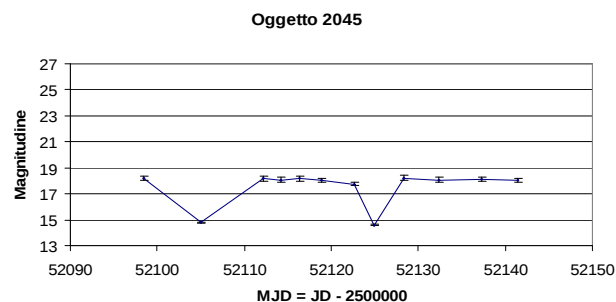


Fig. 4: La curva di luce di una probabile Cefeide

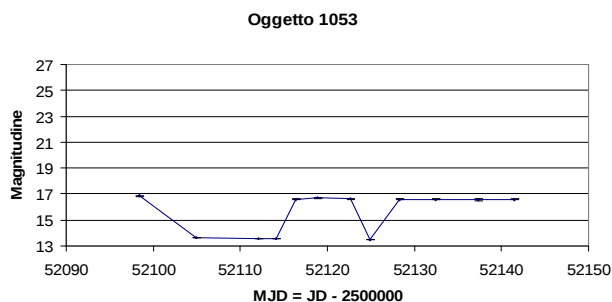
IV. RISULTATI

Complessivamente abbiamo individuato tre oggetti, sui quali ci siamo successivamente concentrati per concludere la nostra ricerca.

Confrontando i nostri risultati con la letteratura (*Ferrarese et al., 2007*), abbiamo constatato che una variabile da noi individuata, la numero 2045, veniva considerata tale anche nell'articolo. Il grafico giorno giuliano – magnitudine di questa stella è mostrato in Fig. 4; qui ne riportiamo i dati in tabella:

Epoca (MJD)	Magnitudine	Errore
52098	18,200	0,185
52105	14,780	0,012
52112	18,178	0,189
52114	18,065	0,176
52116	18,181	0,190
52119	18,045	0,172
52123	17,743	0,126
52125	14,603	0,011
52128	18,229	0,194
52132	18,056	0,180
52137	18,132	0,173
52141	18,029	0,177

Dalle nostre analisi risultano altre due stelle variabili che però non sono state individuate nell'articolo sopraccitato. Riportiamo di seguito anche i loro grafici giorno giuliano – magnitudine e i loro dati in tabella.



Epoca (MJD)	Magnitudine	Errore
52098	16,855	0,056
52105	13,636	0,007
52112	13,557	0,006
52114	13,556	0,006
52116	16,589	0,047
52119	16,683	0,051
52123	16,617	0,048
52125	13,445	0,006
52128	16,595	0,046
52132	16,583	0,049
52137	16,557	0,044
52141	16,595	0,047

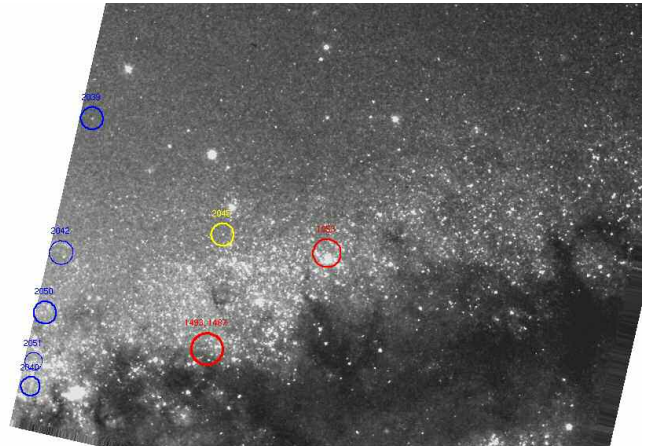
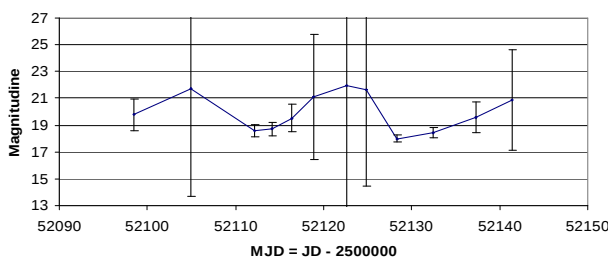


Fig. 5: La zona di cielo considerata con la posizione delle tre probabili Cefeidi e di altre variabili.

Oggetto 1493



Epoca (MJD)	Magnitudine	Errore
52098	19,790	1,197
52105	21,736	8,037
52112	18,592	0,445
52114	18,709	0,497
52116	19,525	1,040
52119	21,113	4,671
52123	21,952	9,660
52125	21,623	7,180
52128	18,001	0,265
52132	18,423	0,392
52137	19,598	1,144
52141	20,900	3,758

Il valore dell'errore sulla magnitudine, così come lo fornisce il programma di analisi, dipende dalla magnitudine stessa: più brillante è la stella e più piccolo è l'errore sulla magnitudine.

La Fig. 5 mostra la posizione di questi tre oggetti. La stella numero 2045 è segnata in giallo, mentre la numero 1053 e la 1493 sono segnate in rosso. I cerchi blu indicano degli oggetti riconosciuti dal programma come variabili. In realtà queste stelle si trovano lungo il bordo di questa immagine, e probabilmente non rientrano nella visuale di altre foto. Pertanto la loro variabilità è solo una conseguenza dell'allineamento di immagini in realtà non perfettamente sovrapponibili.

Una caratteristica delle Cefeidi è quella di mostrare una variabilità regolare. La relazione periodo-luminosità che abbiamo adottato è la seguente (Ferrarese et al., 1996):

$$M = -[2.76 \times (\log_{10} P - 1)] - 4.16$$

La stima del periodo permette quindi di ricavare la magnitudine assoluta e, nota la magnitudine apparente, il modulo di distanza $m - M$. Questo è stato poi corretto per gli effetti dovuti alla risposta strumentale. I risultati sono riassunti nella seguente tabella (periodo in giorni):

N° oggetto	2045	1053	1493
Periodo	18,0	10,6	16,9
m_{media}	18,06	16,58	19,69
M	-4,86	-4,23	-4,79
$m - M + 4,85$	27,77	25,67	26,33

Abbiamo infine confrontato i valori ottenuti per il modulo di distanza con quelli riportati in "Ferrarese et al., 2007". Per l'oggetto 2045 il nostro valore (27,77) è ben confrontabile con quello dell'articolo citato (27,64). Gli altri due oggetti forniscono risultati che non si discostano molto dai valori trovati in letteratura, specie se si tiene conto della loro curva di luce. Essa infatti risulta meno regolare rispetto a quella della 2045, e maggiore è l'incertezza con cui si è potuto ricavare il loro periodo e la loro magnitudine apparente.

Bibliografia:

Ferrarese, L. et al., 2007, ApJ, 654:186
 Ferrarese, L. et al., 1996, ApJ, 464:568
<http://www.spacetelescope.org/images/html/opo9814d.html>
<http://www.astro.northwestern.edu/labs/m100/PLrelation.html>

SECONDO STAGE

13.02.08 – 16.02.08

Liceo Scientifico "Curiel" - Padova

Studenti: Michele Tonellato, Matteo Schiavon, Martino Fassina, Fabio Lorenzi

Insegnante: Proff. Marzia Scalabrin, Remo Facchin

Liceo Scientifico "Fermi" - Padova

Studenti: Marco Palma, Matteo Ceccarello, Beatrice Miccoli, Caterina Kulik

Insegnante: Prof. Renato Macchietto

Liceo Scientifico "Caro" - Cittadella (Padova)

Studenti: Francesco Gobbo, Luca Beghetto, Pierpaolo Toniato

Insegnante: Prof.ssa Adelaide Dipasquale

Istituto Tecnico Industriale "Severi" - Padova

Studente: Enrico Chinello

Insegnante: Prof. Alberto Petrocelli

La nebulosa planetaria NGC2371

Luca Beghetto, Francesco Gobbo, Pierpaolo Toniato

Liceo Scientifico “T. Lucrezio Caro”, Cittadella

ABSTRACT

We have analyzed the spectrum of the planetary nebula NGC2371 considering three different regions, one of them containing the central star. We have obtained its chemical composition through its emission lines, so that we could give an approximation of the density and the temperature of the nebula. We also tried to obtain the surface temperature of the central star by considering a black-body emission.

I. INTRODUZIONE

Una nebulosa planetaria è un oggetto astronomico che si origina dalla dispersione di gas da parte di una stella di piccola massa (generalmente inferiore a 5 masse solari) nell'ultima fase della sua vita. Mentre la stella genitrice si contrae in una nana bianca, il gas eiettato forma una nube di materiale attorno ad essa, chiamata nebulosa planetaria. 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. A seconda della composizione chimica e della potenza della radiazione originatesi dalla nana bianca, la nebulosa può assumere colori diversi come il rosso, il verde e addirittura il blu. In particolare il rosso è il colore che si riferisce all'idrogeno, l'elemento più comune nell'Universo, ionizzato da radiazione ultravioletta.

NGC2371 è una nebulosa planetaria a due lobi (Fig. 1) situata nella costellazione dei Gemelli (Fig. 2). Apparentemente sembra essere costituita da due oggetti separati; pertanto le vennero attribuiti due nominativi, quindi ci si può riferire ad essa indifferentemente come NGC2371 o NGC2372.



Fig. 1: La nebulosa planetaria NGC2371

II. DATI OSSERVATIVI

La nebulosa è stata da noi osservata il 13 Febbraio 2008, con il telescopio di 122cm di diametro dell'Osservatorio Astrofisico di Asiago. Sullo spettrografo è stato montato un reticolo da 300 tratti/mm che ha prodotto uno spettro della nebulosa esteso da 3500Å a 8000Å. La fenditura dello spettrografo era larga 300μ, corrispondenti a circa 3" in cielo. Sono state analizzate tre sezioni diverse della nebulosa con tre differenti pose, rispettivamente da 1200 s, 900 s e 900 s. Prima di analizzare nello specifico lo spettro emesso dalla nebulosa è meglio indicare le sue caratteristiche astronomiche.

Nome: NGC2371

Costellazione: Gemini

Ascensione Retta al 13.02.08: 07° 25'

Declinazione Celeste al 13.02.08: 29° 30'

Magnitudine della stella centrale: 13.0p

Osservazioni:

1. α : 07° 25' 23"; δ : 29° 29' 40"
2. α : 07° 25' 24"; δ : 29° 30' 00"
3. α : 07° 25' 25"; δ : 29° 30' 40"

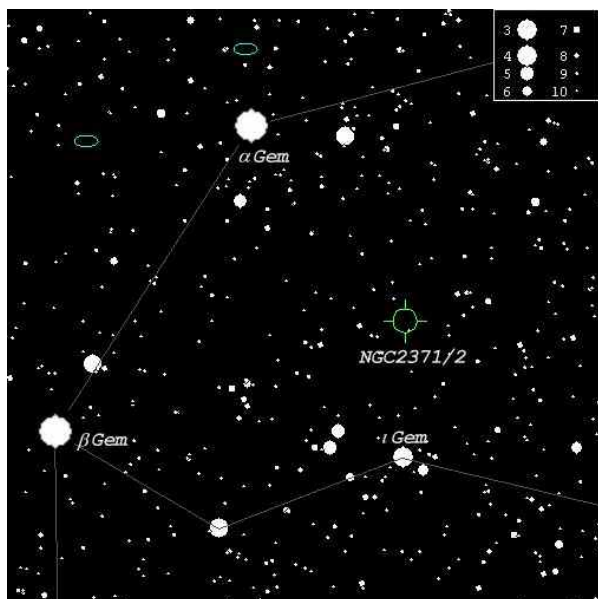


Fig. 2 : Posizione della nebulosa nella costellazione dei Gemelli

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Partendo dalle immagini grezze acquisite la notte precedente ci siamo dedicati alla riduzione dei dati mediante l'utilizzo del programma IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). Per prima cosa abbiamo rimosso l'immagine di Bias ovvero il rumore di fondo intrinseco del CCD. Successivamente abbiamo completato la correzione delle immagini normalizzando la sensibilità dello strumento. Infatti ogni pixel per struttura intrinseca può avere una risposta diversa ai fotoni che lo colpiscono. In Fig. 3 sono esemplificati i passaggi per una delle osservazioni.

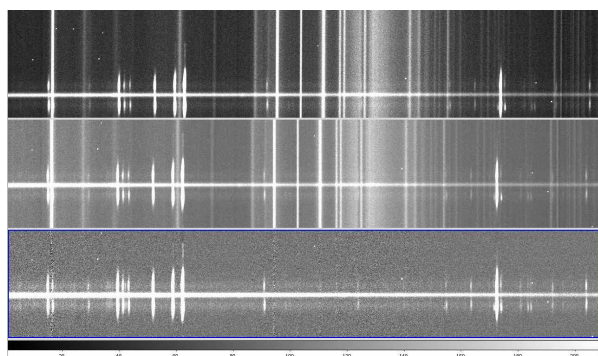


Fig. 3 : (alto) Immagine grezza, (mezzo) Immagine calibrata in lunghezza d'onda e flusso (basso) Immagine definitiva dopo la sottrazione del cielo

Abbiamo proceduto poi alla calibrazione in lunghezza d'onda degli spettri normalizzati, mediante il confronto con lo spettro di una lampada Fe-Ar le cui lunghezze d'onda erano note.

Abbiamo concluso la riduzione dei dati con la calibrazione dell'intensità di flusso, attraverso la comparazione con una stella il cui flusso era noto, e la sottrazione del cielo.

Per tutto il processo di riduzione dati abbiamo utilizzato IRAF, DS9, e OpenOffice.Calc.

Infine, prima dell'analisi dei dati abbiamo diviso ogni spettro rilevato in tre sezioni distinte della nebulosa, per poter analizzare in totale nove regioni.

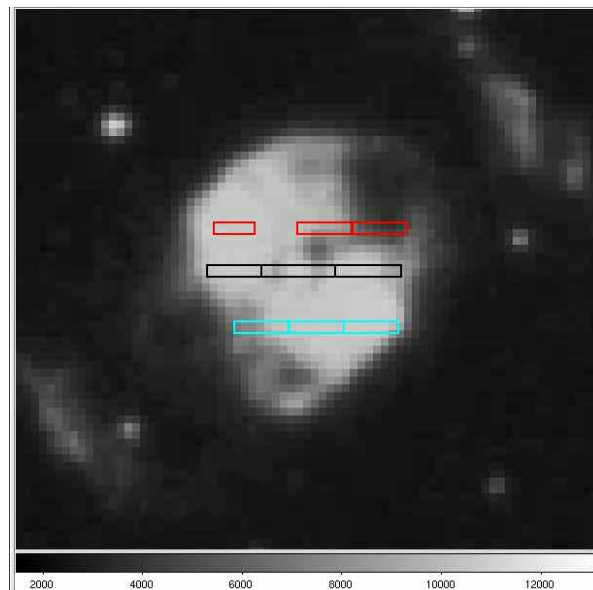


Fig. 3 : Le regioni analizzate (nord in alto, est a sinistra)

Il rapporto $\frac{H\alpha}{H\beta}$ delle regioni analizzate si discostava di poco dal valore teorico di 2,86 (Tab. 1) per cui si è potuto concludere che non vi era mezzo interstellare tale da determinare un sensibile assorbimento delle righe spettrali, pertanto non si sono rese necessarie correzioni ai dati.

$H\alpha$	$H\beta$	$\frac{H\alpha}{H\beta}$
$6,10 \cdot 10^{-13}$	$2,10 \cdot 10^{-13}$	2,90
$6,80 \cdot 10^{-13}$	$2,60 \cdot 10^{-13}$	2,62
$1,96 \cdot 10^{-13}$	$7,37 \cdot 10^{-14}$	2,67

Tab. 1 : Esempio di valori del decremento di Balmer per ciascuna regione (in $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$)

Abbiamo poi analizzato la composizione chimica della nebulosa mediante lo studio delle righe di emissione per ciascuna regione della stessa. Notevole ed interessante è stato il riconoscimento del Cl^{2+} , una riga molto rara che testimonia la notevole massa della stella originaria, e dell' O^{5+} (Fig. 4) che, presente in grandi quantità, caratterizza in modo univoco lo spettro della stella ed è indice dell'elevata temperatura¹.

Successivamente, dopo aver individuato le righe di emissione dell' O^{2+} e dello S^{+} , una volta calcolati i loro flussi, per mezzo di un pacchetto di IRAF, abbiamo

¹ J.B.Kaler, L.Stanghellini, R.A.Shaw, NGC2371: a high excitation planetary nebula with O^{VI} nucleus, from Astron. Astrophys. 279 (1993)

effettuato una stima della densità elettronica e della temperatura delle varie regioni. Infine abbiamo tentato di dare una stima della temperatura superficiale della stella centrale confrontando lo spettro della stella con uno spettro di corpo nero a diverse temperature, nonostante disponessimo solo dello spettro del visibile.

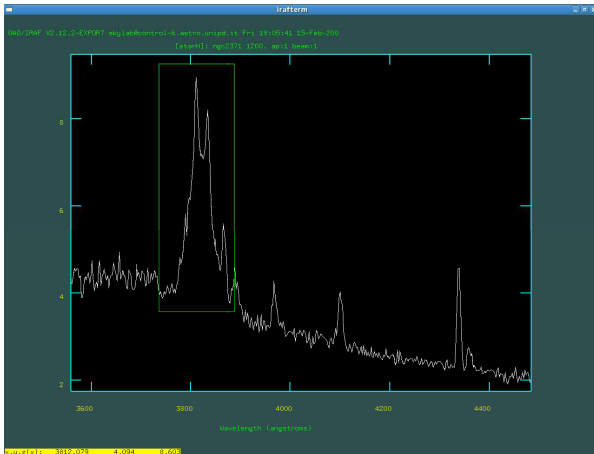


Fig. 4 : Particolare dello spettro della stella: le righe dell' [OVI]

IV. RISULTATI

Abbiamo compiuto un'analisi specifica di riconoscimento delle righe dello spettro esclusivamente nella zona a nord della stella con i seguenti risultati mediante il confronto con un elenco di elementi comuni (Tab. 2).

Lunghezza d'onda (Å)	Elemento
3969	[Ne III]
4102	H δ
4340	H γ
4363	[O III]
4686	He II
4740	[Ar IV]
4861	H β
4959	[O III]
5007	[O III]
5412	He II
5538	[Cl III]
5876	He I
6313	[S III]
6435	[Ar V]
6563	H α
6716	[S II]
6731	[S II]
7006	[Ar V]
7138	[Ar III]
7175	He II

Tab. 2 : Elenco di righe in emissione visibili negli spettri delle nebulose.

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:

$$\frac{I(4959) + I(5007)}{I(4363)} = \frac{3.29 \cdot 10^4 T_e}{7.73 \cdot e^{T_e}} \cdot \frac{N_e}{1 + 4.5 \cdot 10^{-4} \cdot \frac{N_e}{\sqrt{T_e}}}$$

$$N_e = \frac{I(6716)}{I(6731)},$$

dove N_e è la densità elettronica e T_e la temperatura elettronica.

Facendo ricorso a un programma di IRAF che fa questi calcoli, abbiamo ottenuto i seguenti risultati:

Zona	Densità ($e \cdot cm^{-3}$)	Temperatura ($^{\circ}K$)
Centro sx	952	15700
Centro	111	19500
Centro dx	4100	17000
Nord sx	5374	20250
Nord	589	15000
Nord dx*	<100	?
Sud sx	2870	19000
Sud	495	18000
Sud dx	1180	13000

Tab. 3 : Risultati di densità e temperatura per ogni regione osservata. (*)Non è stato possibile determinare correttamente la misura in questa regione perché l'intensità della riga dello zolfo era troppo bassa per poterla distinguere dal rumore di fondo.

Si noti come la densità elettronica sia estremamente variabile nelle diverse regioni. Questo è indice del fatto che la nebulosa è assolutamente disomogenea e spiega come sia possibile vedere la stella al suo interno. Al contrario la temperatura è decisamente più uniforme (Tab. 3).

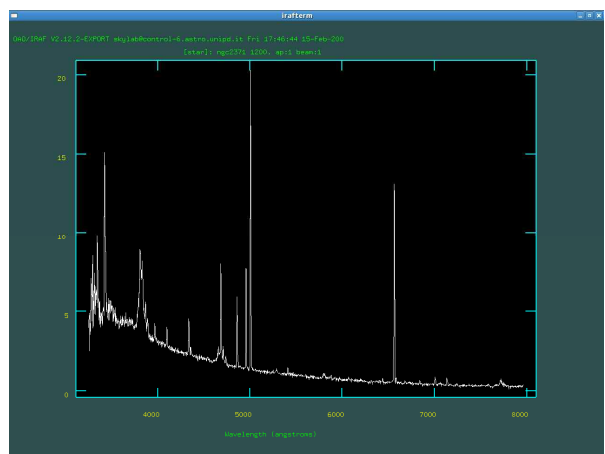


Fig. 5 : Lo spettro della zona centrale che contiene la stella

L'ultima analisi ci ha portato a dare una stima della temperatura superficiale della stella utilizzando lo spettro della regione centrale della nebulosa (Fig. 5), dove si nota un continuo con intensità crescente verso le lunghezze d'onda più corte, emesso dalla stella, e le righe spettrali in emissione della nebulosa.

Abbiamo ottenuto un valore compreso tra 50 000 K e 100 000 K (Fig. 6), ma non siamo stati in grado di fornire una stima migliore, poiché non avevamo a disposizione la parte più rilevante della curva di spettro della stella, ossia quella contenente il picco d'emissione, che ci avrebbe permesso di dare una misura più accurata.

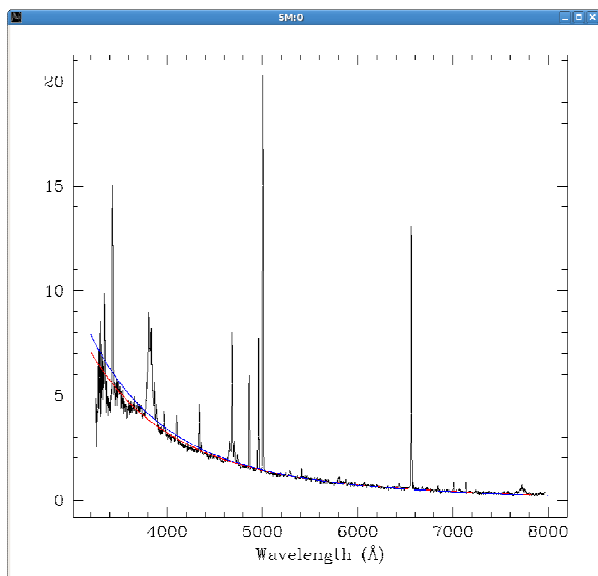


Fig. 6 : Confronto tra lo spettro della nebulosa che contiene la stella centrale e curve di corpo nero a 50 000 K (rosso) e a 100 000 K (blu)

Spettroscopia della nebulosa M42

Matteo Ceccarello, Caterina Kulyk, Beatrice Miccoli, Marco Palma

Liceo Scientifico “E. Fermi”, Padova

ABSTRACT

In our experience at the Asiago Observatory we examined the spectrum of three different regions of the Orion Nebula: the first contained one of the star of the Trapezium Region, the second contained a very bright star situated south from the Trapezium and the third one contained no stars, but only a region of ionized gas. Afterwards, we made our data suitable for scientific purposes through Bias, Flat-Field and other corrections and then we studied the intensity of the [O III] and [S II] emissions in order to obtain the temperature and density of the regions.

I. INTRODUZIONE

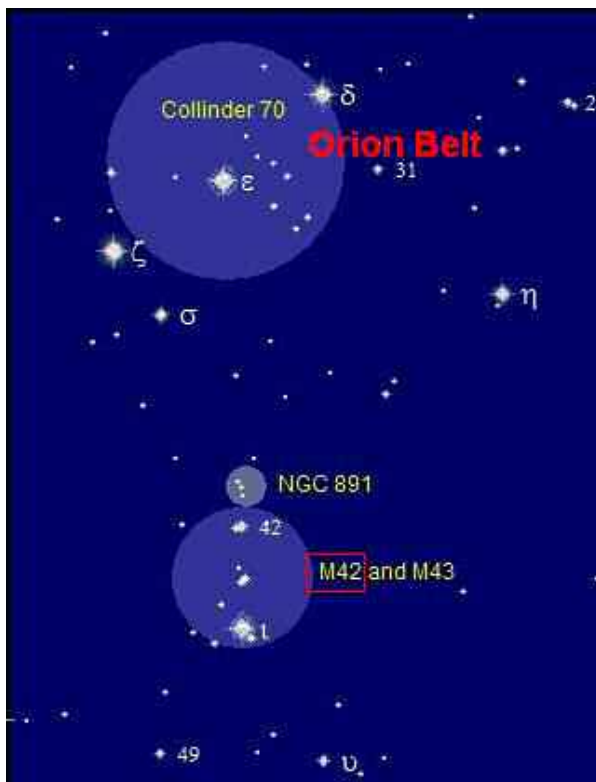


Fig. 1: La posizione della nebulosa di Orione (M42)

La nebulosa di Orione (nota anche come Messier42, M42 o NGC 1976), osservata per la prima volta nel

1610 da Nicolas-Claude Fabri de Peiresc, è situata a sud della cintura della costellazione di Orione, a 1270 anni luce dalla terra (Fig. 1). Essa è una delle parti visibili di una nube molecolare gigante che si estende attraverso tutta la costellazione ed è una zona di intensa formazione stellare. La nebulosa è composta da nubi di gas neutro, diverse stelle e volumi di gas ionizzato, che la rendono visibile a occhio nudo. In particolare, nella nebulosa di Orione troviamo una delle regioni HII più brillanti della volta celeste. Le regioni HII sono regioni di gas ionizzato da fotoni emessi da stelle molto calde (di classe spettrale O e B), in cui gli elettroni liberi si ricombinano con gli atomi provocando un'emissione di fotoni. Le dimensioni della regione di gas ionizzato coincidono con la sfera di Strömgren (Fig. 2), all'esterno di tale sfera non ci sarà più alcun fotone ionizzante e il gas sarà neutro.

Un'altra caratteristica delle regioni HII è la presenza nello spettro delle cosiddette righe proibite, che sono date da transizioni, in teoria non possibili, fra livelli di energia detti metastabili. In particolare, osservando le righe proibite [O III] e [S II] di tre regioni di M42 che abbiamo scelto di esaminare, e calcolando i rapporti delle loro intensità abbiamo misurato la temperatura e la densità del gas.

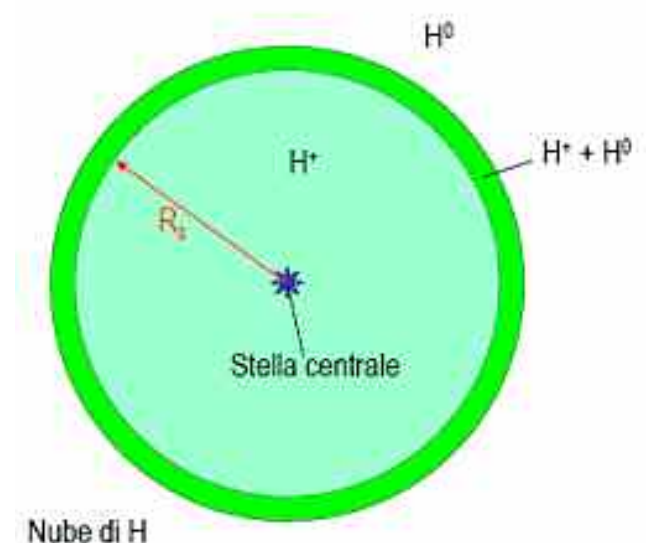


Fig. 2: Sfera di Strömgren

II. DATI OSSERVATIVI

La nebulosa è stata osservata da noi il 13 Febbraio 2008, con il telescopio di 122cm di diametro dell'Osservatorio Astrofisico di Asiago, puntato secondo le coordinate:

Ascensione retta: $05^h 35^m 17.3^s$

Declinazione: $-05^\circ 23' 28''$

La magnitudine apparente della nebulosa è di +3.0.

La sua distanza è approssimativamente di 1,270 anni luce.

Abbiamo ricavato gli spettri di tre distinte zone della nebulosa (Fig. 3): la prima zona, chiamata da noi *M42a*, corrisponde al Trapezio, la seconda, *M42b*, ad una regione a sud del Trapezio comprendente una stella particolarmente luminosa e la terza, *M42c*, ad una regione di gas priva di stelle.

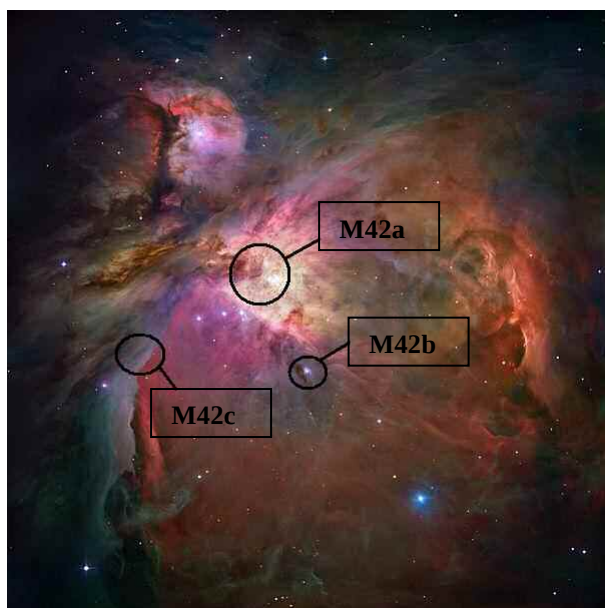


Fig. 3: Le tre regioni della nebulosa osservate col telescopio

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Per tutte e tre le zone abbiamo effettuato tre pose con tempi di esposizione di 1 min, 3 min e 10 min.

Dopo aver ricavato gli spettri grezzi delle tre regioni della nebulosa, abbiamo elaborato i dati utilizzando il programma IRAF, in modo da ottenere dati utilizzabili per scopi scientifici.

Ecco le correzioni che abbiamo apportato:

1. BIAS

Per prima cosa, bisogna effettuare la correzione per BIAS, ossia la sottrazione del rumore di fondo del CCD, dovuto all'agitazione termica degli elettroni. Il BIAS costituisce una sorta di intensità di base e va sottratta a tutte le immagini scientifiche (Fig. 4).

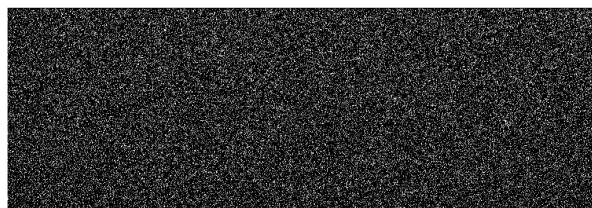


Fig. 4: Immagine di Bias

2. FLAT-FIELD

Ogni zona del CCD reagisce in maniera differente alla radiazione da cui viene colpita in quanto ogni singolo pixel reagisce diversamente quando è colpito dalla luce. Quindi, per effettuare la correzione, si illumina la cupola chiusa con dei fari e si prende lo spettro della zona illuminata. Lo spettro ottenuto (Fig. 5) ci fornisce una sorta di "mappa" della sensibilità del CCD. L'immagine scientifica andrà quindi calibrata in modo da compensare le deformazioni dovute alla diversa sensibilità.

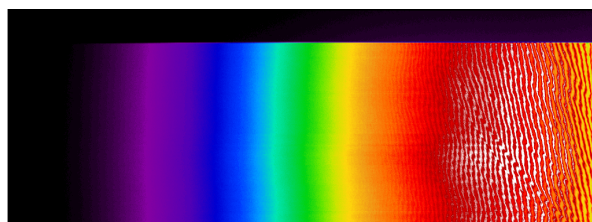


Fig. 5: Spettro di Flat-Field

3. CALIBRAZIONE IN λ

Confrontando lo spettro grezzo con quello di una lampada al Ferro-Argon (le cui righe spettrali hanno lunghezze d'onda note), è stato possibile cambiare l'unità di misura delle lunghezze d'onda da pixel ad Angström (Fig. 6).

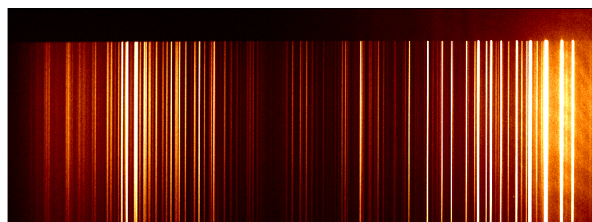


Fig. 6: Spettro della lampada Ferro-Argon

4. CALIBRAZIONE IN FLUSSO

Tramite lo spettro di una stella di cui conosciamo il flusso alle diverse lunghezze d'onda, abbiamo corretto la deformazione dello spettro grezzo dovuta alla diversa sensibilità del CCD alle diverse lunghezze d'onda.

5. SOTTRAZIONE DEL CIELO

L'atmosfera terrestre contribuisce allo spettro osservato con un'intensità di fondo e con numerose righe spettrali; si procede quindi a sottrarre lo spettro di una zona di cielo priva di sorgenti celesti per eliminare questo contributo (Fig. 7).

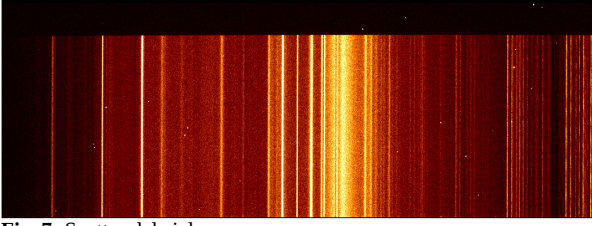
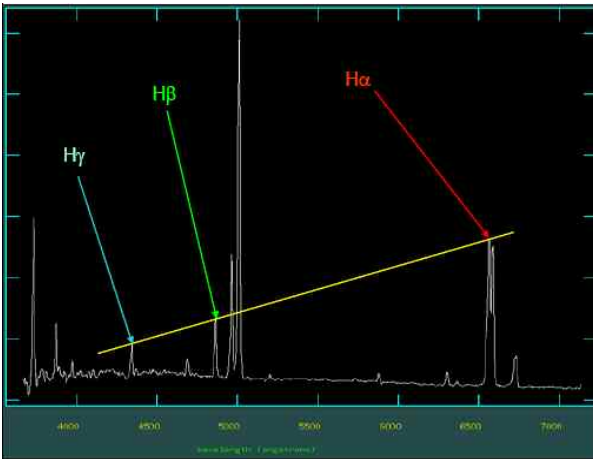


Fig. 7: Spettro del cielo

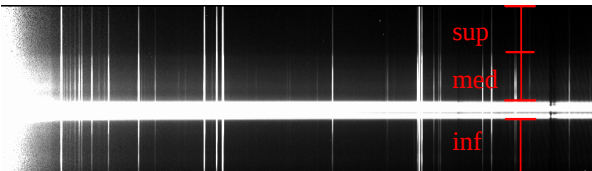
Infine si è dovuto correggere lo spettro per l'effetto della presenza del mezzo interstellare. Infatti le polveri e i gas presenti fra noi e la nebulosa assorbono parte della radiazione emessa, attenuando in maniera più evidente le righe di più bassa lunghezza d'onda. Quindi si misura il rapporto delle intensità delle righe $H\alpha$ e $H\beta$, che dovrebbe essere teoricamente pari a 2,86. Infatti le intensità delle righe di emissione dell'idrogeno della serie di Balmer ($H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$) hanno rapporti costanti, formando il cosiddetto decremento di Balmer, evidenziato nella seguente figura:



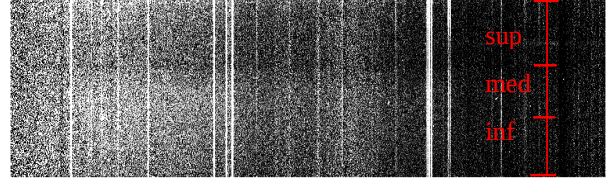
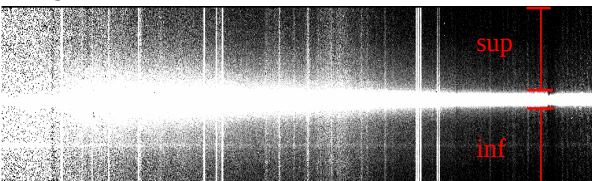
Trovare valori differenti da 2,86 significa che il mezzo interstellare ha provocato una deformazione dello spettro. Si procede quindi al calcolo del coefficiente che servirà a correggere questa deformazione e alla correzione dei valori.

A questo punto gli spettri sono pronti per essere analizzati. Le tre zone che abbiamo esaminato sono state a loro volta divise in fasce per isolare le stelle presenti dal gas ionizzato che le circonda.

M42a



M42b



Nello spettro di ciascuna zona abbiamo misurato i flussi delle tre righe di [O III] e delle due di [S II] ottenendo i seguenti valori (in unità di $\text{erg cm}^{-2} \text{sec}^{-1}$):

	[O III] 4363	[O III] 4959	[O III] 5007
m42a_inf	$1,49 \times 10^{-12}$	$2,46 \times 10^{-10}$	$7,29 \times 10^{-10}$
m42a_md	$5,12 \times 10^{-12}$	$4,84 \times 10^{-10}$	$14,3 \times 10^{-10}$
m42a_sup	$9,05 \times 10^{-13}$	$0,89 \times 10^{-10}$	$2,67 \times 10^{-10}$
m42b_inf	*	$1,65 \times 10^{-13}$	$5,09 \times 10^{-13}$
m42b_sup	*	$1,95 \times 10^{-13}$	$5,61 \times 10^{-13}$
m42c_inf	$1,73 \times 10^{-13}$	$0,96 \times 10^{-12}$	$2,90 \times 10^{-12}$
m42_md	$2,21 \times 10^{-14}$	$1,65 \times 10^{-13}$	$4,68 \times 10^{-13}$
m42_sup	*	$4,08 \times 10^{-13}$	$12,3 \times 10^{-13}$

	[S II] 6731	[S II] 6716	
m42a_inf	$1,58 \times 10^{-11}$	$1,10 \times 10^{-11}$	
m42a_md	$2,32 \times 10^{-11}$	$1,33 \times 10^{-11}$	
m42a_sup	$7,55 \times 10^{-12}$	$6,45 \times 10^{-12}$	
m42b_inf	$1,80 \times 10^{-13}$	$2,33 \times 10^{-13}$	
m42b_sup	$0,94 \times 10^{-13}$	$1,20 \times 10^{-13}$	
m42c_inf	$1,82 \times 10^{-13}$	$2,31 \times 10^{-13}$	
m42_md	$3,40 \times 10^{-14}$	$3,78 \times 10^{-14}$	
m42_sup	$2,32 \times 10^{-13}$	$2,92 \times 10^{-13}$	

(*) Purtroppo per queste zone non è stato possibile misurare il flusso della riga [O III] a 4363 Å in quanto tale riga era andata persa probabilmente durante la sottrazione del cielo. Infatti fra le righe in emissione prodotte dal cielo c'è la riga del Hg a 4358 Å. Se la risoluzione spettrale non è elevata, nella sorgenti galattiche o a bassissimo redshift questa riga si sovrappone a quella di [O III] rendendo spesso molto difficile la sua identificazione.

Attraverso le seguenti formule

$$\frac{I(4959) + I(5007)}{I(4363)} = \frac{7.73 \cdot e^{\frac{3.29 \cdot 10^4}{T_e}}}{1 + 4.5 \cdot 10^{-4} \cdot \frac{N_e}{\sqrt{T_e}}}$$

$$N_e = \frac{I(6716)}{I(6731)}$$

ed eseguendo i calcoli con il programma IRAF abbiamo calcolato una stima della temperatura e della densità delle varie zone della nebulosa.

IV. RISULTATI

L'analisi dei dati ci ha portati alle seguenti misure di temperatura e densità per le varie zone della nebulosa.

	Temperatura (°K)	Densità (e^-/cm^3)
m42a_inf	7400	2100
m42a_md	8500	5100
m42a_sup	8400	1000
m42b_inf	*	*
m42b_sup	*	*
m42c_inf	31000	150
m42c_md	25000	500
m42c_sup	*	*

(*) A causa dell'impossibilità di misurare il flusso della riga di [O III] a 4363 Å non è stato possibile applicare le formule per calcolare temperatura e densità.

Osservando i risultati ottenuti per quanto riguarda la densità risulta evidente che all'interno della nebulosa di Orione il gas non è distribuito in maniera omogenea. Infatti la densità è molto più elevata nella regione del Trapezio, e in special modo nelle zone indicate con *m42a_md* e *m42a_inf*, che sono adiacenti alle stelle. Questo può essere spiegato col fatto che in quella regione nuove stelle si stanno formando.

L'alta densità del gas fa sì che gli scontri tra particelle siano più frequenti, e ciò si riflette nell'intensità delle righe di [O III], che risultano più marcate in questa zona che nella regione *m42c*, meno densa: infatti in *m42a* l'intensità di [O III] 5007 è dell'ordine di 10^{-10} erg cm⁻² sec⁻¹, mentre in *m42c* è dell'ordine di 10^{-12} . Quindi l'energia cinetica posseduta dagli atomi del gas si trasforma in radiazione che si disperde nello spazio. Dato che la temperatura può essere intesa come una rappresentazione della velocità delle particelle del gas nel loro moto casuale, se parte dell'energia cinetica viene dispersa sotto forma di radiazione, la temperatura deve necessariamente diminuire. Questo spiega i valori di temperatura di questa regione, nettamente inferiori rispetto a quelli di *m42c*.

Nella regione *m42c* la situazione è radicalmente diversa. Anzitutto non sono presenti stelle, ma solo gas. Dall'analisi dello spettro si evince come la densità sia molto bassa mentre, al contrario, la temperatura sia molto elevata. Si ha quindi una situazione opposta rispetto alla zona *m42a*: la bassa densità non permette numerosi scontri fra elettroni liberi e atomi, quindi le righe proibite che deriverebbero da questi scontri si manifestano con minore intensità. Nel contempo il gas riesce a mantenere la sua temperatura più elevata.

Con i dati in nostro possesso possiamo anche azzardare una previsione sulla possibilità di formazione di nuove stelle in questa zona. Data la bassa densità del gas è improbabile che si formino nuove stelle, a meno di eventi che modifichino la situazione, portando alla

formazione di zone di maggiore densità in grado di attirare masse sempre maggiori di gas. Ad esempio l'onda d'urto provocata dallo scoppio di una vicina supernova potrebbe dare l'avvio a questo processo.

Ovviamente si tratta di un'ipotesi, in quanto abbiamo suddiviso la regione solamente in tre zone, e quindi potrebbero esserci piccole regioni a più alta densità. Tuttavia i valori di densità media ottenuti (150 e 500 e^-/cm^3) sembrerebbero escludere quasi completamente la possibilità dell'esistenza di tali zone.

Studio delle galassie ARP63 e M82

Martino Fassina⁽¹⁾, Matteo Schiavon⁽¹⁾, Fabio Lorenzi⁽¹⁾,
 Enrico Chinello⁽²⁾, Michele Tonellato⁽¹⁾

⁽¹⁾Liceo scientifico E.Curiel – Padova

⁽²⁾ ITIS F.Severi - Padova

ABSTRACT

During our experience we have studied two galaxies: M82 and ARP63. We used the “Galileo telescope” (122cm) of the Asiago Observatory, and we made measures and computations in order to obtain their distance, velocity, star formation rate and other information.

I. INTRODUZIONE

E' noto che, poiché le galassie sono in continuo allontanamento, i loro spettri sono affetti dal fenomeno del **redshift**.

Il calcolo del redshift è dunque il primo passo per procedere a qualsiasi altra misurazione. Da esso è possibile ricavare la velocità di allontanamento della galassia e, misurandola in varie zone della galassia stessa, è possibile ottenere la curva di rotazione.

Applicando il teorema del Viriale si può quindi stimare la massa della galassia.

Infine, dal calcolo del flusso e poi della luminosità della riga di emissione $H\alpha$, si ricava il tasso di formazione stellare SFR.

II. DATI OSSERVATIVI



Fig. 1 : La galassia M82



Fig. 2 : La galassia Arp63

Durante lo stage all'Osservatorio Astrofisico di Asiago abbiamo osservato due galassie: M82 (Fig. 1) e Arp63 (Fig. 2). Per entrambe le galassie è stato utilizzato un reticolo da 300 tratti/mm che ci ha permesso di ottenere uno spettro esteso da 3600 fino a 8000 Å. Gli spettri delle due galassie mostrano righe in emissione caratteristiche della presenza di regioni di formazione stellare.

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Il primo passo è stato l'acquisizione dei dati tramite dei sensori digitali che funzionano per effetto fotoelettrico e termoelettrico. Dopo aver acquisito i dati sono state necessarie un certo numero di correzioni degli errori strumentali per trasformare il dato grezzo in dato scientifico.

Correzione del Bias: si tratta dell'intensità catturata a otturatore chiuso e con un tempo di posa praticamente nullo. Poiché questa intensità ha una variazione casuale, è necessario ricavare più di un bias, e poi sottrarre all'immagine ottenuta la media di questi. In tali operazioni gli spettri vengono trattati come matrici di numeri: i vari pixel

corrispondono alle caselle, e ad ognuno di essi è associato un numero, la sua intensità. La media tra i bias, quindi, non è altro che la media aritmetica tra le intensità corrispondenti a uno stesso pixel, identificato da una determinata posizione. Nel bias medio si appianano le differenze casuali tra pixel e pixel che si notano invece nei singoli bias.

Correzione per flat-field: bisogna tenere presente che non tutti i pixel danno la stessa risposta alle stesse stimolazioni, cioè la capacità di catturare fotoni non è distribuita tra di essi in modo omogeneo. I rilevatori CCD attualmente in uso sono alquanto sottili, e permettono un'alta efficienza (80-90 %), anche se con alcuni effetti collaterali (alcuni fotoni li attraversano creando fenomeni d'interferenza). D'altra parte, la loro efficienza quantica diminuisce nelle lunghezze d'onda del blu. Il flat-field è uno spettro ricavato con la cupola chiusa e l'interno illuminato con luce diffusa da una lampada alogena, che emette uno spettro continuo. Per le ragioni appena esposte (minore efficienza quantica nelle zone del blu) tale spettro, in un grafico $I(\lambda)$ contro λ si configura come una curva crescente, che assume i valori più bassi appunto nelle zone di λ corrispondenti al blu. Ma, a causa delle disomogeneità tra i pixel, tale curva non è una perfetta funzione matematica, bensì presenta delle piccole variazioni, che la discostano dalla curva attesa. Sono tali variazioni che è necessario interpolare con una funzione matematica precisa, che è tanto più precisa tanto maggiore è l'ordine del polinomio che la identifica.

Normalizzazione: consiste nel dividere l'intensità di ogni pixel ricavata nel flat-field per l'intensità assegnata allo stesso pixel dalla funzione matematica. Se l'approssimazione è buona, in ogni punto il risultato dovrebbe essere circa uguale a 1.

Calibrazione in lunghezze d'onda: è l'operazione che consente di passare da pixel a Angstrom, per trasformare le coordinate del pixel in unità di lunghezze d'onda. Per fare ciò ci siamo serviti di uno spettro (corretto solo per bias) di una lampada ferro-argon agganciata allo spettrografo stesso. Dato che tale lampada emette a lunghezze d'onda note, siamo stati in grado di riconoscerle nello spettro da noi ricavato, per trovare così la funzione di conversione dei pixel in Angstrom.

Calibrazione in flusso (Fig. 3): tramite il confronto con lo spettro di una stella nota (Feige 32), le intensità dei vari pixel sono state convertite in unità di misura fisiche ($\text{erg cm}^{-2} \text{sec}^{-1} \text{\AA}^{-1}$).

Infine, per ottenere lo spettro effettivo della galassia, è stato necessario togliere il contributo del cielo (Fig. 4).

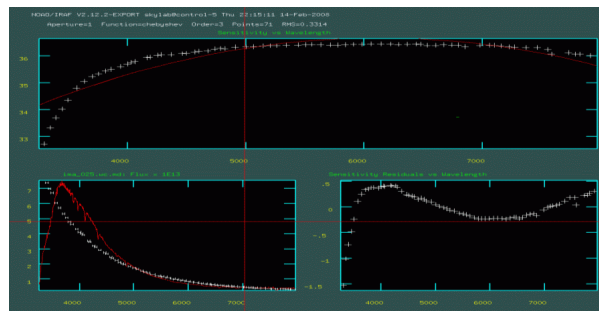


Fig. 3 : Determinazione della funzione per la calibrazione in flusso degli spettri

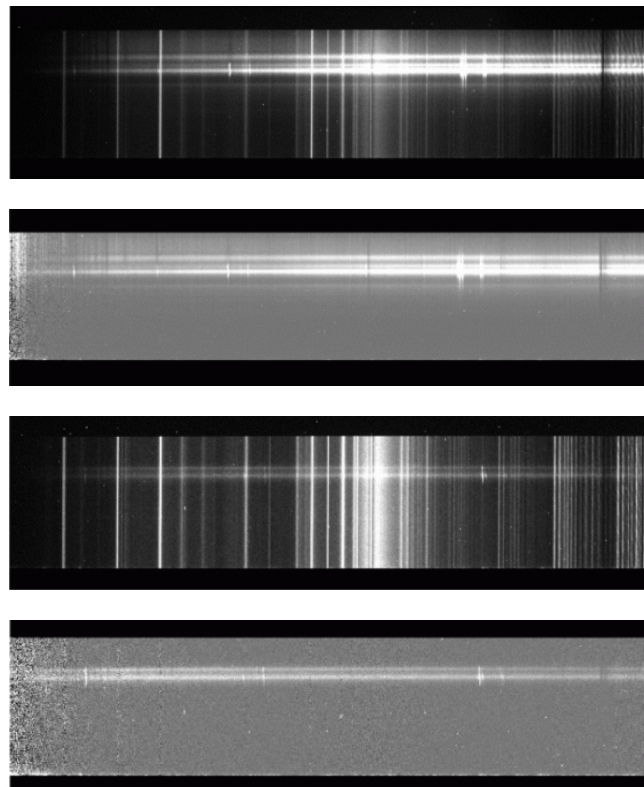


Fig. 4 : Spettri di M82 (i primi due in alto) e Arp63 (i due in basso) prima e dopo la correzione e l'eliminazione del cielo.

IV. RISULTATI

Bisogna però tenere conto che la radiazione, prima di giungere sino a noi, subisce un assorbimento ad opera di materia interstellare (gas e polveri), che è maggiore alle lunghezze d'onda inferiori. Per quantificare tale assorbimento si sono calcolati negli spettri i flussi delle righe $H\alpha$ e $H\beta$. Dal confronto di tali flussi con il decremento di Balmer teorico per un gas ionizzato a una temperatura di 10 000 K :

$$\frac{f_{H\alpha}}{f_{H\beta}} = 2.86$$

si ottiene il coefficiente di estinzione interstellare c . Da qui si può ricavare il valore

$$A_V = 2,147 \cdot c$$

il quale rappresenta il numero di magnitudini perse per colpa dell'estinzione. Si può a questo punto calcolare il flusso reale ad una qualsiasi lunghezza d'onda λ con la formula:

$$I_\lambda = f_\lambda \times 10^{0,1386 \cdot A_V} \quad (\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$$

dove I_λ rappresenta il flusso reale e f_λ quello da noi rilevato.

Lo spettro della galassia M82 è stato diviso in 3 parti (Fig. 5), mentre quello di ARP63 in quattro (Fig. 6), aventi tutte circa la medesima ampiezza in pixel, e corrispondenti a diverse regioni della galassia stessa.

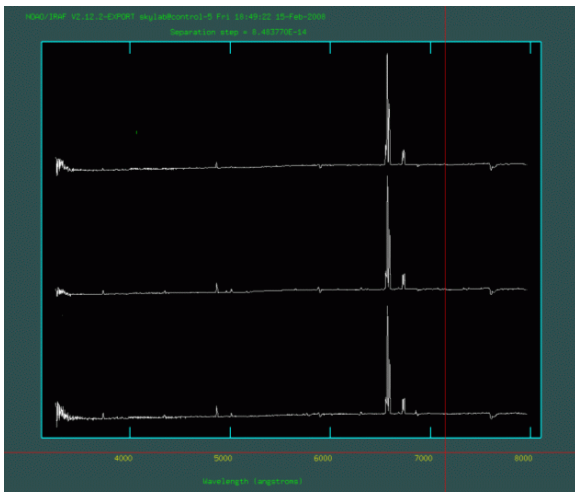


Fig. 5 : Spettro riassuntivo delle tre regioni di M82

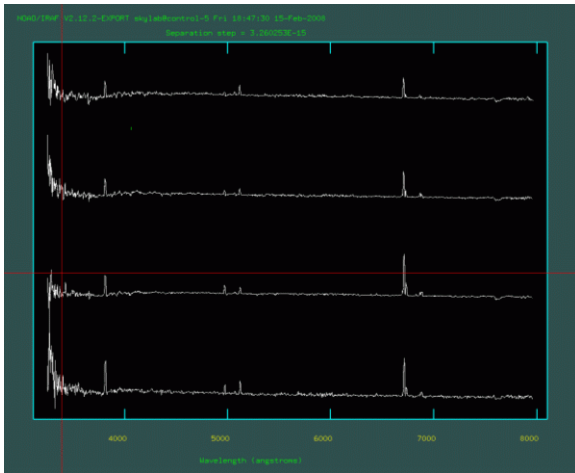


Fig. 6 : Spettro riassuntivo delle quattro regioni di ARP63

Per ognuna delle sette parti sono stati quindi individuati dai grafici I_λ vs. λ i picchi corrispondenti alle emissioni di elementi noti ([O II] 3727; [O III] 5007; [S II] 6716,6731; [N II] 6584). Abbiamo quindi misurato i flussi di tali emissioni e, con la formula sopra indicata, abbiamo ricavato i flussi reali dovuti alle emissioni di tali elementi.

A causa dell'allontanamento della galassia in questione, le righe ci appaiono spostate verso il rosso (redshift).

Abbiamo potuto così calcolare, nella regione centrale di ciascuna galassia, il redshift (z):

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

Dove λ è la lunghezza d'onda misurata sperimentalmente e λ_0 la lunghezza d'onda prevista. Usando il valore così trovato siamo stati in grado di calcolare la distanza delle due galassie dalla Terra attraverso la relazione:

$$d = \frac{c \cdot z}{H_0}$$

dove c è la velocità della luce e H_0 la costante di Hubble.

Per entrambe le galassie si è potuto calcolare la luminosità L della riga H α tramite la relazione:

$$L_{H\alpha} = 4\pi \cdot d^2 I_{H\alpha} \quad (\text{erg sec}^{-1})$$

dove $I_{H\alpha}$ è il flusso reale dell'H α e d la distanza della galassia. Da questa si è determinato la SFR (*Star Formation Rate*), cioè il tasso di formazione stellare della galassia espresso in masse solari all'anno, grazie alla relazione:

$$SFR = 7,9 \cdot 10^{-42} L_{H\alpha} \quad (M_\odot / \text{anno})$$

Per ognuna delle due galassie abbiamo sommato la SFR delle varie zone, per ottenere il valore totale nell'area osservata. Per quanto riguarda M82 è stato possibile inoltre determinare quello complessivo, poiché si è potuto stimare l'area totale della galassia, approssimabile a un'ellisse (Fig. 7).

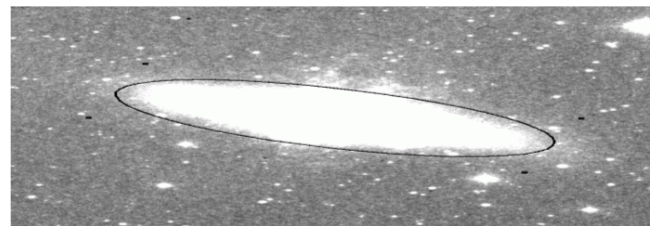


Fig. 7 : Approssimazione di M82 ad un'ellisse

La SFR, per M82, è risultata particolarmente elevata ($154 M_\odot / \text{anno}$). L'alto tasso di formazione, soprattutto nella parte centrale, provoca la presenza di forti venti stellari che spingono verso l'esterno grandi quantità di materiale stellare. Tali getti vengono designati con il nome di "fontane galattiche".

Si sono poi stimate le dimensioni degli assi della galassia M82 (sempre rimanendo all'interno della sua approssimazione a un'ellisse). Per fare ciò si è reso necessario calcolare quanti kiloparsec vale ogni secondo d'arco, tramite la relazione:

$$\frac{kpc}{sec} = \frac{d}{206265}$$

dove d è la distanza in kpc della galassia. Moltiplicando poi il valore così ottenuto per le misure in secondi d’arco degli assi dell’ellisse si ottiene la stima in kpc degli assi della galassia. Ricordando che la riga H α è emessa quando elettroni liberi si ricombinano con i loro protoni, si deduce che la sua intensità è strettamente legata al numero di fotoni ionizzanti (E γ > 13,6 eV) emessi da una sorgente (ad esempio stelle calde). E’ quindi semplice calcolare il numero di fotoni ionizzanti Q, legati alla luminosità L della riga H α tramite la relazione

$$Q = 7,3 \cdot 10^{11} L_{H\alpha} \text{ (fotoni/sec)}$$

Dividendo poi tale valore per il contributo in fotoni ionizzanti di una tipica stella calda O5 ionizzante, è possibile stimare il numero di queste nella regione osservata. Ancora una volta, se per ARP63 ci si deve fermare a questa misura, per M82 è possibile procedere a una stima complessiva del numero di tali stelle nell’intera galassia.

In ARP63 (Fig. 8) abbiamo considerato regioni dello spettro distanti 3 pixel una dall’altra e misurato nel grafico di ognuna la lunghezza d’onda λ corrispondente alla riga H α . In tal modo si calcola il redshift in ogni riga e, con la formula $v = c \cdot z$, la velocità v della galassia in ogni regione di spazio considerata. Si è quindi sottratto ad ogni punto la velocità di recessione del centro, ottenendo le varie velocità periferiche di allontanamento e di avvicinamento, che corrispondono alle velocità di rotazione della galassia.

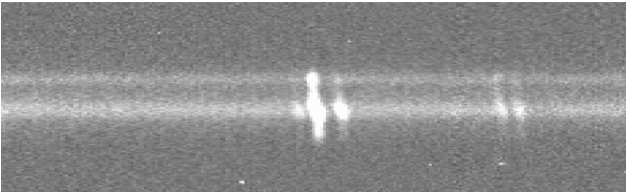


Fig. 8 : Ingrandimento dello spettro della galassia ARP63. La zona mediana più luminosa corrisponde al centro della galassia.

Usando la formula già precedentemente richiamata $kpc/sec = d/206265$ abbiamo ricavato che un secondo d’arco corrisponde in questo caso a 0,444 kpc. Poiché avevamo le distanze delle regioni della galassia considerate dal centro e misurate in pixel, abbiamo dovuto anche tenere conto che la scala spaziale dello spettrografo è 1 pixel = 0,6 secondi d’arco. Sfruttando tali relazioni siamo riusciti a determinare le distanze dal centro della galassia in kpc e costruire un grafico con in ascissa tali distanze e in ordinata la velocità delle varie zone in km/s. Si è così ottenuta la curva di rotazione della galassia (Fig. 9).

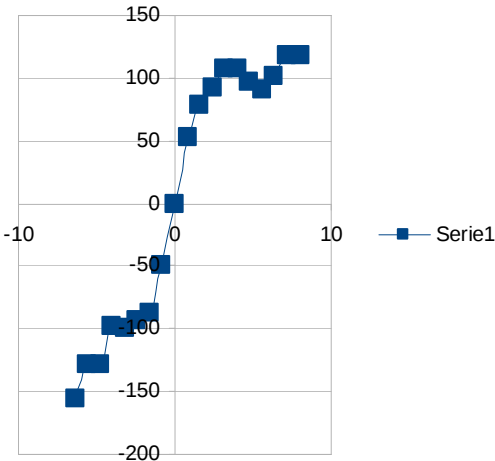


Fig. 9 : Curva di rotazione della galassia ARP63. In ascissa ci sono le distanze dal centro della galassia in kpc e in ordinata le velocità di rotazione in km/sec.

Infine, abbiamo provato a stimare la massa della galassia stessa grazie alla relazione:

$$M = \frac{v^2 r}{G}$$

assumendo un raggio di 5 kpc a cui corrisponde una velocità media di rotazione di 100 km/s.

	ARP63	M82
Redshift z	2,2 10 ⁻²	7,62 10 ⁻⁴
Distanza (Mpc)	91,7	3,13
Distanza (cm)	2,83 10 ²⁶	9,66 10 ²⁴
SFR (M $_{\odot}$ /anno)		
(nell'area esaminata)	0,8485	0,1313
Asse maggiore (secondi d'arco)		652
Asse minore (secondi d'arco)		232
Asse mag (kpc)		9,78
Asse min (kpc)		3,48
SFR (totale)		154
N (stelle O5) (nell'area esaminata)	1570	240
N(O5) (totale)		2,90 10 ⁵
Massa (kg)	2,32 10 ⁴⁰	
Massa (masse solari)	1,16 10 ¹⁰	

TERZO STAGE

20.02.08 – 23.02.08

Liceo Scientifico "Morin" - Mestre

Studenti: Lorenzo Scotton, Sara Mazzonetto, Davide De Pazzi, Nicolò Pasini

Insegnanti: Proff. Antonio Del Negro, Antonio Tegon

Liceo Scientifico "Galilei" - Dolo

Studente: Alessandro Baggio

Insegnante: Proff. Roberto Schiavon, Sandra Brescacin

Liceo Scientifico "Bruno" - Mestre

Studente: Giacomo Baso

Insegnante: Prof. Fabio Livieri

Liceo Scientifico "Berto" - Mogliano Veneto

Studenti: Serena Busatto, Emilio Grigoletto, Irene Cavasin

Insegnante: Prof. Silvio Flego

Liceo Scientifico "Marconi" - Conegliano

Studenti: Mattia Castellucci, Marco Siciliano, Elena Piccoli, Nicola Dal Bianco, Luca Tronchin

Insegnante: Prof. Giuseppe Bonato

Fotometria e diagramma H-R di Leo I e II, due galassie nane del Gruppo Locale

Alessandro Baggio⁽¹⁾, Giacomo Baso⁽²⁾, Davide De Pazzi⁽³⁾,
Sara Mazzonetto⁽³⁾, Nicolò Pasini⁽³⁾, Lorenzo Scotton⁽³⁾

⁽¹⁾ Liceo Scientifico “G. Galilei”, Dolo (VE)

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

⁽³⁾ Liceo Scientifico “U. Morin”, Mestre (VE)

ABSTRACT

We present the g-, r-, and i-band photometric analysis and the magnitude-colour diagrams of two dwarf galaxies of the Local Group: Leo I and Leo II. The bands used belong to the SDSS ugriz photometric system. We estimated their magnitudes, their distances from us, their dimensions, luminosities and masses through basic given formulas and computer operations. Leo I and II belong to a category of galaxies of high astronomical interest: they are studied, for instance, in relation with globular clusters (for their analogies) and the dark matter pattern (for a possible baryonic interpretation of the DM).

I. INTRODUZIONE

Con la definizione di “Dwarf Galaxies” si intende una categoria di oggetti astronomici di relativamente recente scoperta ma di grande importanza per la comprensione di alcuni aspetti del nostro universo.

Il primo ad osservarle fu C. Messier, nel ‘700, ma bisognerà attendere la prima metà del ‘900 perché, con lo sviluppo di teorie più moderne sulla struttura dell’universo e l’avvento di mezzi di osservazione più potenti, questi oggetti fossero riconosciuti come corpi galattici esterni al nostro: questo fu un passo non poco importante, poiché fino all’inizio del secolo si era creduto che la Via Lattea costituisse la totalità dell’universo.

Il problema della distinzione e dello studio dei vari tipi di galassie, comprese quelle nane, venne invece affrontato solo in seguito agli studi di Hubble.

Di recente però quest’ultima sono state oggetto di studi e ricerche più approfonditi poiché le loro particolari caratteristiche consentirebbero, a detta di alcuni studiosi, di fare luce su alcuni importanti interrogativi riguardo la nascita e la conformazione attuale del nostro universo.

Le galassie nane sono contraddistinte da alcune importanti caratteristiche:

1) presentano, come suggerisce il nome stesso, dimensioni minori, e quindi un numero inferiore di stelle (qualche decina di miliardi) rispetto alle galassie comuni (che ne contano 200 - 400 miliardi);

2) possiedono luminosità superficiale molto bassa, a volte inferiore a quella di singole stelle massicce (Fig. 1).

Esse vengono anche definite “galassie satelliti” poiché si trovano ad orbitare intorno a galassie di dimensioni maggiori: la Via Lattea, ad esempio, conta ben 14 galassie nane che le orbitano intorno.



Fig. 1. Differenza di luminosità tra una galassia nana (Leo I, la debole macchia chiara al centro) e una singola stella massiccia (Regolo, sulla sinistra).

Le galassie nane si dividono in tre categorie principali, con una suddivisione derivata dalla classificazione morfologica di Hubble:

1) Galassie Nane Ellittiche (dE).

Le galassie nane ellittiche sembrano essere versioni in scala ridotta delle comuni galassie ellittiche e delle più rare ellittiche giganti: esse quindi presentano una forma ellittica più o meno schiacciata e sono fortemente risolte in stelle, mentre la scarsità di materiale interstellare non permette una consistente attività di formazione stellare. Una caratteristica che contraddistingue questa categoria è il fatto che la curva della luminosità (diagramma luminosità-raggio) precipita in maniera esponenziale più ci si allontana dal centro, diversamente da quanto accade nelle

ellittiche comuni (in cui invece segue una differente legge matematica).

2) Galassie Nane Sferoidali (dSph).

Le galassie nane sferoidali (una sottocategoria di galassie nane ellittiche a bassa eccentricità) caratterizzate da una bassa luminosità superficiale e da una distribuzione più aperta e irregolare delle stelle. Al momento sono considerate nane sferoidali solo nove galassie-satellite della Via Lattea, ma studi recenti suggeriscono una parentela inaspettatamente profonda tra questi tipo di galassie e gli ammassi globulari.

3) Galassie Nane Irregolari (dIrr).

Le galassie nane irregolari sono simili alle comuni galassie irregolari, e condividono con esse sia una forma irregolare che una distribuzione variabile di stelle e materiale interstellare.

4) Galassie Nane Spirali (dSp).

Le galassie nane a spirale sono contraddistinte, da una struttura a spirale con bracci più o meno pronunciati, da una luminosità superficiale particolarmente bassa, da diametri inferiori a 5 kpc e da una massa di HI (gas interstellare neutro) superiore a quella delle altre categorie di galassie nane (anche se, ovviamente, inferiore a quelle delle galassie a spirale comuni): in realtà non si possiedono molte informazioni sulle caratteristiche di questa tipologia poiché essa è la meno comune e quella più difficile da rilevare.

Si è accennato prima che le galassie nane e gli ammassi globulari presentano alcune caratteristiche che possono far pensare ad un qualche legame tra di loro.

Gli ammassi globulari sono raggruppamenti più o meno densi di stelle appartenenti alla stessa galassia e sono caratterizzati da simmetria sferica e da bassa luminosità: si differenziano dalle galassie nane poiché si trovano all'interno di altre galassie (precisamente in una regione sferica detta "alone galattico"), sono molto meno massivi e luminosi, di dimensioni minori e meno risolti in stelle.

Le somiglianze tra gli ammassi globulari e le galassie nane, tuttavia, spinse a pensare che gli ammassi globulari non siano altro che nuclei di galassie nane che, inglobate dalle galassie intorno a cui orbitavano, sono state private di gran parte delle loro stelle: questa ipotesi spiegherebbe sia la simmetria sferica (che corpi piccoli e compatti come i nuclei tenderebbero ad assumere più facilmente) che i bassi valori di massa e luminosità (entrambe dovute al basso numero di stelle rimasto).

L'analisi delle stelle che compongono una galassia nana è molto importante per lo studio di questi oggetti poiché consente di determinare non solo la loro età e le loro caratteristiche chimiche, ma anche l'età della galassia stessa: sebbene si ritenesse che le galassie nane fossero formate da stelle molto antiche, e quindi da materiale primordiale, oggi sappiamo che la formazione stellare occupò un arco di tempo compreso tra 3 e 10 miliardi di anni fa (nel caso di Leo II, ad

esempio, si arrestò intorno a 7 miliardi di anni fa) e che raramente si osservano quantità rilevanti di stelle più antiche (10 - 13 miliardi di anni).

Si è inoltre osservato che le tipiche stelle che formano le galassie nane presentano una bassa metallicità (cioè mancano degli elementi metallici, che in astronomia comprendono qualunque nucleo più pesante dell'elio): la presenza o l'assenza di questi elementi è significativa per la comprensione dell'evoluzione delle stelle poiché essi vengono prodotti nel nucleo dalle reazioni di fusione nucleare che, in fasi successive, coinvolgono elementi diversi e caratteristici.

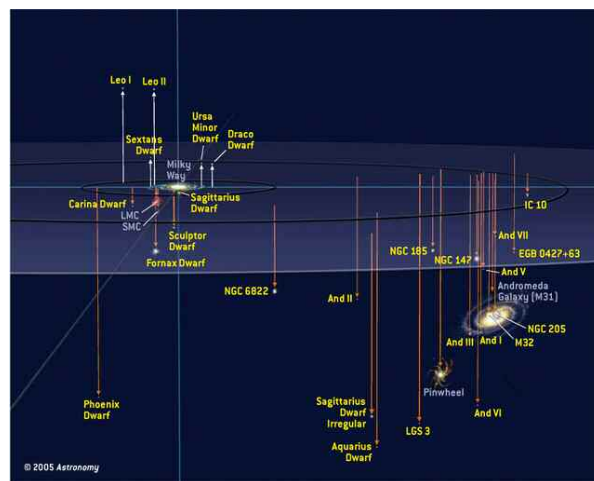


Fig. 2. Veduta tridimensionale del Gruppo Locale.

Leo I e Leo II, oggetto del nostro studio, sono entrambe galassie nane appartenenti al "Gruppo Locale" (Fig. 2): tale ammasso di galassie è composto da circa 40 oggetti, la sua massa totale si aggira intorno a $1,3 \times 10^{12}$ masse solari e la massima dispersione di velocità presente è 150 km/s.

Il diametro del Gruppo è di circa 10 milioni di anni luce, con il centro gravitazionale situato tra la Via Lattea e la galassia di Andromeda (M31).

Il Gruppo Locale fa a sua volta parte del Superammasso della Vergine, detto anche "Superammasso Locale", un insieme di ammassi di galassie.

Contrariamente a quanto avviene normalmente, nel Gruppo Locale alcune galassie (ad esempio Andromeda e Leo II) possiedono velocità di recessione negativa: da ciò consegue che la legge di Hubble non vale localmente, poiché galassie sufficientemente vicine tendono ad avvicinarsi, anziché ad allontanarsi, a causa della reciproca attrazione gravitazionale.

Quindi, in riferimento a galassie non troppo distanti tra di loro, è necessario parlare di collisione galattica, probabilità d'urto e sezione d'urto: in riferimento a questo genere di interazioni, si teorizza che la formazione dei corpi galattici di maggiori dimensioni possa essere avvenuta per mezzo di scontri e fusioni tra galassie nane.

Il rapporto tra le varie categorie di galassie cambia se si considerano le galassie nane e quelle non nane: prendendo in esame il Gruppo Locale si osserva che le

prime sono prevalentemente ellittiche (13) o ellittiche-sferoidali (9) e se ne registra una sola di irregolare, mentre nelle seconde si contano tre spirali (Via Lattea, Andromeda e Galassia del Triangolo), due ellittiche (M32 e M110) e un buon numero di irregolari.

A causa della loro bassa luminosità, lo studio delle galassie nane è limitato a quelle che si trovano abbastanza vicine a noi da poter essere individuate, cioè appunto quelle presenti nel Gruppo Locale: non abbiamo alcuna informazione (tranne che in termini statistici) circa il numero, la disposizione e le caratteristiche delle galassie nane presenti nel resto dell'universo, ma si è ipotizzato che, se la densità di galassie nane nell'universo fosse pari o superiore a quella presente nel Gruppo Locale, si potrebbe ritenere che esse ne costituiscano la popolazione dominante.

A provocare questa bassa luminosità è anche il fatto che gran parte della materia che costituisce le galassie nane è a noi invisibile; a questo poi si aggiunge la quasi totale assenza di emissioni diffuse nella banda dei raggi X, poiché il gas caldo che produrrebbe una tale emissione dovrebbe essere stato espulso dalla galassia durante la sua formazione.

Questa presenza di materia non rilevabile potrebbe spiegare l'andamento tanto particolare della "curva di rotazione" di queste galassie, accreditando la teoria della "Dark Matter" (materia oscura): essa tuttavia in questo contesto verrebbe ad assumere connotati prevalentemente barionici, in quanto costituita da materia ordinaria (sebbene non visibile).

Una alternativa a questa teoria viene invece dalla "MOND" (Modified Newtonian Dynamics, Dinamica Newtoniana Modificata, sviluppata da Milgrom), che elimina la necessità della presenza di massa non visibile apportando sostanziali cambiamenti alla seconda legge della dinamica.

II. DATI OSSERVATIVI

Gli oggetti della nostra indagine sono le galassie nane Leo I (Fig. 3) e Leo II (Fig. 4), entrambe appartenenti al gruppo locale.



Fig. 3. Immagine ad alta risoluzione di Leo I

Di seguito sono presentati i dati fondamentali degli oggetti astronomici studiati, ottenuti da materiale già pubblicato: successivamente, nella sezione IV, alcuni

di questi valori saranno confrontati con quelli ottenuti dall'elaborazione dei dati.

	Leo I	Leo II
Ascensione Retta	10h 13m 27.4s	11h 13m 29.2 s
Declinazione	+12° 18' 27"	+22° 9' 17"
Tipologia	dE3 / sSph	dE0 / dSph
Distanza	$8.2 \cdot 10^5 \pm 7 \cdot 10^4$ ly $2.5 \cdot 10^5 \pm 2 \cdot 10^4$ pc	$6.9 \cdot 10^5 \pm 7 \cdot 10^4$ ly $2.1 \cdot 10^5 \pm 2 \cdot 10^4$ pc
Velocità Radiale	285 ± 2 km/s	-87 ± 5 km/s
Magnitudine (v)	11.2	12.6
Dim. Apparente (v)	9.8×7.4 arcmin ²	12.0×11.0 arcmin ²

Le immagini analizzate sono state selezionate dall'archivio SDSS (Sloan Digital Sky Survey), ottenute con il CCD da 120 Mpx del telescopio da 2.5 metri di Apache Point (New Mexico, USA): l'analisi dei dati ha riguardato tre diverse immagini ottiche della galassia, ottenute in tre bande fotometriche diverse (bande g, r, i del sistema ugriz, evidenziate nella tabella sottostante).

Lunghezze d'onda caratteristiche delle bande fotometriche UGRIZ	
u	3551 Å
g	4686 Å
r	6165 Å
i	7481 Å
z	8931 Å



Fig. 4. Immagine di Leo II dal database SDSS

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Dato che le condizioni meteo non erano ottimali non abbiamo potuto effettuare direttamente l'osservazione delle due galassie Leo I e Leo II, quindi abbiamo preso le immagini nelle bande g, r e i dall'archivio digitale Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Inizialmente sono stati impostati i requisiti a cui deve rispondere un generico punto luminoso dell'immagine per essere classificato come stella (la soglia minima di distinzione tra sorgente e rumore, pari a 4 volte il rumore del cielo

e l'intensità massima di stelle da prendere in considerazione, ossia 50000 conteggi), poi i parametri per la fotometria di apertura. Dato che ad ogni pixel dell'immagine delle stelle corrispondeva una certa intensità luminosa, abbiamo considerato un cerchio intorno ad una stella e calcolato il flusso entro questa apertura; poi abbiamo determinato un anello intorno alla circonferenza entro il quale abbiamo calcolato il flusso del cielo (valgono rispettivamente 4 e 7 volte la larghezza di una stella in pixel). Abbiamo preso come modello la media dei valori delle FWHM trovati per 4 stelle e poi confrontati con tutte le stelle dell'immagine utilizzando IRAF per vedere quali stelle realmente appartenevano alla galassia.

Per differenza abbiamo ottenuto il numero di fotoni emessi dalla stella per unità di superficie (in fotoni/cm²) mentre dividendo per il tempo di esposizione abbiamo ricavato l'intensità luminosa I (in fotoni/(cm²s)); a questo punto il programma ha potuto trovare le magnitudini strumentali per ogni stella. Poi abbiamo effettuato la fotometria di fit con la PSF (Point Spread Function) poiché risultava complicato selezionare e confrontare le varie stelle in quanto molto vicine tra di loro.

Questo tipo di fotometria consiste nel determinare un modello di PSF che rappresenta la distribuzione della luce dovuta a una sorgente puntiforme. Dopo aver preso una decina di stelle per definire il modello il programma ha confrontato i profili delle varie stelle delle nostre immagini con la PSF campione.

A questo punto il programma misura la magnitudine strumentale di ogni stella. Quest'ultima però non coincide con quella reale per tre motivi principali:

- si aggiunge una costante arbitraria per lavorare sempre con numeri positivi;
- il fenomeno dell'estinzione atmosferica provoca una riduzione del flusso di fotoni;
- si è soliti riferirsi ad una magnitudine standard m_0 rispetto alla quale vengono definite tutte le altre.

La formula per calcolare le magnitudini è quella riportata di seguito mentre i valori per la correzione sono quelli riportati in tabella:

$$m(\lambda) = m_0(\lambda) + m_s - 25 - k_\lambda x_\lambda$$

dove:

m_s = magnitudine strumentale;

$m_0(\lambda)$ = punto zero della banda fotometrica;

k_λ = coefficiente di estinzione atmosferica;

x_λ = massa d'aria;

25 = costante sommata arbitrariamente per fare in modo che il programma non operi con numeri negativi.

Il parametro x equivale alla massa d'aria, ossia all'inverso del coseno (o alla secante) della distanza zenitale z , e ci restituisce un valore adimensionale (riferito allo zenit, in corrispondenza del quale l'assorbimento atmosferico è minimo, essendo minimo il percorso che un fotone deve percorrere nell'atmosfera terrestre). La misura della costante k

(espressa in magnitudini su massa d'aria) dell'estinzione atmosferica è indipendente da z ma è legata alla lunghezza d'onda λ in modo inversamente proporzionale. Moltiplicata per x , ci restituisce il valore (legato ad una specifica λ) dell'intensità luminosa che viene sottratta per azione dell'atmosfera (la magnitudine misurata al di fuori dell'atmosfera è dunque minore e pertanto il prodotto kx andrà sottratto).

Le costanti utilizzate sono ottenute sperimentalmente e riportate nelle tabelle sottostanti insieme ai passaggi successivi:

Leo I:

λ	m_0	K	x
G	24.480	0.154	1.105
R	24.061	0.076	1.099
I	23.754	0.054	1.100

A questo punto è possibile leggere direttamente dal grafico i contro r-i (Fig. 5) il valore della magnitudine apparente del punto RGBT (Red Giant Branch Tip) in banda i ($m_{\text{RGBT}(i)} = 18,2$); sapendo che esso corrisponde ad una magnitudine assoluta $M_{\text{RGBT}(i)} = -4,2$ e sfruttando la relazione del modulo di distanza è immediato trovare quanto dista la galassia:

$$m_{\text{RGBT}(i)} - M_{\text{RGBT}(i)} = -5 + 5\log(d)$$

da cui:

$$d \sim 3,0 \cdot 10^2 \text{ kpc} \sim 9,8 \cdot 10^5 \text{ anni luce.}$$

Questo è un dato estremamente significativo in quanto ci dimostra che l'oggetto si trova al di fuori della Via Lattea, dal momento che il diametro di quest'ultima vale circa 100,000 anni luce (pari a circa 31 kpc).

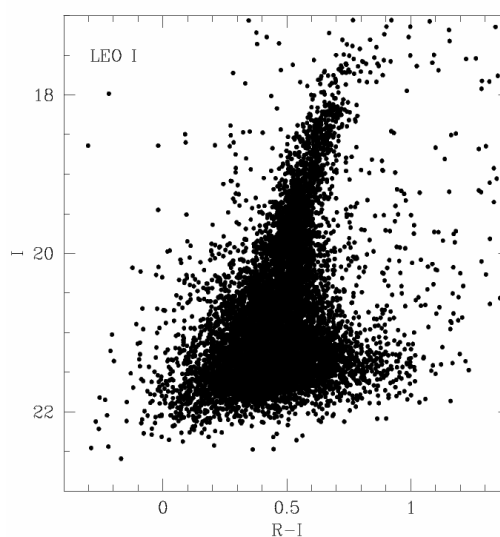


Fig. 5. Il grafico i contro r-i di Leo I.

Conoscere la distanza inoltre permette di calcolare i valori delle magnitudini assolute nelle tre bande fotometriche g, r, i, essendo note quelle apparenti:

	g (4686 Å)	r (6165 Å)	i (7481 Å)
m	10,5	10,5	9,9
M	-11,9	-11,9	-12,4

Grazie ai valori delle magnitudini nelle varie bande è possibile costruire altri grafici, come ad esempio r contro g-r (Fig. 6), i contro g-i (Fig. 7) e r contro r-i (Fig. 8):

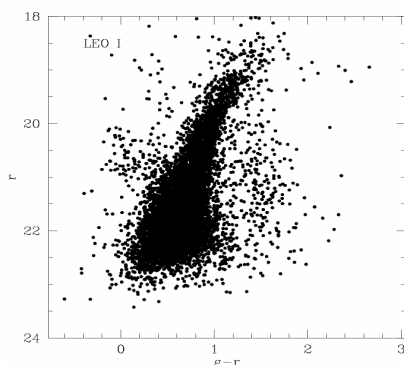


Fig. 6. Il grafico r contro g-r di Leo I.

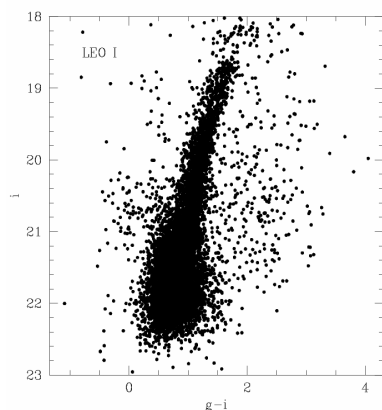


Fig. 7. Il grafico g-i contro i di Leo I.

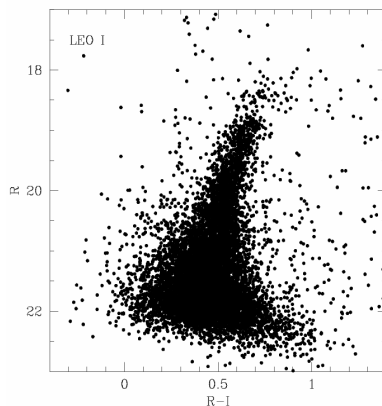


Fig. 8. Il grafico r contro r-i di Leo I.

Per ricavare le dimensioni angolari di Leo I (e quindi anche quelle reali) si opera come segue: viene registrato il numero di pixel occupati dalla galassia sia lungo il semiasse maggiore (a) che lungo quello minore (b) (assimilando la forma della galassia a quella di un'ellisse) e, sapendo la scala dell'immagine (pari a 0,4''/pixel), si ricavano le dimensioni angolari (D) espresse in secondi d'arco:

	2a	2b
N° pixels	1300	1000
Dimensioni angolari (')'	520	400
Dimensioni angolari (')	8,66	6,66
Dimensioni reali (pc)	754	580

A 1300 pixels per l'asse maggiore e a 1000 per quello minore corrispondono rispettivamente 520 e 400 secondi d'arco.

Dalla formula seguente, che mette in relazione la distanza (d), la dimensione angolare (θ) e la dimensione reale (D) della galassia, è possibile risalire alle dimensioni effettive dei due assi dell'ellisse e, dunque, fornire anche un approssimativo mezzo di confronto per quanto riguarda altri corpi celesti:

$$D = d \cdot \theta(\text{rad})$$

Per definizione l'arco sotteso da un certo angolo è uguale al prodotto del raggio per la misura dell'angolo stesso espresso in radianti, ma se esso è sufficientemente piccolo (come in questo caso) la misura dell'arco approssima quella della corda corrispondente: in questo modo, se al raggio si sostituisce la distanza della galassia dall'osservatore e all'angolo la misura della dimensione angolare considerata, si otterranno le dimensioni reali dell'oggetto.

$$2a = d \cdot \theta_{2a} = 3.0 \cdot 10^5 \text{ pc} \cdot 0.0025 = 7.5 \cdot 10^2 \text{ pc}$$

$$2b = d \cdot \theta_{2b} = 3.0 \cdot 10^5 \text{ pc} \cdot 0.0019 = 5.8 \cdot 10^2 \text{ pc}.$$

A questo punto è possibile fornire una scala S dell'immagine della galassia:

$$S = 754 \text{ pc}/520'' = 1,45 \text{ pc}'' = 145 \text{ pc}/100''.$$

A 100'', equivalenti a 145 pc, corrispondono dunque 250 pixel (quindi 1 pixel = 0,4''): questo calcolo consente dunque di dotare di una scala un'immagine della galassia (Fig. 9).

Come si nota dalle due dimensioni, si può spiegare il nome che viene dato alla galassia: si parla infatti di galassia nana in quanto risulta molto più piccola di quelle usuali (si pensi ad esempio che l'asse maggiore risulta 1/40 del diametro della Via Lattea).

La sua ellitticità ($e = 1 - b/a$) è pari a 0,2, valore che non si discosta molto da quello con cui viene classificata, ossia 0,3 (infatti è una dE3, dove 3 = 10e).

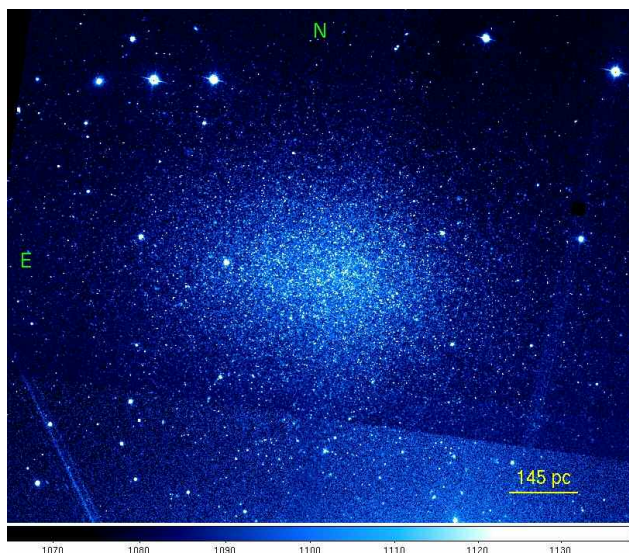


Fig. 9 Immagine di Leo I

Comunque, bisogna sottolineare che la differenza non ha niente a che vedere con errori relativi al calcolo delle magnitudini, ma deriva solo dalla stima effettuata ad occhio dell'ellisse che meglio approssima la forma della galassia, con tutti gli immaginabili problemi per quanto riguarda la distinzione, ai limiti dell'oggetto, tra stelle appartenenti o meno ad esso.

Sfruttando le equazioni che consentono di passare dal sistema fotometrico ugriz a quello UBVRI è possibile risalire al valore della magnitudine apparente m_V (detta anche V) e dunque a quella assoluta M_V ; si può fare lo stesso per la magnitudine B e risalire così all'indice di colore $B - V$:

$$m_V = V = g - 0,587(g - r) - 0,011 = 10,48$$

$$M_V = m_V + 5 - 5 \log d = -11,91$$

$$m_B = B = g + 0,327(g - r) + 0,216 = 10,74$$

$$M_B = m_B + 5 - 5 \log d = -11,65$$

$$B - V = 0,26.$$

Grazie alla relazione $M_V - M_{\odot} = -2,5 \log L_V / L_{\odot}$ otteniamo una misura della luminosità totale della galassia in unità di luminosità solari:

$$L_V / L_{\odot} \sim 4,6 \cdot 10^6$$

Leo I irradia una luminosità pari a quella che emetterebbe un insieme di quasi 5 milioni di stelle equivalenti al nostro Sole.

Conoscendo infine l'equazione che collega massa e luminosità (ripresa da dati presenti in letteratura, che forniscono un valore per il logaritmo del rapporto pari a 0.1) è immediato trovare una misura della massa della galassia: $\log (M/L) = 0,1$ da cui segue $M \sim 5,79 \cdot 10^6 M_{\odot}$.

Infine nel grafico M_i contro $r-i$ abbiamo sovrapposto le tracce evolutive, ricavate da modelli teorici che descrivono la posizione che una stella occupa nel diagramma H-R in base alle sue caratteristiche fisiche,

e abbiamo cercato di trovare l'isocrona che meglio si adattasse alla distribuzione ottenuta sperimentalmente. L'età complessiva della galassia risulta essere dell'ordine di circa una decina di miliardi di anni, visto che la maggior parte delle stelle si distribuisce lungo la traccia dei 10 Gyr (vedi Fig.10), sempre che sia valida la sovrapposizione comunque arbitraria che è stata effettuata.

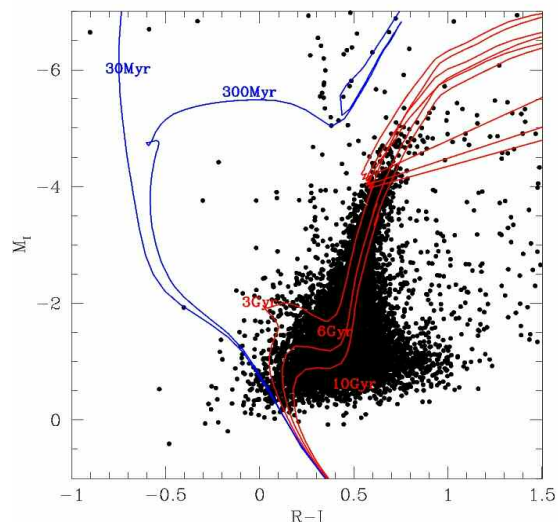


Fig.10. Il diagramma H-R di Leo I con le tracce evolutive.

Leo II:

Nel caso di Leo II il procedimento è del tutto analogo a quello appena esposto, dunque ci si limiterà alla descrizione dell'analisi dei dati.

Per Leo II i valori di k , x e m_0 sono diversi e vengono riassunti in tabella:

λ	m_0	k	x
g	24,331	0,169	1,021
r	24,016	0,084	1,023
i	23,645	0,049	1,023

A questo punto abbiamo tracciato i seguenti grafici colore-magnitudine: i contro $g-i$ (Fig. 11), i contro $r-i$ (Fig. 12) e r contro $r-i$ (Fig. 13).

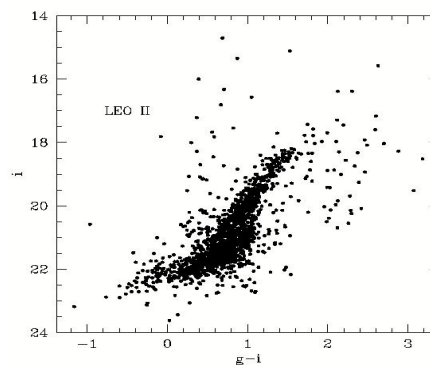


Fig. 11 : Il grafico $g-i$ contro i di Leo II.

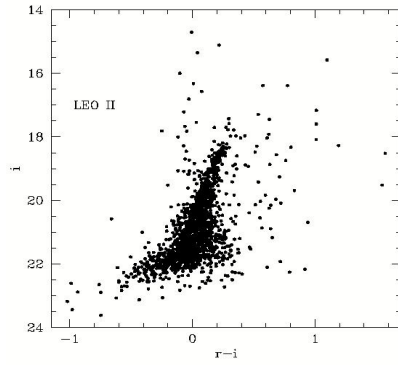


Fig. 12: Il grafico r-i contro i di Leo II.

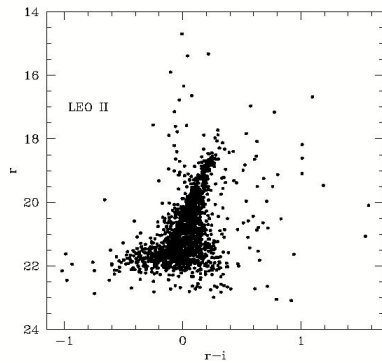


Fig. 13: Il grafico r-i contro r di Leo II.

Una volta trovato il punto corrispondente al RGBT nella banda I e conoscendo la sua magnitudine assoluta ($M_I = -4,2$) abbiamo trovato la distanza della galassia.

$$M_I - m_I = 5 - 5 \log d$$

Da cui $d = 2,8 \cdot 10^2$ Kpc

Sfruttando la distanza è possibile così associare ad ogni magnitudine apparente calcolata a partire da quella strumentale la relativa magnitudine assoluta per le 3 bande.

	g (4686 Å)	r (6165 Å)	i (7481 Å)
m	12,5	12,7	12,1
M	-9,7	-9,5	-10,2

Tramite i valori di conversione che ci erano stati forniti abbiamo trovato le magnitudini nelle bande V, R e I.

$$V = g - (0,587 \pm 0,022)(g - r) - (0,011 \pm 0,013)$$

$$R = r - (0,272 \pm 0,092)(r - i) - (0,159 \pm 0,022)$$

$$I = i - (0,337 \pm 0,191)(r - i) - (0,370 \pm 0,041)$$

Da cui:

$$m_V = V = 12,6$$

$$M_V = m_V + 5 - 5 \log d = -9,6$$

$$m_B = B = 12,7$$

$$M_B = m_B + 5 - 5 \log d = -9,5$$

$$B - V = 0,1.$$

A questo punto abbiamo tracciato il grafico M_I contro $V-I$ e sovrapposto le isocrone, traslandole per farle coincidere con i punti osservati (Fig. 14).

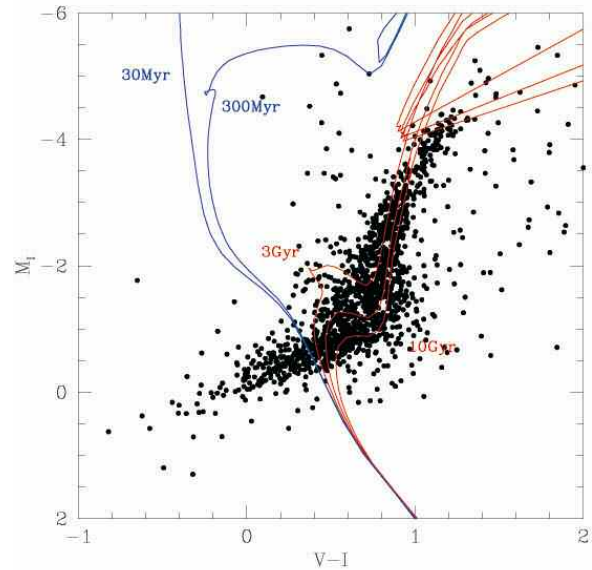


Fig. 14: Il diagramma H-R di Leo II con le tracce evolutive.

Successivamente abbiamo provato a determinare l'estensione spaziale della galassia procedendo in due modi diversi. Come prima cosa abbiamo tracciato nell'immagine della galassia una ipotetica ellisse che la racchiudesse. Sapendo la lunghezza in pixel degli assi è stato poi facile ottenere la misura in parsec: alla fine la misura dei due semiassi trovata è:

$$a \sim 277 \text{ pc}$$

$$b \sim 330 \text{ pc}$$

L'altro metodo consisteva nel calcolare la magnitudine di apertura a diversi raggi dal centro e costruire per tutte e tre le bande il grafico raggio contro magnitudine. Il punto in cui la curva tende ad appiattirsi indica l'estensione massima della galassia. I tre grafici sottostanti sono quelli ottenuti nelle tre bande g (Fig. 15), r (Fig. 16) e i (Fig. 17).

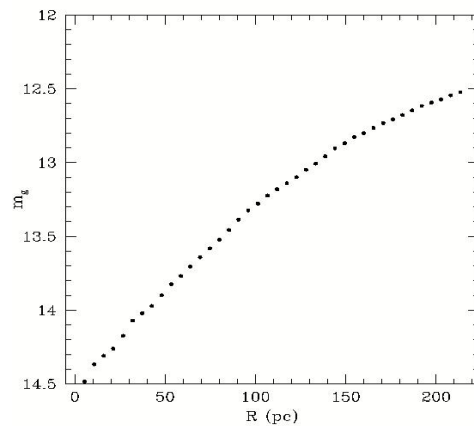


Fig. 15: Andamento della magnitudine in funzione della distanza dal centro in Leo II (banda g).

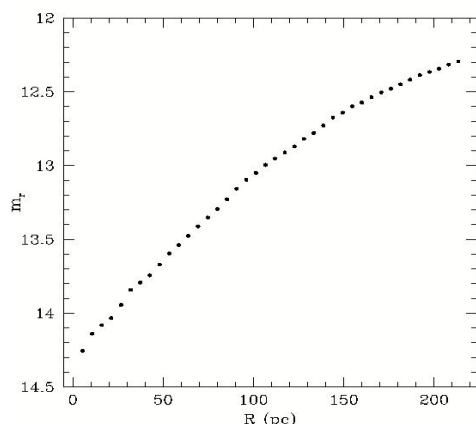


Fig. 16 : Andamento della magnitudine in funzione della distanza dal centro in Leo II (banda r).

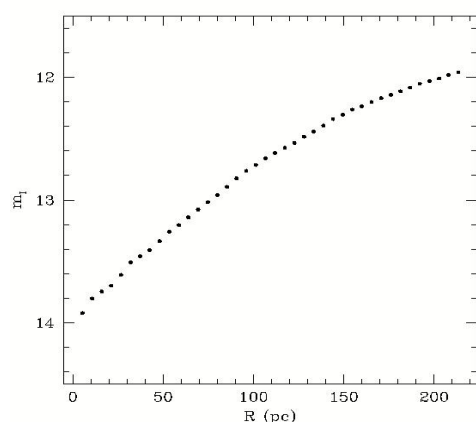


Fig. 17 : Andamento della magnitudine in funzione della distanza dal centro in Leo II (banda i).

Per ultima cosa, utilizzando la magnitudine assoluta nella banda V, abbiamo trovato la luminosità in unità di luminosità solari:

$$M_V - M_{\odot} = -2,5 \log(L_V/L_{\odot})$$

Da cui abbiamo trovato che: $L_V = 5,9 \cdot 10^5 L_{\odot}$. Sapendo inoltre che il rapporto tra massa e luminosità vale circa 10 allora $M \sim 10^7 M_{\odot}$.

IV. RISULTATI

Come si può vedere, i dati sperimentali confermano la classificazione delle due galassie come galassie nane: le loro dimensioni sono molto minori rispetto a quelle di una galassia di tipo comune.

L'età delle due galassie è inoltre stata stimata tra i 3 e i 10 Gyr.

In conclusione i dati ottenuti rispecchiano con buona approssimazione quelli ricavati in esperimenti precedenti. Da notare che, nel caso di Leo II, i diagrammi magnitudine – distanza dal centro sottostimano il raggio della galassia: questo è dovuto sia al fatto che essa continua ad estendersi oltre il limite delle immagini a disposizione, sia all'inevitabile approssimazione nel tracciare la circonferenza su cui sono stati basati i calcoli. Per quanto riguarda i

diagrammi H-R, essi sono stati confrontati con quelli pubblicati negli articoli citati, e se ne è potuta verificare la somiglianza. Inoltre le stelle delle due galassie, come ci aspettavamo, si trovano principalmente nel punto di turn-off, come si può vedere nei vari diagrammi H-R riportati.

Leo I		
Caratteristiche fisiche	Dati calcolati	Dati di confronto *
Distanza	$9,8 \cdot 10^5$ anni luce ($3,0 \cdot 10^2$ kpc)	$(8,2 \pm 0,7) \cdot 10^5$ anni luce ($(2,5 \pm 0,2) \cdot 10^2$ kpc)
Diametro (pc)	$7,5 \cdot 10^2$	1000
m_v	10,5	9,8
M_v	-11,9	-11,9
Massa	$5,8 \cdot 10^6 M_{\odot}$	$5,01 \cdot 10^6 M_{\odot}$
Luminosità	$4,6 \cdot 10^6 L_{\odot}$	$4,6 \cdot 10^6 L_{\odot}$
B-V	0,26	0,63

Leo II		
Caratteristiche fisiche	Dati calcolati	Dati di confronto *
Distanza	$9,1 \cdot 10^5$ anni luce ($2,8 \cdot 10^2$ kpc)	$(6,9 \pm 0,7) \cdot 10^5$ anni luce ($(2,1 \pm 0,2) \cdot 10^2$ kpc)
Diametro (pc)	$6,6 \cdot 10^2$	$7,1 \cdot 10^2$
m_v	12,6	12,6
M_v	-9,6	-9,6
Massa	$10^7 M_{\odot}$	$10^7 M_{\odot}$
Luminosità	$5,9 \cdot 10^5 L_{\odot}$	$5,9 \cdot 10^5 L_{\odot}$
B - V	0,1	0,6

* Dati ottenuti da: Mateo M. L., 1998, *Ann. Rev. Astron. Astroph.*

BIBLIOGRAFIA

- Bellazzini, M., Gennari, M. & Ferrario, F. R., 2005, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **360**, 185
 Chonis, T. S. & Gaskell, C. M., 2008, *The Astronomical Journal*, **135**, 264
 Demers, S. & Harris, W. E., 1983, *The Astronomical Journal*, **88**, 329
 Mateo M. L., 1998, *Ann. Rev. Astron. Astroph.*, **36**, 435
 Reid, N. & Mould, J., 1991, *The Astronomical Journal*, **101**, 1299

SDSS (Sloan Digital Sky Survey, <http://www.sdss.org>);
 Wikipedia, the free encyclopedia (<http://www.wikipedia.org>).

Determinazione della massa di SMBH in 48 QSOs a basso redshift

Serena Busatto, Irene Cavašin, Emilio Grigoletto

Liceo Scientifico “G. Berto”, Mogliano Veneto

ABSTRACT

We used QSO emission-line widths to examine the relationships between the continuum luminosity and the luminosity of broad $H\beta$ and narrow $[O III]$ emission lines. Our main aim was to find the mass of the SMBH. Analyzing the distribution of the masses we found out that the mass of the SMBH gradually grows with the redshift, but this increase is not easy to perceive because redshifts of our QSOs extend for a very short range (from 0.2 to 0.5).

I. INTRODUZIONE

Nel corso degli ultimi 20 anni è avvenuta una progressiva unificazione della casistica di fenomeni estremamente energetici, coinvolgenti l'intero spettro elettromagnetico, osservati fin dagli anni '40 dapprima nei nuclei di alcune galassie vicine, nelle radiogalassie e quindi nei quasars ed in altri oggetti peculiari, che ha portato alla formulazione di un modello unificato^[1] per tutti gli AGN (*active galactic nuclei*), termine con cui si indica uno qualsivoglia degli oggetti citati. Il modello prevede che il motore energetico sia costituito da un SMBH (*supermassive black-hole*) non quiescente, vale a dire dotato di un disco di accrescimento. L'esigenza di tale presenza in ogni AGN deriva dall'impossibilità di spiegare l'energia emessa da tali oggetti, dell'ordine di $10^{41} \div 10^{47} \text{ erg s}^{-1}$, mediante altri meccanismi possibili di produzione energetica quali l'esplosione di supernovae. I dati osservativi diretti ed indiretti attualmente disponibili indicano infatti che l'estensione spaziale della zona di produzione dell'energia è inferiore ad un anno-luce arrivando a qualche giorno-luce o meno.

Il nostro lavoro esamina gli spettri di 48 QSO. Un QSO è, (Fig. 1), un AGN visto con una inclinazione, rispetto al piano principale del toro di polveri, che permette di osservare contemporaneamente la NLR (*Narrow Line Region*) e la BLR (*Broad Line Region*).

L'osservazione di tali regioni si manifesta in uno spettro, nella finestra 4000-9000 Å e per redshift inferiori a 0.8, che presenta linee di emissione estremamente intense di due tipi: il primo, tipicamente dell'idrogeno HI, estremamente allargato e di tipo permesso, l'altro, di tipo proibito, di metalli, in particolare di $[N II]$ e $[O III]$. Tali caratteristiche permettono di valutare, attraverso l'interpretazione dell'allargamento delle righe larghe come allargamento

Doppler dovuto al rapido movimento di nubi di gas in prossimità del disco di accrescimento, la massa viriale del SMBH posto al centro dell'AGN.

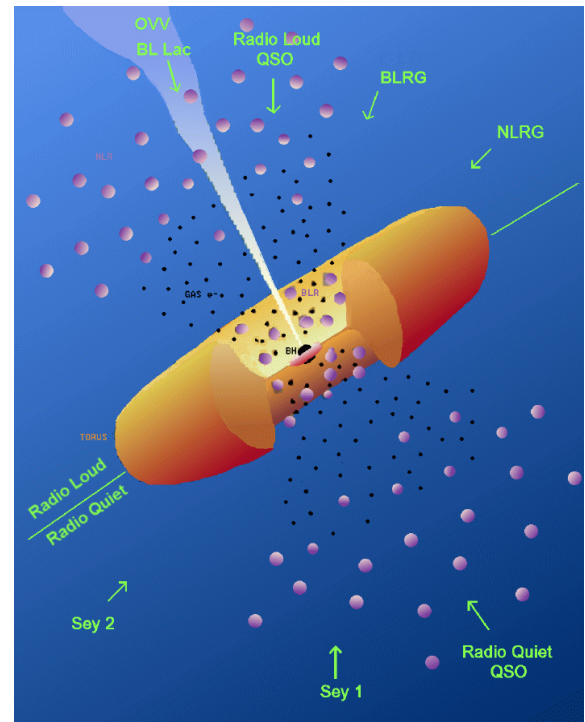


Fig. 1: Schema che mostra i vari tipi di AGN al variare dell'inclinazione della linea di vista dell'osservatore

Questo calcolo richiede che le nubi di gas costituenti la BLR siano gravitanti con moti kepleriani attorno al SMBH e richiede la conoscenza del raggio di tale influenza gravitazionale. Il raggio gravitazionale della BLR è correlato alla luminosità del continuo da alcune relazioni derivanti da studi di reverberation mapping^[2] e fotoionizzazione^[3]. Per una revisione ed una ricalibrazione selettiva delle relazioni tra raggio della BLR e luminosità si veda^[4].

II. DATI OSSERVATIVI

Gli spettri studiati sono estratti dal catalogo SDSS DR6 (www.sdss.org/dr6). Si tratta di 48 QSO selezionati in base alla loro luminosità.

In Fig. 2 è riportata l'immagine del QSO catalogato come 53112-1773-405 ed in Fig. 3 lo spettro del

medesimo oggetto nel quale sono evidenti le righe di emissione Mg II, H γ , H β e [O III].

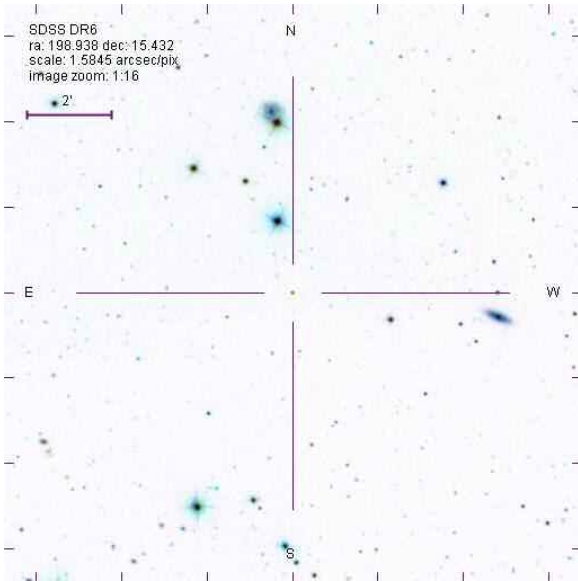


Fig. 2: Immagine SDSS del QSO 53112-1773-405

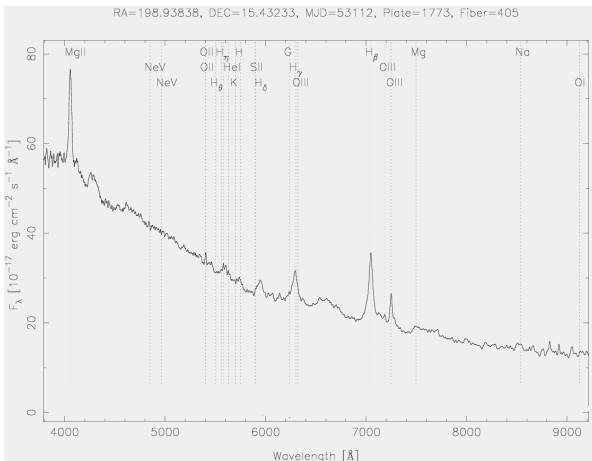


Fig. 3: Spettro del QSO di Fig. 2

Gli spettri in formato FITS estratti dal catalogo sono i seguenti:

1	52885-1415-319	25	53442-1997-059
2	52814-1345-498	26	53446-2037-015
3	53051-1738-419	27	53462-1673-108
4	52992-1594-605	28	53472-2005-040
5	52999-1307-494	29	53491-2147-426
6	53052-1736-620	30	53494-1829-464
7	53055-1443-306	31	53501-1842-067
8	53063-1366-252	32	53533-1811-122
9	53082-1465-030	33	53534-1653-515
10	53083-1367-419	34	53566-2202-592
11	53084-1440-204	35	53682-2264-090
12	53091-1464-390	36	53708-2289-130

13	53112-1773-405	37	53714-2291-604
14	53137-1726-566	38	53726-2239-239
15	53144-1401-638	39	53762-2361-391
16	53144-1610-249	40	53765-1987-464
17	53147-1676-518	41	53765-2374-060
18	53357-1954-027	42	53786-2356-575
19	53385-1944-120	43	53799-2016-216
20	53386-1943-466	44	53799-2230-566
21	53431-2025-601	45	53816-2219-229
22	53431-2025-637	46	53819-2226-585
23	53436-1950-406	47	53820-2155-011
24	53440-1959-066	48	53820-2227-085

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

I 48 spettri monodimensionali di QSO a nostra disposizione, sono già ridotti ed elaborati secondo le procedure standard. Con IRAF abbiamo visualizzato gli spettri ed eseguito un *fitting* gaussiano delle righe d'emissione H β e [O III] 5007 Å ottenendo la FWHM (*Full Width at Half Maximum*) e il flusso per entrambe. Quindi, dopo aver corretto lo spettro per redshift, abbiamo misurato il flusso medio del continuo a 5100 Å. I dati ottenuti sono riportati in Tab. 1: lunghezza d'onda della riga e FWHM sono espressi in unità di Å mentre il flusso è in unità di 10^{-17} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

Tab. 1		H β		[O III] 5007Å		
QSO	λ	FWHM	Flux	λ	FWHM	Flux
1	5814	50,3	2200	5983	7,5	651
2	6208	113,0	3464	6379	34,7	608
3	5842	52,0	6756	6014	10,8	982
4	5963	119,8	2761	6149	9,4	1443
5	5965	59,2	5372	6148	10,1	1547
6	5805	100,0	6752	5970	8,3	4572
7	5821	64,2	3166	5994	13,0	1830
8	5882	127,9	2145	6054	11,3	669
9	6211	140,3	3024	6395	8,0	299
10	6328	112,5	2098	6507	15,4	408
11	5618	41,8	7047	5780	12,8	1006
12	5746	44,9	3169	5919	10,0	896
13	7047	50,9	741	7249	23,0	189
14	5803	124,9	5847	5964	42,6	1212
15	5660	47,9	3771	5827	8,0	1599
16	5721	94,3	9100	5888	15,3	2161
17	6254	50,2	2215	6439	11,6	366
18	6499	76,7	2647	6683	13,7	773
19	6167	140,8	2086	6344	13,6	356
20	5496	126,1	7199	5641	20,7	1153
21	5583	69,8	2797	5745	8,4	589
22	5679	69,8	5769	5844	6,1	1438
23	6508	149,0	1207	6697	20,8	416
24	5733	99,4	5020	5899	6,7	3003
25	6300	82,1	2883	6492	42,4	563
26	5445	117,1	2871	5602	8,9	678

27	5940	53,6	6474	6111	11,6	2371
28	5702	80,4	3960	5868	5,9	1384
29	6539	112,9	1423	6716	30,0	271
30	5876	75,9	3761	6050	15,6	2065
31	6208	107,0	2874	6388	18,9	601
32	5988	62,2	3640	6162	8,5	956
33	6004	112,3	5133	6164	29,8	824
34	5589	57,0	3570	5755	9,2	547
35	6164	94,6	1308	6340	14,3	376
36	5815	131,9	11825	5968	35,5	2966
37	6173	53,6	1655	6350	9,6	428
38	5806	59,8	2953	5977	8,0	914
39	5713	60,2	2759	5883	9,3	1537
40	6187	155,2	1628	6363	17,9	304
41	6070	51,0	4194	6246	12,1	784
42	5888	76,4	5015	6065	18,7	1301
43	6333	97,6	3403	6510	20,9	632
44	6322	176,8	3231	6510	24,0	599
45	6042	136,6	3233	6229	10,7	3076
46	5666	80,8	3676	5837	10,6	4140
47	6580	193,0	1745	6760	12,5	222
48	6446	55,2	3181	6623	17,7	501

Calcolato poi il redshift medio z dalle lunghezze d'onda osservate per $H\beta$ e $[O III]$, sono state ricavate le distanze per i 48 oggetti con l'equazione relativistica

$$d = \frac{c}{H_0} \frac{(1+z)^2 - 1}{(1+z)^2 + 1}$$

Quindi, considerando isotropa l'emissione energetica del QSO, si ricavano la luminosità del continuo a 5100 Å e la luminosità delle righe $H\beta$ e $[O III]$.
I relativi dati sono in Tab. 2:

Tab. 2	d	L(H β)	L(OIII)	L(5100)
QSO	Mpc	Erg/s	erg/s	Erg/s
1	726	1,39E+42	4,12E+41	7,59E+43
2	981	4,00E+42	7,01E+41	1,90E+44
3	746	4,51E+42	6,55E+41	2,40E+44
4	831	2,29E+42	1,19E+42	1,09E+44
5	831	4,45E+42	1,28E+42	1,37E+44
6	719	4,18E+42	2,83E+42	1,82E+44
7	732	2,04E+42	1,18E+42	9,00E+43
8	773	1,54E+42	4,79E+41	7,42E+43
9	987	3,53E+42	3,49E+41	1,83E+44
10	1056	2,81E+42	5,47E+41	1,88E+44
11	588	2,93E+42	4,18E+41	2,42E+44
12	681	1,76E+42	4,98E+41	1,12E+44
13	1457	1,89E+42	4,82E+41	2,32E+44
14	716	3,60E+42	7,46E+41	2,21E+44
15	620	1,74E+42	7,36E+41	8,79E+43
16	662	4,78E+42	1,14E+42	2,47E+44
17	1013	2,73E+42	4,51E+41	1,55E+44

18	1158	4,26E+42	1,24E+42	2,11E+44
19	958	2,29E+42	3,92E+41	1,39E+44
20	495	2,12E+42	3,39E+41	1,01E+44
21	563	1,07E+42	2,24E+41	7,62E+43
22	632	2,77E+42	6,90E+41	1,57E+44
23	1164	1,96E+42	6,77E+41	1,25E+44
24	670	2,70E+42	1,62E+42	1,36E+44
25	1043	3,77E+42	7,35E+41	2,25E+44
26	462	7,36E+41	1,74E+41	5,89E+43
27	811	5,11E+42	1,87E+42	1,75E+44
28	648	2,00E+42	6,98E+41	1,01E+44
29	1179	2,37E+42	4,52E+41	1,26E+44
30	769	2,67E+42	1,47E+42	1,26E+44
31	984	3,34E+42	6,98E+41	1,36E+44
32	843	3,10E+42	8,15E+41	1,85E+44
33	849	4,44E+42	7,13E+41	1,84E+44
34	569	1,39E+42	2,13E+41	7,44E+43
35	955	1,43E+42	4,12E+41	1,08E+44
36	721	7,39E+42	1,85E+42	5,47E+44
37	961	1,83E+42	4,74E+41	1,25E+44
38	721	1,84E+42	5,71E+41	7,37E+43
39	657	1,43E+42	7,97E+41	6,27E+43
40	970	1,84E+42	3,43E+41	1,38E+44
41	896	4,04E+42	7,55E+41	1,62E+44
42	778	3,64E+42	9,45E+41	1,91E+44
43	1058	4,57E+42	8,49E+41	2,02E+44
44	1055	4,32E+42	8,00E+41	2,34E+44
45	882	3,02E+42	2,87E+42	1,51E+44
46	625	1,72E+42	1,94E+42	8,18E+43
47	1203	3,03E+42	3,86E+41	2,27E+44
48	1125	4,83E+42	7,60E+41	3,60E+44

E' stato determinato il raggio della BLR utilizzando la relazione tra R_{BLR} e la luminosità del continuo^[5]:

$$\frac{R_{BLR}}{10 \text{ lt} - \text{days}} = (2,23 \pm 0,21) \left[\frac{\lambda L_{\lambda}(5100\text{\AA})}{10^{44} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}} \right]^{(0,69 \pm 0,03)}$$

la dispersione delle velocità nell'ipotesi di moto kepleriano casuale delle nubi di gas della BLR, misurando la FWHM della riga d'emissione $H\beta$:

$$v = \frac{FWHM}{\lambda} \cdot c$$

e la massa del SMBH con l'espressione per la massa viriale

$$M_{SMBH} = \frac{R_{BLR} v^2}{G}$$

Tabella 4	R_{BLR}	$\Delta\lambda=\sigma$ (H β)	v	M_{SMBH}	$M/M_{\odot}$
QSO	parsec	Å	km/s	kg	
1	0,016	44	2248	3,62E+37	1,8E+07
2	0,030	98	4729	3,01E+38	1,5E+08
3	0,035	45	2310	8,46E+37	4,3E+07
4	0,020	104	5219	2,50E+38	1,3E+08
5	0,024	51	2576	7,13E+37	3,6E+07
6	0,029	87	4474	2,62E+38	1,3E+08
7	0,018	56	2867	6,62E+37	3,3E+07
8	0,016	111	5649	2,25E+38	1,1E+08
9	0,029	122	5869	4,53E+38	2,3E+08
10	0,030	97	4619	2,86E+38	1,4E+08
11	0,035	36	1934	5,96E+37	3,0E+07
12	0,021	39	2030	3,86E+37	1,9E+07
13	0,034	44	1877	5,44E+37	2,7E+07
14	0,033	108	5592	4,68E+38	2,4E+08
15	0,018	41	2199	3,83E+37	1,9E+07
16	0,036	82	4283	2,96E+38	1,5E+08
17	0,026	43	2085	5,10E+37	2,6E+07
18	0,032	66	3066	1,36E+38	6,9E+07
19	0,024	122	5932	3,82E+38	1,9E+08
20	0,019	109	5961	3,09E+38	1,6E+08
21	0,016	60	3246	7,57E+37	3,8E+07
22	0,026	60	3191	1,20E+38	6,0E+07
23	0,022	129	5948	3,58E+38	1,8E+08
24	0,024	86	4505	2,18E+38	1,1E+08
25	0,034	71	3386	1,74E+38	8,7E+07
26	0,013	101	5587	1,88E+38	9,4E+07
27	0,028	46	2345	7,02E+37	3,5E+07
28	0,019	70	3661	1,17E+38	5,9E+07
29	0,023	98	4486	2,04E+38	1,0E+08
30	0,023	66	3354	1,15E+38	5,8E+07
31	0,024	93	4478	2,15E+38	1,1E+08
32	0,029	54	2698	9,64E+37	4,8E+07
33	0,029	97	4859	3,11E+38	1,6E+08
34	0,016	49	2651	4,97E+37	2,5E+07
35	0,020	82	3989	1,45E+38	7,3E+07
36	0,062	114	5893	9,71E+38	4,9E+08
37	0,022	46	2256	5,13E+37	2,6E+07
38	0,016	52	2677	5,03E+37	2,5E+07
39	0,014	52	2735	4,70E+37	2,4E+07
40	0,024	134	6517	4,58E+38	2,3E+08
41	0,027	44	2182	5,75E+37	2,9E+07
42	0,030	66	3372	1,54E+38	7,7E+07
43	0,031	85	4004	2,25E+38	1,1E+08
44	0,034	153	7266	8,21E+38	4,1E+08
45	0,026	118	5874	3,98E+38	2,0E+08
46	0,017	70	3706	1,04E+38	5,2E+07
47	0,034	167	7620	8,85E+38	4,4E+08
48	0,047	48	2226	1,04E+38	5,2E+07

IV. RISULTATI

Abbiamo costruito l'istogramma della distribuzione delle masse e il grafico z vs. $M/M_{\odot}$ (Grafici 1 e 2):

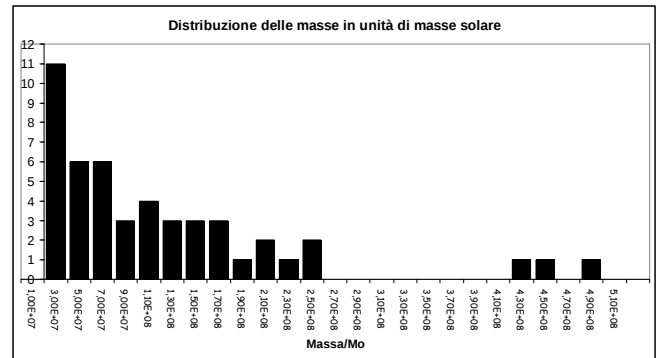


Grafico 1

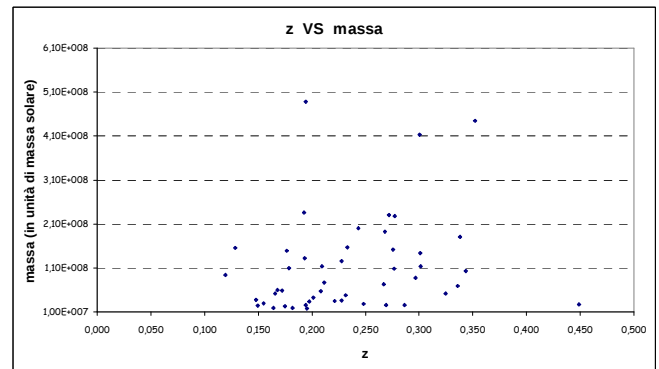


Grafico 2

Nei grafici si evidenzia una distribuzione di massa con una netta prevalenza di masse dell'ordine di 10^7 masse solari ed una proporzionalità diretta tra la massa e il redshift z . Tale proporzionalità può essere messa maggiormente in evidenza costruendo il grafico tra la massa media dei SMBH e l'intervallo di redshift nel quale tale massa media è calcolata (Grafico 3):

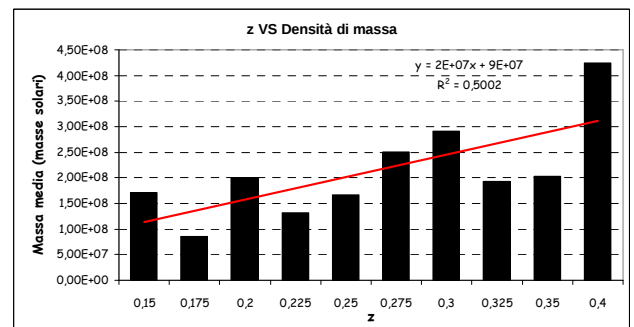


Grafico 3

L'intervallo di redshift nel quale si collocano i 48 oggetti esaminati non permette di estrapolare tali conclusioni a più alti redshift.

Infine abbiamo studiato la possibile esistenza di una correlazione tra la luminosità del continuo e la luminosità delle righe H β e [O III] 5007 Å; tale correlazione dovrebbe derivare dai processi fisici di emissione da parte del gas della BLR e della NLR che

vengono eccitati dal flusso del continuo nel disco di accrescimento. I risultati dell'indagine sono riassunti nei grafici 4 e 5:

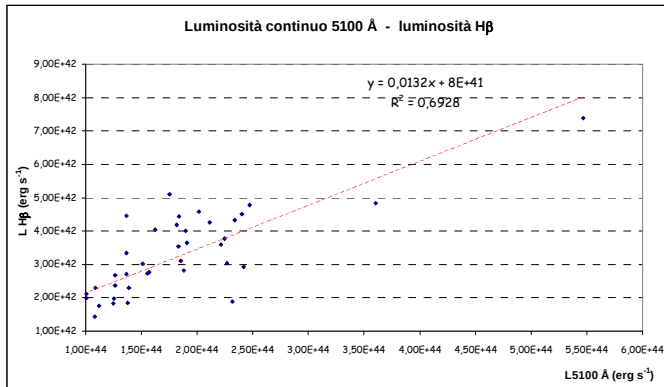


Grafico 4

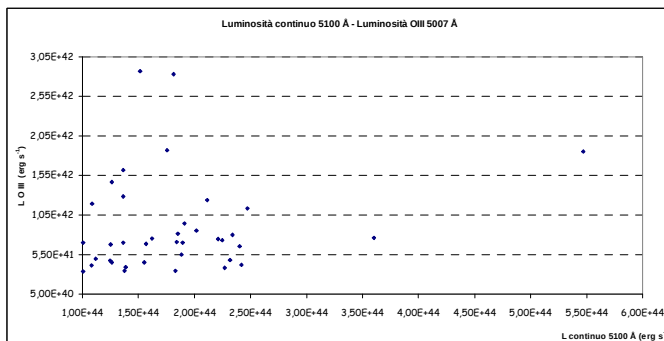


Grafico 5

Il grafico 4 mostra una elevata correlazione tra le due luminosità, mentre il grafico 5 presenta una dispersione dei dati che non consente alcuna correlazione significativa. Tale risultato può non essere sorprendente visto che la BLR si trova nelle immediate vicinanze del disco di accrescimento mentre la NLR si colloca ad alcune centinaia di parsec dal disco di accrescimento.

Un'analisi più dettagliata degli spettri che abbiamo condotto dopo aver riletto i medesimi tre volte in momenti diversi ottenendo dati che non si discostano mai per più del 10% da quelli prodotti, mostra come vi siano sei dati che non permettono una significativa correlazione continuo - [O III] e questi oggetti presentano spettri dalle caratteristiche simili. Abbiamo inoltre effettuato un'analisi, sempre a partire dall'esame degli spettri, e suddiviso tali spettri in due sottoinsiemi abbastanza omogenei rilevando per questi due sottoinsiemi significativi indici di correlazione tra la luminosità del continuo e quelle di H β e [O III] anche se la dispersione dei dati relativi ad [O III] permane comunque molto elevata.

Urry C. M., Padovani P., Publications of the Astronomical Society of the Pacific **107**: 803-845, 1995

[2] REVERBERATION MEASUREMENTS FOR 17 QUASARS AND THE SIZE-MASS-LUMINOSITY RELATIONS IN ACTIVE GALACTIC NUCLEI

Kaspi S., Smith P. S., Netzer H., Maoz D., Jannuzi B. T., & Giveon U.

[3] CENTRAL MASSES AND BROAD-LINE REGION SIZES OF ACTIVE GALACTIC NUCLEI: I. COMPARING THE PHOTOIONIZATION AND REVERBERATION TECHNIQUES

A. Wandel1, B.M. Peterson and M.A. Malkan

[4] DETERMINING CENTRAL BLACK HOLE MASSES IN DISTANT ACTIVE GALAXIES

M. Vestergaard, The Astrophysical Journal, June 1, 2002

[5] THE RELATIONSHIP BETWEEN LUMINOSITY AND BROAD-LINE REGION SIZE IN ACTIVE GALACTIC NUCLEI

Kaspi S. et al. The Astrophysical Journal, 629: 1-11, 2005

Bibliografia

[1] UNIFIED SCHEMES FOR RADIO-LOUD ACTIVE GALACTIC NUCLEI

Misure di continuo e righe in emissione di 50 spettri di Seyfert 1 / QSO con $z < 0.5$

Mattia Castellucci, Nicola Dal Bianco, Elena Piccoli, Marco Siciliano, Luca Tronchin

Liceo Scientifico “Guglielmo Marconi”, Conegliano (TV)

ABSTRACT

The aim of this work is to calculate the mass of 50 AGN by the analysis of their spectra. AGN (Active Galactic Nuclei) are galaxies that have in their centre a supermassive black hole, around which there is an accretion disk that emits strong X-rays. Because of this, the gas around the black hole is excited and emits in some wavelengths, creating a spectrum with emission lines. If these lines are broad, the gas is very turbulent and this means that it is situated near the black hole (BLR); otherwise the gas is more far away (NLR). Analysing these lines it is possible to estimate the radius of the BLR and, from that, calculate the mass of the central black hole.

I. INTRODUZIONE

Gli AGN (Active Galactic Nuclei) rappresentano circa il 10% delle galassie scoperte finora. Sono galassie che hanno al loro interno molto probabilmente un buco nero supermassiccio (10^6 - 10^9 masse solari) che cattura gas, polveri e stelle nelle sue vicinanze e attraverso un disco di accrescimento trasforma metà di questa massa direttamente in energia emettendo una grande quantità di fotoni molto energetici (Fig. 1).

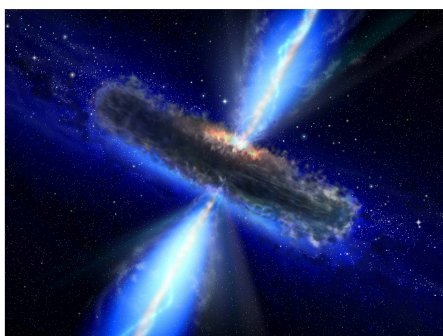


Fig. 1: Verosimile rappresentazione del modello degli AGN. I due getti luminosi fuoriescono dal corpo celeste centrale perpendicolarmente al toro, nube di gas non ionizzati che filtra parte della radiazione emessa.

Lo spettro dell'AGN è dato dalla somma dell'emissione del buco nero più disco di accrescimento che, a causa del fenomeno di frizione tra le particelle di cui è composto, si riscalda fino a essere in grado di emettere raggi X, e dei continui delle stelle

circostanti. Grazie alla elevata luminosità di questi corpi celesti è possibile osservarli fino a redshift molto elevati (finora il massimo confermato è $z=6,4$), il che, alla luce della legge di Hubble, significa osservare sorgenti molto distanti nello spazio e quindi indietro nel tempo. Una volta esauritosi il disco di accrescimento, si pensa che il nucleo dell'AGN diventi inattivo; a quel punto non vi sarà più alcuna emissione di energia, e l'unico modo per valutare la presenza di un buco nero supermassiccio sarà l'osservazione della deviazione nelle traiettorie delle stelle che passano in quella zona. Un tale fenomeno è osservabile nel centro della nostra galassia.

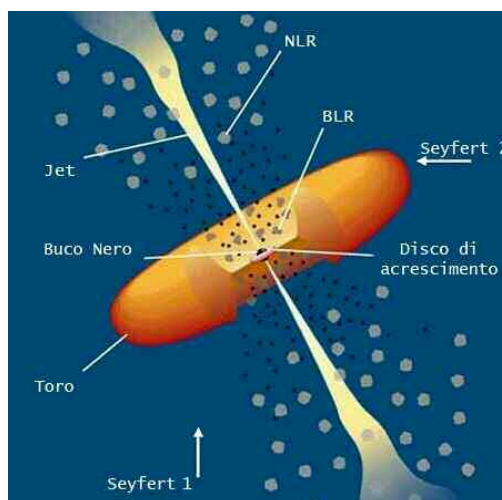


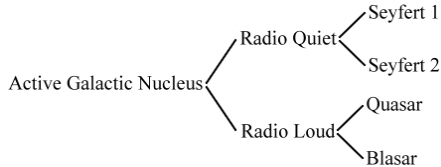
Fig. 2: Lo schema rappresenta tutte le componenti di un AGN secondo il modello standard. Sono presenti inoltre i due punti di vista dell'osservatore che fanno differire le Seyfert1 dalle Seyfert2.

Oltre il disco d'accrescimento è presente una zona chiamata BLR (Broad Line Region), avente raggio paragonabile a quello del Sistema Solare, nella quale si trova gas ionizzato dalle radiazioni emesse dal disco di accrescimento; tale regione non può essere molto estesa dal momento che presenta una variazione di luminosità con una periodicità di qualche giorno. Al contrario c'è un'altra regione di gas ionizzato, la NLR (Narrow Line Region), che praticamente non presenta variabilità e quindi la sua distanza sarà di qualche decina fino a qualche centinaio di anni-luce. Tra queste due regioni è presente una struttura toroidale composta da gas neutri e polveri che assorbono parte della radiazione che giunge loro dal corpo centrale (Fig. 2).

A seconda dell'inclinazione dell'asse del toro rispetto all'osservatore, si distinguono due tipi di AGN *radio quiet*: le Seyfert 1 e le Seyfert 2.

Nelle prime l'asse del toro è rivolto verso l'osservatore e quindi i gas non ionizzati non nascondono le radiazioni della BLR, dando luogo così sia righe strette che larghe nello spettro; al contrario nelle altre le uniche radiazioni che vengono osservate sono quelle della NLR.

Particolari tipi di AGN sono i Blazar e i Quasar, i quali differiscono dalle sopra citate Seyfert perché hanno una forte e spesso violenta emissione nel radio.



Nelle sezioni successive verranno riportati il tipo di dati analizzati, la descrizione del lavoro effettuato con l'approfondimento di tutte le formule utilizzate per l'elaborazione dei dati e alla fine le considerazioni conclusive e i risultati ottenuti.

II. DATI OSSERVATIVI

Sono stati analizzati gli spettri di 50 quasar con un redshift minore di 0.5. Tali spettri sono stati ottenuti dal telescopio da 2,5 metri di diametro situato presso l'osservatorio di Apache Point nel New Mexico, utilizzato nel progetto *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) che ha osservato circa un quarto del cielo fino ad una distanza di 1,5 miliardi di anni luce dalla Terra, catalogando circa 100 milioni di stelle, 1 milione di galassie e 100000 quasar.

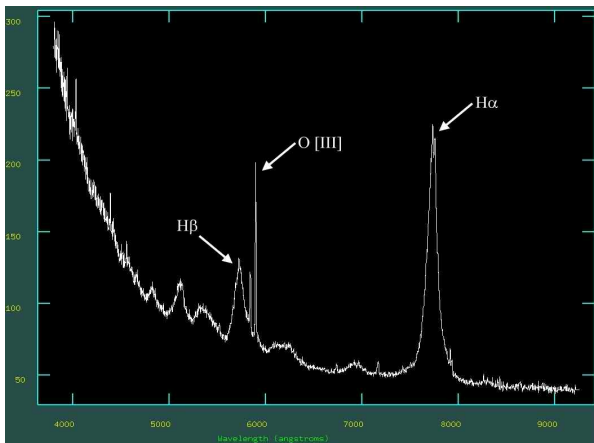


Fig. 3: Spettro ottenuto dall'osservazione di un AGN. Molto evidenti i fenomeni di redshift che causa lo spostamento di tutto lo spettro, in particolare modo dei picchi evidenziati, verso lunghezze d'onda più alte e di *Big Blue Bump*, secondo il quale l'intensità del flusso aumenta avvicinandosi alle radiazioni UV.

Tali spettri coprono le lunghezze d'onda da 3800 Å a 9800 Å, e sono tutti di galassie di Seyfert 1/QSO, solitamente galassie a spirale.

Gli spettri si presentano con una struttura di tipo *Big Blue Bump*, in cui l'intensità del flusso va aumentando a mano a mano che si passa dall'infrarosso

all'ultravioletto e viene attribuita all'emissione del disco di accrescimento. Su tale continuo sono evidenti delle righe di emissione: righe permesse larghe (come Hβ) e righe proibite strette (come [O III]). Questa differenza di ampiezza è da attribuirsi al fatto che le due tipologie di righe vengono prodotte in regioni differenti: quelle larghe corrispondono a velocità del gas più elevate e sono quindi causate dal gas più vicino al corpo centrale, quello della BLR. Si nota inoltre che coesistono, nel profilo di Hβ, una componente larga e una stretta, dovute rispettivamente ai gas della BLR e della NLR (Fig. 3).

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Per calcolare la massa dei 50 AGN, è necessario conoscere prima la velocità dei gas nella BLR e la loro distanza dal buco nero centrale.

Tutti i dati a disposizione sono stati ricavati manualmente dagli spettri con l'ausilio del programma IRAF; visto che l'attendibilità di tali dati dipende dalla precisione dell'operatore, la misurazione per quanto attenta contiene sempre un errore sistematico. Per ridurre tale incertezza, gli spettri sono stati analizzati più e più volte da diversi operatori facendo poi la media dei diversi risultati.

Per prima cosa si osserva la lunghezza d'onda alla quale avviene l'emissione della riga Hβ, in modo da conoscere l'entità del redshift (z) e poter sia ricondurre lo spettro alle lunghezze d'onda di riposo (λ_0), sia calcolare la distanza degli AGN dalla Terra (d) attraverso l'apposita formula relativistica.

$$z = \frac{\lambda_{center} - \lambda_0}{\lambda_0} \quad d = \frac{c}{H_0} \frac{(z+1)^2 - 1}{(z+1)^2 + 1}$$

Nelle quali la λ_{center} è la lunghezza d'onda del picco misurata nello spettro, mentre H_0 è la costante di Hubble ($H_0 = 72 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$).

Una volta fatto ciò è stato possibile ricavare il flusso f [$\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$] del continuo a 5100 Å.

$$f(5100) = avg \cdot 5100$$

Dove avg [$\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$] è la media del flusso attorno a 5100 Å per unità di lunghezza d'onda.

Grazie a questo dato è possibile calcolare la luminosità del continuo in quella zona dello spettro:

$$L_{5100} = f_{5100} \cdot 4\pi d^2 \quad [\text{erg} \cdot \text{s}^{-1}]$$

la quale è a sua volta necessaria per ottenere il raggio della BLR, tramite la seguente legge sperimentale:

$$\frac{r[l_d]}{10[l_d]} = 2,23 \left[\frac{L_{5100}}{10^{44} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}} \right]^{0,69}$$

Interpolando il profilo delle righe di emissione sia di [O III] che di Hβ con una gaussiana è stato possibile

calcolare la $\Delta\lambda_{FWHM}$ (“Full Width at Half Maximum”) ovvero la larghezza totale della riga a metà del picco. Questo valore dipende dalla turbolenza del gas che ha prodotto tale riga. La velocità di turbolenza è calcolabile attraverso la formula dell’effetto Doppler, imponendo che la variazione di lunghezza d’onda dovuta a questo sia proprio $\Delta\lambda_{FWHM}$.

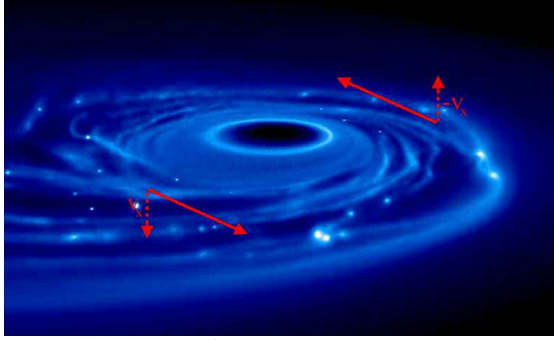


Fig. 4: L’effetto Doppler è percettibile solo per gli spostamenti che avvengono parallelamente alla retta congiungente l’oggetto osservato e l’osservatore stesso. Tale motivo fa supporre che la dispersione di velocità sia relazionata a una sola dimensione dello spazio e valga $\Delta v_x = v_x - (-v_x) = 2v_x$

Associando tale dispersione di velocità (Δv_x) a un moto circolare attorno all’AGN, il valore ottenuto è la somma vettoriale delle due velocità orbitali, radiali rispetto all’osservatore; quindi per ottenere la reale velocità, è necessario dividere il valore per due (Fig. 4).

$$v_x = \frac{\Delta v_x}{2} = \frac{1}{2} \frac{\Delta\lambda_{FWHM}}{\lambda_{center}} c$$

Tuttavia la velocità così ottenuta è solo una delle tre componenti spaziali della velocità effettiva, più precisamente è la sua componente radiale (sempre rispetto all’osservatore). Di conseguenza, supponendo che, statisticamente, il valore della velocità sia uguale nelle tre dimensioni spaziali ($v_x = v_y = v_z$), è possibile ricavare, con il teorema di Pitagora, la velocità orbitale tridimensionale (v).

$$v = \sqrt{v_x^2 + v_y^2 + v_z^2} = v_x \sqrt{3}$$

Noti quindi il raggio della BLR e la velocità orbitale, è possibile calcolare la massa di quest’ultimo imponendo l’uguaglianza fra la forza gravitazionale e la forza centripeta del moto circolare.

$$\frac{GMm}{r^2} = m \frac{v^2}{r} \Rightarrow M = \frac{v^2 r}{G}$$

IV. RISULTATI

Con il procedimento sopra elencato, è stato possibile calcolare la luminosità di H β , di [O III] e del continuo. Segue parte dei valori così ottenuti:

Database SDSS	Luminosità [erg/s]			Massa AGN [M $\odot$]
	H β	[O III]	continuo	
51637-0306-634	9,10E+41	2,08E+41	4,71E+43	1,51E+07
51671-0299-098	1,81E+42	4,88E+41	9,28E+43	9,54E+07
51671-0299-133	4,27E+42	8,86E+41	1,02E+44	3,14E+07
51788-0355-528	4,14E+42	9,01E+41	2,08E+44	1,55E+08
51788-0386-086	4,62E+42	2,00E+42	3,37E+44	2,98E+08
51788-0401-247	1,08E+43	2,02E+42	4,77E+44	6,09E+08
51816-0382-166	1,35E+42	5,40E+41	6,09E+43	2,43E+07
51871-0420-397	2,42E+42	1,11E+42	1,20E+44	2,06E+08
51873-0445-018	3,00E+42	6,83E+41	1,52E+44	2,67E+08
51900-0449-062	1,42E+42	6,55E+41	8,07E+43	1,04E+07

Tab. 1: Risultati di luminosità e massa di alcuni dei corpi celesti analizzati.

Questi risultati sono in accordo con la letteratura precedente come in Wandel, Peterson e Malkan (Astrophysical Journal - 1999).

Dal momento che l’energia necessaria a ionizzare l’idrogeno (quindi a produrre le righe di emissione H β) proviene dal disco di accrescimento, è legittimo aspettarsi una relazione tra la luminosità del continuo e di H β . Sono state quindi riportate in un grafico queste due grandezze.

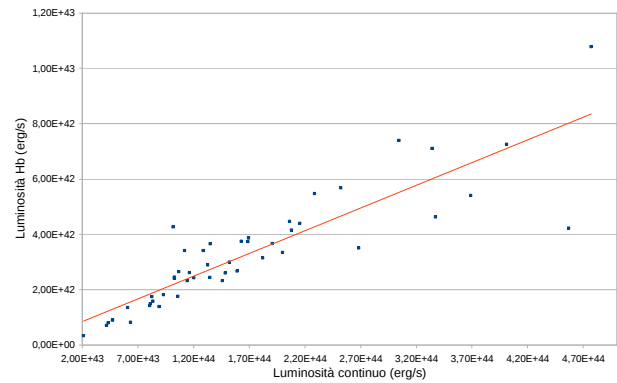


Grafico 1: Luminosità-continuo, luminosità-H β

Come ci si aspettava, il grafico evidenzia una dipendenza lineare tra le due serie prese in esame.

Analogamente è possibile aspettarsi un comportamento simile tra la luminosità del continuo e di [O III], poiché, a un aumento dell’energia irradiata dal disco di accrescimento e quindi del numero degli elettroni liberi nella NLR, corrisponderà un aumento degli urti tra gli elettroni e gli ioni dell’ossigeno, causando una maggiore intensità delle righe proibite [O III]. Ciò è verificato nel grafico 2.

Da notare come nei grafici riportati ci siano sempre dei valori che si discostano dall’andamento generale. Ciò è da attribuirsi alle incertezze che sono state introdotte sia inizialmente con la deduzione manuale dei dati dagli spettri (a causa della quale non è stato possibile

fare una stima degli errori delle diverse grandezze), sia nelle fasi successive di elaborazione degli stessi.

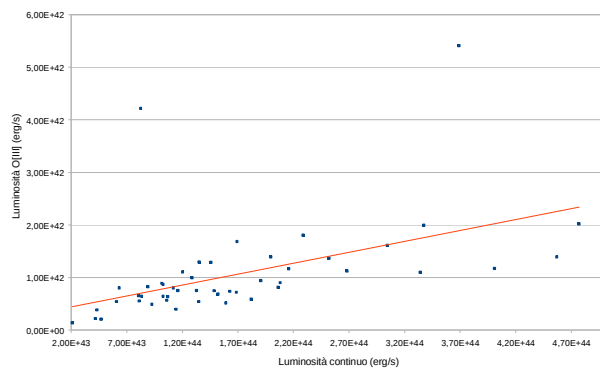


Grafico 2: Luminosità-continuo, luminosità-[O III]

Sono stati poi trovati i valori delle masse degli AGN. I risultati ottenuti sono riportati nell'ultima colonna della Tabella 1.

Questi valori sono in accordo con quelli riportati dalla letteratura precedente che prevedono masse comprese tra 10^6 e 10^9 masse solari, come in Woo & Urry (Astrophysical Journal – 2002).

Sono state poi inserite in un grafico la massa degli AGN e la velocità di turbolenza di H β , supponendo che tra queste due grandezze ci fosse qualche relazione, in quanto la velocità di rotazione del gas attorno al buco nero dipende fortemente dalla massa di quest'ultimo: se la massa aumenta ci si aspetta un aumento anche della velocità.

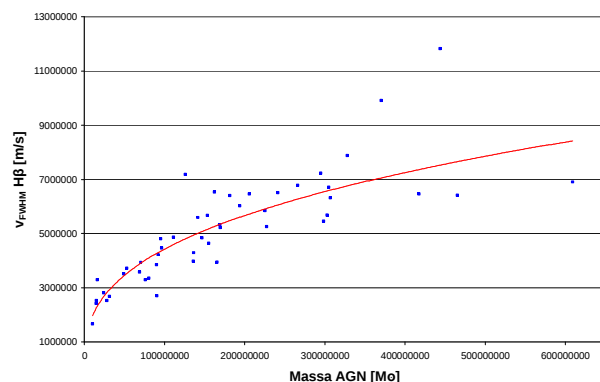


Grafico 3: Massa AGN, velocità di turbolenza H β

Come dalle previsioni, il grafico mostra una dipendenza di tipo radicale tra le due grandezze, come è possibile ricavare dal procedimento seguito, in particolar modo dall'ultima equazione.

Mentre, se si inseriscono su un grafico la massa degli AGN e la velocità di turbolenza di [O III], non è possibile notare alcun tipo di dipendenza. Questo è in accordo con l'ipotesi che le righe proibite [O III] vengano emesse dal gas che si trova nella NLR, più lontano dal corpo centrale, che è meno legato all'attrazione di quest'ultimo.

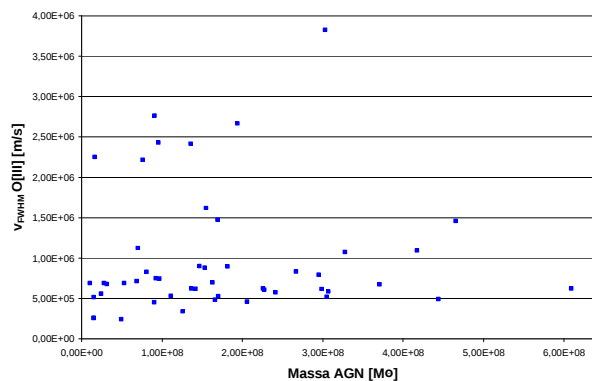


Grafico 4: Massa AGN, velocità di turbolenza [O III]

Per quanto riguarda invece la relazione tra massa degli AGN e luminosità del continuo è stato costruito un grafico che correla queste due grandezze.

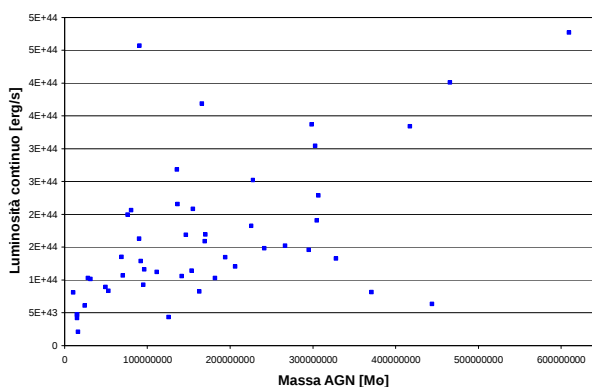


Grafico 5: Massa AGN, luminosità continuo

Da quest'ultimo grafico non si può ritenere che esista una correlazione stretta tra le due grandezze. Infatti la luminosità del continuo è legata soprattutto alla massa presente nel disco di accrescimento, ma questa non è che una piccolissima parte di quella totale dell'AGN. Quindi è possibile ipotizzare una relazione tra la massa del disco di accrescimento e la luminosità del continuo. Si potrebbe presumere che all'aumentare della massa del buco nero, la sua capacità di attrazione diventi maggiore e quindi anche la materia presente nel disco. Tuttavia bisogna sempre considerare i fattori contestuali a ogni galassia: infatti non è sufficiente una grande forza gravitazionale, ma è necessaria la presenza, vicino all'AGN, di una massa da attrarre.

Bibliografia:

Dalle stelle all'universo, lezioni di astrofisica di Alessandro Braccisi - Zanichelli, 2000
Active galactic nucleus black hole masses and bolometric luminosities di Jong-Hak Woo e C. Megan Urry - The Astrophysical Journal, 2002
Central masses and broad-line region sizes of active galactic nuclei di A. Wandel, B. M. Peterson e M. A. Malkan - The Astrophysical Journal, 1999
The relationship between luminosity and broad-line region size in active galactic nuclei di Shai Kaspi, Dan Maoz et al. - The Astrophysical Journal, 2005

QUARTO STAGE

27.02.08 – 01.03.08

Liceo Scientifico "Levi" - S. Pietro in Cariano (VR)

Studente: Luca Bischetti

Insegnanti: Proff. Marco Gazzaniga, Donatella Sponza

Liceo Scientifico "Medi" - Verona

Studente: Martina Capuzzo

Insegnante: Prof. Daniele Zanini

Liceo Scientifico "Fracastoro" - Verona

Studente: Alessandra Slemmer

Insegnante: Prof. Tano Cavattoni

Liceo Scientifico "Messedaglia" - Verona

Studenti: Maddalena De Biasi, Giacomo Lucchini, Tommaso Bressan, Luca Moretti

Insegnante: Prof.ssa Cristina Giacometti

Liceo Scientifico "Benedetti" - Venezia

Studenti: Martina Di Pumpo, Elena Porto, Eugenio Warglien, Marco Rocchetto, Andrea Cicchini

Insegnante: Prof. Claudio Forieri

Liceo Scientifico "Morosini" - Venezia

Studenti: Marco Erriquez, Matteo Carlesso, Gabriele Grittani

Insegnante: Prof.ssa Costantina Righetto

Dispersione di velocità, massa e luminosità del gruppo compatto di galassie HCG 51

Gabriele Grittani, Matteo Carlesso, Marco Erriquez

Scuola Navale Militare “F.Morosini”, Venezia

ABSTRACT

HCG 51 is an Hickson Compact Group and it is composed by five galaxies, which have similar recession velocities, discording no more than 1000 km/s. Starting from spectroscopic data taken with the Galileo telescope of Asiago Observatory, we have calculated the velocities of the galaxies to verify their belonging to the group. Then we found out the mass of HCG 51, that is around $8 \cdot 10^{12}$ solar masses, and its age that is around $2 \cdot 10^8$ years. Our results are well in agreement with previous scientific researches.

I. INTRODUZIONE

Si definisce compatto un gruppo di galassie che abbiano una dispersione di velocità dell'ordine di 100 km/s, ne è un esempio HCG 51 (Hickson Compact Group), composto da 5 galassie.

Dopo aver ripulito gli spettri ottenuti col telescopio dell'osservatorio di Asiago da interferenze dovute alle caratteristiche del CCD (Charge Coupled Device) e alla presenza dell'atmosfera, analizzando le righe di emissione si calcola il redshift con la formula:

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

dove z è il redshift, λ la lunghezza d'onda osservata della riga spettrale e λ_0 il suo valore per una sorgente a riposo. Il suo spostamento verso il rosso si definisce *redshift*.

A questo punto con la relazione:

$$v = z \cdot c$$

dove v è la velocità della galassia, z è il redshift e c è la velocità della luce si trovano le velocità delle singole galassie e si può subito verificare la loro appartenenza

al gruppo o meno. Partendo da questi dati si procede al calcolo della massa del gruppo.

II. DATI OSSERVATIVI

A nostra disposizione abbiamo avuto immagini in formato .fits provenienti dal CCD. Queste erano:

- l'immagine di HCG 51 (Fig. 1)

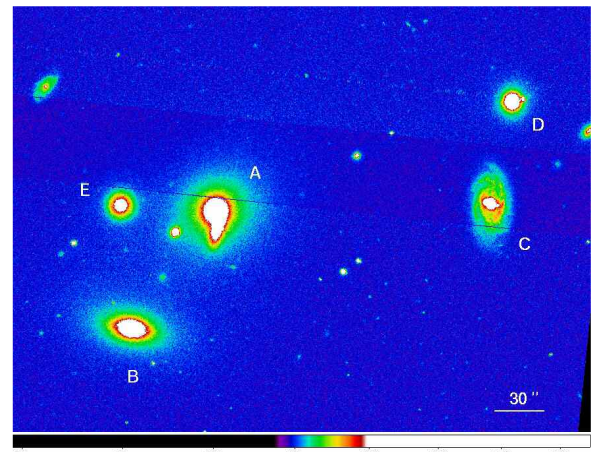


Fig. 1: Immagine di HCG51 con indicate le 5 galassie

- gli spettri di 5 galassie di HCG 51 (Fig. 2)

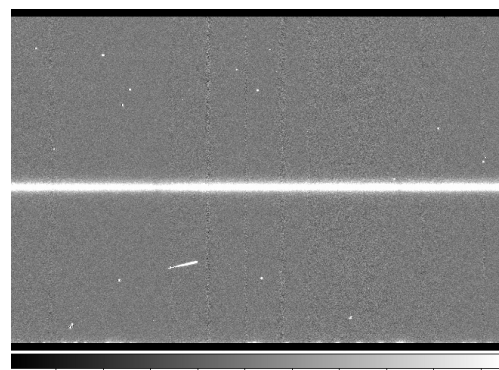


Fig. 2: Spettro di una delle 5 galassie

- lo spettro della stella standard per la calibrazione fotometrica (Fig. 3)

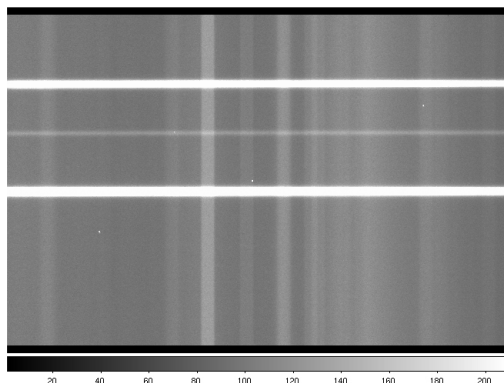


Fig. 3: Spettro della stella standard

- il bias, cioè un'immagine a tempo di esposizione zero (Fig. 4)



Fig. 4: Immagine di bias

- il flat-field, cioè un'immagine prodotta da una luce uniforme, che consente di evidenziare le variazioni di intensità dei pixel e il fringing (Fig. 5)

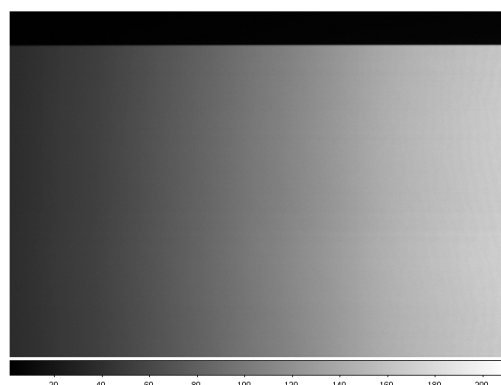


Fig. 5: Immagine di flat-field

- la lampada di confronto, cioè un'immagine prodotta in questo caso da una lampada di Ferro-Argon, che serve a calibrare in

lunghezza d'onda e convertire le unità di pixel in Angstrom (Fig. 6)

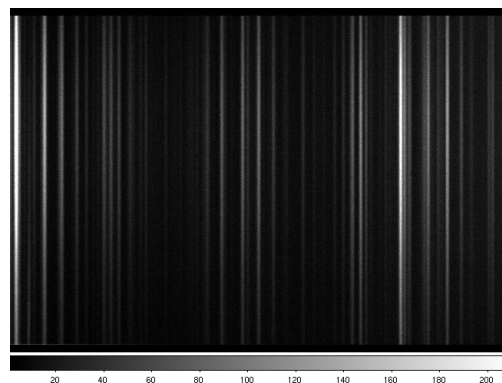


Fig. 6: Spettro della lampada di ferro-argon

Queste sono state elaborate con il software IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*).

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Il nostro primo passo è stato l'elaborazione dello spettro grezzo di partenza di ogni galassia, effettuata sottraendo il bias (ovvero il conteggio di elettroni presenti sul CCD a tempo di esposizione zero) e dividendo l'immagine ottenuta per il flat-field. A questo punto essendo l'immagine ancora in pixel, occorre tararla in Angstrom. Ciò avviene tramite il confronto del nostro spettro con quello prodotto da una lampada Ferro-Argon sullo stesso CCD.

Infine è necessario convertire i conteggi dei fotoni degli spettri in unità fisiche: $\text{erg cm}^{-2} \text{sec}^{-1} \text{\AA}^{-1}$. Per fare questo si utilizza lo spettro della stella standard spettrofotometrica il cui flusso in funzione della lunghezza d'onda è noto.

Resta poi solo da sottrarre il contributo dell'emissione dovuta al cielo.

L'immagine così ottenuta presenta ancora elementi di disturbo che vanno eliminati manualmente, come ad esempio i raggi cosmici o i disturbi a basse lunghezze d'onda dovuti alla presenza dell'atmosfera. Siamo così giunti a termine della fase di elaborazione (Fig. 7).

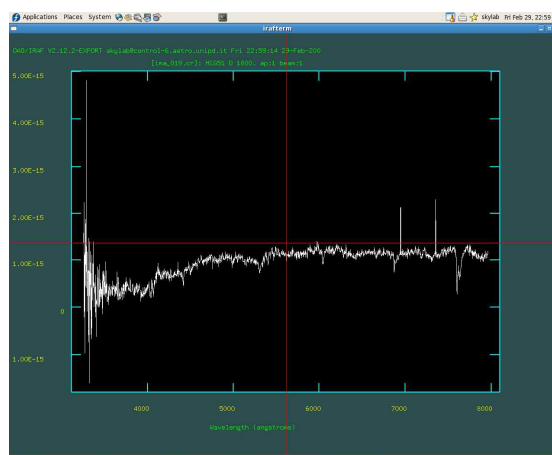


Fig. 7 : Spettro di una delle 5 galassie calibrato in lunghezza d'onda e flusso

Adesso confrontando lo spettro ottenuto con uno di laboratorio occorre riconoscere le righe di emissione più evidenti, le quali sono:

- calcio (Ca k)
- calcio (Ca h)
- G band
- magnesio (Mg)
- idrogeno (H α)

Una volta individuate si passa al calcolo del redshift e della velocità.

ima 014.1	HCG51 E			media	
	osservato	valore reale	redshift	redshift	velocità
ca k	3934.78	4033,39	0,0244		
ca h	3969,59	4067,93	0,0242		
g band	4305.61	4413,66	0,0245	0,0244	7320
mg	5176.70	5305,8	0,0243		
h a	6564.61	6728,68	0,0244		

(esempio di calcolo del redshift, la galassia in esame è HCG 51 E)

Una volta nota la velocità delle galassie, ricavata la velocità media del gruppo, abbiamo calcolato la distanza di esso dalla Terra utilizzando la legge di Hubble:

$$v = H_0 D$$

dove v è la velocità media di allontanamento, H_0 è la costante di Hubble pari a $75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ e D è la distanza del gruppo dalla Terra. HCG 51 così risulta essere a 102 Mpc da noi.

Ora non rimane che calcolare la massa del sistema tramite il Teorema del Viriale:

$$M_v = \frac{3\pi N}{2G} \cdot \frac{\sum_{i=1}^N (v_i - \bar{v})^2}{\sum_{i < j} \frac{1}{R_{ij}}}$$

dove M è la massa viriale del gruppo, N è il numero di galassie, π e G sono due costanti, e il resto è il rapporto tra la sommatoria degli scarti quadratici medi del sistema e l'inverso delle distanze tra le varie galassie. Per ricavare queste ultime ci siamo sempre serviti di IRAF per misurare le mutue distanze in secondi d'arco, le quali con un po' di trigonometria si convertono in kpc (la scala da noi trovata è di 0,496 kpc").

La massa del gruppo risulta essere quindi $8 \cdot 10^{12} M_\odot$ (masse solari).

Essendo in possesso anche dei dati relativi alla luminosità delle galassie, forniti da un altro gruppo di

lavoro, abbiamo deciso di effettuare una controprova al calcolo della massa utilizzando un'altra espressione della massa viriale:

$$M_v = \frac{3\pi}{G} \cdot \sigma_z^2 \cdot R_H$$

$$R_H = \frac{(\sum M_i)^2}{2 \sum \frac{M_i M_j}{R_{ij}}}$$

Dove R_H è il raggio del gruppo calcolato mettendo in relazione la sommatoria al quadrato della massa delle galassie e la sommatoria dei potenziali gravitazionali tra le galassie stesse.

$$\sigma_z^2 = \frac{\sum M_i (v_i - \bar{v})^2}{\sum M_i}$$

dove σ_z è lo scarto quadratico medio stavolta ricavato in base alla massa delle singole galassie, la quale, fornitici i dati sulla luminosità, è facilmente ricavabile dalla relazione:

$$\frac{M}{M_\odot} \frac{L_\odot}{L} = 1$$

dove M è la massa della galassia, $M_\odot$ è la massa solare, $L_\odot$ è la luminosità del Sole e L è la luminosità della galassia, in sostanza il rapporto massa/luminosità di una stella o galassia è costante.

Il raggio del sistema ci consente inoltre di dare una stima dell'età del gruppo grazie alla formula:

$$T = \frac{4R}{\sigma\pi}$$

Dove R è il raggio del gruppo, π è una costante e σ è lo scarto quadratico medio delle velocità del gruppo. HCG 51 risulta così avere $2 \cdot 10^8$ anni di vita.

Infine, per pura curiosità ci siamo calcolati anche le dimensioni delle galassie: le galassie A, B e C sono le più grandi del gruppo, la A in particolare ha le dimensioni della Via Lattea. Le galassie D e E sono probabilmente delle galassie nane.

grandezza galassie(raggio in kpc)			
	sem max	sem min	ellitticità
A	27,46	22,68	0,174
B	25,84	16,35	0,367
C	23,95	12,08	0,496
D	11,64	10,12	0,131
E	11,98	11,63	0,029

IV. RISULTATI

All'inizio eravamo un po' incerti sulle misure delle velocità delle galassie del gruppo, in quanto la galassia B ci risultava più veloce delle altre di circa 1000 km/s, il che ci ha fatto supporre che non facesse parte di HCG 51. Invece, una volta controllati i valori precedentemente riscontrati da altre ricerche, abbiamo verificato che essa aveva realmente una velocità 1000 km/s superiore rispetto altre galassie del gruppo.

I valori trovati in seguito, ovvero velocità media del gruppo (7680 km/s), distanza (102 Mpc), massa ($8 \cdot 10^{12}$ masse solari) e tempo di vita ($2 \cdot 10^8$ anni) sono risultati tutti attendibili, fatta eccezione per la controprova della massa viriale la quale è risultata 3 volte superiore al calcolo precedente. Tuttavia questa differenza sulla massa potrebbe essere imputabile alla presenza di materia oscura, la quale può rappresentare anche l'80% della massa di una galassia.

Studio morfologico e fotometrico del gruppo compatto HCG51 per mezzo del software GALFIT

Andrea Cicchini, Martina Di Pumpo, Elena Porto, Marco Rocchetto, Eugenio Warglien

Liceo Scientifico Statale “G.B. Benedetti”, Venezia

ABSTRACT

We determined the shape and the flux of the compact group of galaxies HCG 51. We studied each of the seven galaxies of the group (two of them extremely close and in gravitational interaction) in the photometric bands g , r , i , z . We created a model for each single galaxy using GALFIT. The data processing of every luminosity profile gave us magnitude, effective radius, ellipticity and the position angle of the bulge and the disk.

I. INTRODUZIONE

La maggior parte delle galassie risiede in coppie, gruppi o ammassi di galassie legate gravitazionalmente tra loro.

I gruppi compatti di galassie sono composti da 4-10 galassie di luminosità confrontabile. Tipicamente la dispersione di velocità del gruppo è dello stesso ordine di grandezza della velocità di rotazione delle singole galassie a spirale o della dispersione di velocità delle stelle in galassie ellittiche. È per questo motivo che le interazioni gravitazionali all'interno di un gruppo sono molto efficaci per modificare la morfologia originaria: poiché le velocità coinvolte sono dello stesso ordine di grandezza, le galassie hanno il tempo sufficiente per deformarsi. Due galassie a spirale possono per esempio fondersi e formare una galassia ellittica di dimensioni maggiori.

I primi gruppi di galassie sono stati individuati casualmente alla fine dell'Ottocento. Un primo catalogo definito è stato fatto solo negli anni '80: i gruppi compatti di Hickson, che sono ad oggi i più studiati.

Lo studio morfologico di una galassia consiste nel determinare la sua forma (ellittica, a spirale o irregolare). Una descrizione più articolata è data dalla Sequenza di Hubble che tiene conto del rapporto tra gli assi, della presenza o meno di una barra, della differenza di magnitudine tra bulge e disco. Lo studio non è sempre immediato poiché nella maggior parte dei casi le galassie si presentano con angolo di inclinazione diverso da 0° rispetto all'osservatore.

La fotometria consiste nella misurazione del flusso della radiazione elettromagnetica di un oggetto astronomico, in questo caso di una singola galassia. Normalmente la misurazione si effettua in determinate bande fotometriche, utilizzando cioè dei filtri (*ugriz*, *UBVR*); in questo caso si parla di spettrofotometria. Quando si riesce a misurare la distanza dell'oggetto, dalla distribuzione dell'intensità nei diversi filtri possiamo ricavare informazioni sul totale dell'energia emessa, sulla dimensione, sulla popolazione di stelle che compone la galassia.

GALFIT è un software che elabora immagini di galassie applicando le principali funzioni che descrivono la distribuzione di luminosità della galassia (funzione Sersic, Freeman, De Vaucouleurs). Galfit restituisce un'immagine del modello della galassia e l'immagine risultante dalla sottrazione del modello dall'immagine originale. Inoltre fornisce tutti i parametri relativi alla funzione applicata. Possiamo dunque ricavare magnitudine, angolo di posizione, raggio e rapporto tra gli assi sia del bulge che, se presente, del disco.

II. DATI OSSERVATIVI

Ci sono state fornite cinque immagini del gruppo compatto HCG 51 nelle diverse bande fotometriche *u*, *g*, *r*, *i*, e *z* (Fig. 1). Le immagini sono state realizzate il 4/2/2005 dall'osservatorio “Apache Point” in New Mexico (USA) e prelevate dall'archivio della “Sloan Digital Sky Survey”.

HCG 51 è un gruppo compatto composto da sette galassie di cui due in forte vicinanza e interazione gravitazionale. HCG sta per “Hickson Compact Group”. È un catalogo pubblicato da Paul Hickson nel 1982 e contiene una lista di 100 oggetti che comprende anche HCG 92, noto come Stephan's Quintet, che è il primo gruppo compatto ad essere stato scoperto nel 1877 da Edouard Stephan.



Fig. 1: HCG 51 – © 2007 SSDS

Tabella 1: Caratteristiche principali delle galassie facenti parte del gruppo compatto HCG 51

#	Nome	RA	DEC
A	NGC 3651	11 22 26.4	+24 17 56
A1	UGC 6388 A	11 22 26.3	+24 17 43
B	NGC 3653	11 22 30.06	+24 16 45.1
C	IC 2759	11 22 14.20	+24 18 00.4
D	MCG+04-27-027	11 22 13.49	+24 18 59.9
E	MCG+04-27-030	11 22 30.77	+24 17 58.0
F	LEDA 34901	11 22 28.36	+24 17 41.9

Tabella 2: filtri *ugriz* (Sloan Digital Sky Survey)

Filtro	u'	g'	r'	i'	z'
λ max	3543	4770	6231	7625	9134

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Sono state utilizzate tutte le immagini a parte quella ottenuta con il filtro u poiché è risultata troppo debole.

Nella prima fase abbiamo utilizzato Galfit per creare le immagini dei modelli di ogni singola galassia. Abbiamo lavorato con due funzioni: la legge di Sersic e la legge di Freeman. Entrambe rappresentano il profilo di luminosità delle galassie. La prima è utilizzata per il bulge, ossia per la componente centrale della galassia. La seconda è invece utilizzata per il disco galattico, nel caso questo sia presente.

Legge di Sersic:

$$S = S_e \exp \left(-b_n \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/n} - 1 \right] \right)$$

R : rappresenta la distanza dal centro, è una variabile.

R_e : raggio efficace, ossia il raggio entro cui è contenuta la metà della luce del bulge.

n : indice di Sersic.

b_n : costante che dipende dal valore di n

S_e : intensità superficiale alla distanza $R=R_e$

Legge di Freeman

$$S = S_0 \exp \left(-\frac{R}{h} \right)$$

R : distanza dal centro, è una variabile

h : lunghezza di scala del disco ($R = h \Rightarrow S = S_0/e$)

Queste leggi sono chiamate “leggi di scala delle galassie” e sono ricavate dall’osservazione sistematica e dall’esame dei dati fotometrici.

Oltre alle due già viste vi sono la *legge di De Vaucouleurs* (che corrisponde alla legge di Sersic con indice $n=4$) e il *profilo di brillantezza esponenziale* ($n=1$, spesso usato nei bulge delle galassie a spirale).

Galfit richiede che vengano inseriti dei valori stimati di tutti i parametri che fanno parte della funzione. Se questi valori stimati si discostano troppo da quelli reali Galfit non riesce ad elaborare alcun modello.

È necessario inoltre impostare a priori quali leggi deve utilizzare e per quali componenti (bulge e disco).

Se i valori sono sufficientemente corretti elabora molto rapidamente il profilo di luminosità della galassia restituendo la magnitudine, il raggio efficace, il rapporto b/a (ellitticità) e l’angolo di posizione per il bulge e, se presente, per il disco.

Oltre ai dati relativi alla galassia Galfit genera un’immagine che rappresenta il modello della galassia. Successivamente sottrae tale modello all’immagine originale e restituisce l’immagine residua.

Nelle immagini delle galassie sono ovviamente presenti anche delle stelle di campo che potrebbero falsare i modelli. Esse appaiono tuttavia distribuite in molti pixel, come sfuocate, a causa della turbolenza dell’atmosfera (*seeing*). La funzione che descrive come i fotoni provenienti da tali stelle sono distribuiti nell’immagine è detta PSF (*Point Spread Function*). Tale distribuzione viene spesso rappresentata con una funzione gaussiana.

Abbiamo associato così ad ogni filtro il profilo PSF che rappresenta la distribuzione media di luce di una stella. Galfit offre la possibilità di associare questo profilo all’immagine originale così da rimuovere da quest’ultima il degrado della qualità dei dettagli per effetto della turbolenza.

Ogni passaggio è stato ripetuto per ogni filtro e per ogni galassia. Quando un valore si discostava eccessivamente dalla media dei valori precedentemente trovati si ripeteva il procedimento variando la stima dei parametri.

La magnitudine ottenuta deve essere ulteriormente corretta trasformandola secondo la seguente relazione:

$$m = m_0 + m_r - kx$$

m_0 : è il punto zero del sistema fotometrico; è la costante che aggiunta alla magnitudine strumentale la trasforma in una magnitudine calibrata.

m_r : è la magnitudine ottenuta con Galfit

k : costante di estinzione atmosferica, dipende dalla lunghezza d'onda. Ha un valore più elevato per lunghezze d'onda minori e più basso per lunghezze d'onda maggiori.

x : è il valore della massa d'aria, ossia $1/\cos z$, dove z è la distanza dell'oggetto dallo zenith.

Sottraendo kx dalla magnitudine otteniamo la magnitudine priva dell'estinzione atmosferica.

Ottenuta la magnitudine corretta del bulge e del disco abbiamo calcolato la magnitudine apparente totale:

$$m_{tot} = -2,5 \log(10^{-0,4m_b} + 10^{-0,4m_d})$$

Le galassie che presentavano un disco le abbiamo classificate come spirali, mentre quelle che possedevano solo il bulge come ellittiche.

Per le galassie che presentavano il disco galattico (A, B, C, E) abbiamo calcolato la differenza di magnitudine tra bulge e disco per determinare il sottotipo morfologico.

Abbiamo utilizzato una curva che mette in relazione la differenza di magnitudine con il tipo morfologico (Fig. 2):

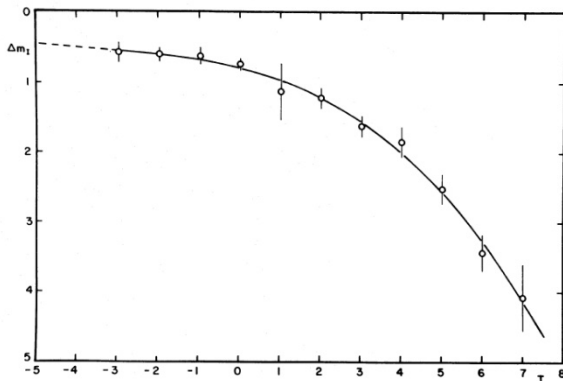


Fig. 2: Relazione $\Delta m_1/T$ (Simien & De Vaucouleurs, Astrophysical Journal v302, p. 564, 1986).

Tabella 3: Legenda grafico $\Delta m_1/T$

T	-5	-3	-2	0
Tipo	E	E-S0	S0	S0/Sa

T	1	2	3	4	5
Tipo	Sa	Sab	Sb	Sbc	Sc

Per le galassie che possiedono unicamente la componente del bulge abbiamo invece utilizzato la formula $T=10(1-b/a)$ per determinare il tipo morfologico secondo la Sequenza di Hubble.

In ultima fase abbiamo trasformato le magnitudini nei filtri *ugriz* ai filtri *UBVRI* che sono più classici, in modo da poter confrontare i nostri risultati con la letteratura o con quelli relativi ad altre galassie.

Le magnitudini sono state trasformate grazie alle seguenti equazioni ricavate dall'articolo "Setting *UBVRI* Photometric Zero-Points Using Sloan Digital SKy Survey *ugriz* Magnitudes" (Chonis & Gaskell, 2008):

$$B = g + 0.327(g - r) + 0.216$$

$$V = g - 0.587(g - r) - 0.011$$

$$R = r - 0.272(r - i) - 0.159$$

$$I = i - 3.337(r - i) - 0.370$$

$$U = u - 0.854$$

IV. RISULTATI

Di seguito l'immagine originale della galassia E (MCG+04-27-030), e le rispettive immagini ottenute con Galfit.

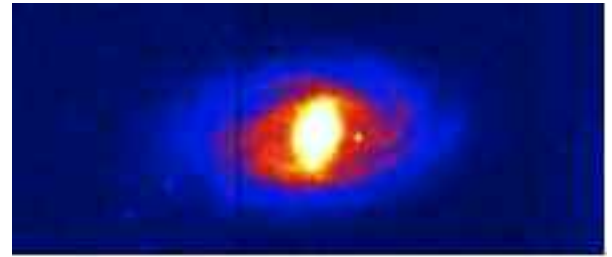


Fig. 3: immagine originale

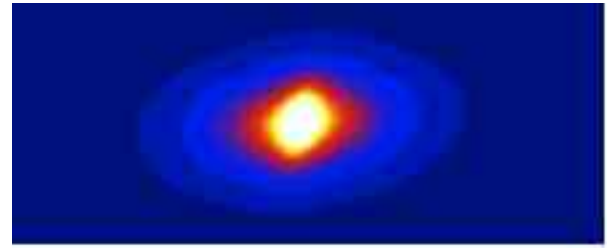


Fig. 4: modello creato da Galfit

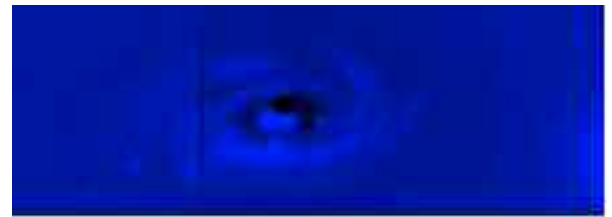


Fig. 5: residuo (sottrazione del modello dall'immagine originale)

Tabella 4: Magnitudini apparenti nei filtri *griz* (separate in bulge, disco – se presente – e totale) e *BVRI* (solo totale)

Galassia	Filtro (<i>griz</i>)	Magnitudine			Filtro (<i>BVRI</i>)	Mag Tot
		Bulge	Disco	Tot		
A	G	15,61	14,11	13,87	B	14,41
A	R	14,33	13,21	12,88	V	13,28
A	I	13,96	12,83	12,50	R	12,62
A	Z	13,64	12,62	12,26	I	12,00
A1	G	16,23		16,23	B	16,69
A1	R	15,49		15,49	V	15,78
A1	I	15,10		15,10	R	15,22
A1	Z	14,98		14,98	I	14,60
B	G	16,43	14,79	14,58	B	15,10
B	R	14,89	14,08	13,66	V	14,03
B	I	14,19	13,84	13,25	R	13,39
B	Z	13,97	13,52	12,97	I	12,74
C	G	16,68	15,03	14,82	B	15,27
C	R	15,69	14,38	14,09	V	14,38
C	I	15,00	14,14	13,73	R	13,84
C	Z	14,68	14,06	13,57	I	13,24
D	G	15,24		15,24	B	15,75
D	R	14,34		14,34	V	14,70
D	I	13,92		13,92	R	14,06
D	Z	12,95		12,95	I	13,41
E	G	17,11	16,07	15,72	B	16,27
E	R	16,57	14,94	14,72	V	15,12
E	I	16,21	14,63	14,40	R	14,47
E	Z	15,76	14,02	13,82	I	13,93
F	G	16,74		16,74	B	17,22
F	R	15,94		15,94	V	16,26
F	I	15,40		15,40	R	15,63
F	Z	15,19		15,19	I	14,85

Si può notare come i valori di magnitudine non variano eccessivamente da un filtro all'altro.

Tabella 5: Valori medi del raggio efficace, del rapporto b/a, dell'angolo di posizione (per disco e bulge), della differenza di magnitudine tra bulge e disco, e del tipo morfologico.

#	Bulge			Disco			B-T	Tipo
	Re	b/a	PA	Rs	b/a	PA		
A	5,9	0,9	34	23,5	0,9	17	1,5	Sab
A1	12,2	0,5	76					E5
B	5,1	0,5	1	13,4	0,6	-6	1,3	Sab
C	10,2	0,7	-18	24,9	0,5	-84	1,5	Sab
D	8,9	0,9	-67					E1
E	1,8	0,9	43	8,9	1,0	36	1,7	Sbc
F	2,6	0,6	59					E3

Abbiamo ottenuto dall'altro gruppo che ha lavorato sull'ammasso (Erriquez, Carlesso, Grittani - Liceo Morosini, Venezia) il valore della distanza dell'ammasso, che è risultato di 102 Mpc. Abbiamo così potuto calcolare la magnitudine assoluta di ogni galassia. Dalle magnitudini B e V abbiamo infine ricavato la luminosità espressa in unità solari.

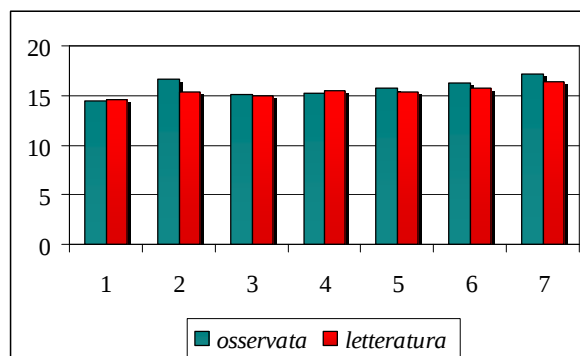
Tabella 6: Magnitudini assolute medie per ogni galassia.

A	A1	B	C	D	E	F
-22,0	-19,5	-21,2	-20,9	-20,6	-20,1	-19,0

Tabella 7: Luminosità nei filtri B e V per ogni galassia

	Galassia	Filtro	Luminosità	m osservata	m letteratura
1	A	B	2,78E+10	14,41	14,6
	A	V	4,35E+10	13,28	
2	A1	B	3,37E+09	16,69	15,4
	A1	V	4,31E+11	15,78	
3	B	B	1,48E+10	15,1	15
	B	V	2,18E+10	14,03	
4	C	B	1,26E+10	15,27	15,5
	C	V	1,57E+10	14,38	
5	D	B	8,12E+09	15,75	15,41
	D	V	1,18E+10	14,7	
6	E	B	5,05E+09	16,27	15,8
	E	V	7,95E+09	15,12	
7	F	B	2,09E+09	17,22	16,34
	F	V	2,79E+09	16,26	

Le maggiori difficoltà si sono presentate per il calcolo della magnitudine di A1, galassia molto vicina ad A e di dimensioni inferiori. La magnitudine ottenuta è superiore al valore di letteratura, ma poiché è stata ottenuta analizzando la galassia dopo aver sottratto il modello di A, dovrebbe essere attendibile. Il dato di letteratura non contiene informazioni relative al modo in cui essa è stata misurata.

Grafico 1: confronto valori rilevati con la letteratura

V. BIBLIOGRAFIA

Simien & De Vaucouleurs, *Astrophysical Journal* v.302, p564, 1986
 Taylot S. Chonis & C. Martin Gaskell, *Astronomical Journal*, 135, 264-267, 2008

VI. SITOGRAFIA

Sloan Digital Sky Survey: <http://www.sdss.org/>
Simbad: <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
Galfit: <http://www.ociw.edu/~peng/work/galfit/galfit.html>

Studio morfologico e spettrofotometrico di HCG 51

Luca Bischetti⁽¹⁾, Tommaso Bressan⁽²⁾, Martina Capuzzo⁽³⁾, Maddalena De Biasi⁽²⁾,
Giacomo Lucchini⁽²⁾, Luca Moretti⁽²⁾, Alessandra Slemer⁽⁴⁾

⁽¹⁾ Liceo Scientifico “P. Levi”, S. Floriano Vr

⁽²⁾ Liceo Scientifico “A. Messedaglia”, Verona

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

⁽⁴⁾ Liceo Scientifico “G. Fracastoro”, Verona

ABSTRACT

The isolated galaxies are not so common. They usually belong to tied up systems and such ties influence their morphologies. These influences may also modify the stellar populations of the galactic structures. In this work we will analyze a group of galaxies (HCG 51) to see if, putting together a photometric and morphologic study, and a spectroscopic study linked to the stellar population, we can get experimental evidences of these interactions.

I. INTRODUZIONE

Non tutte le galassie entrano nello schema di Hubble. Ci sono sistemi di galassie gravitazionalmente legate e tali legami condizionano in modo significativo la morfologia degli oggetti coinvolti. Se due galassie si “scontrano” lo shock causato può indurre una generazione di stelle che normalmente non hanno nulla a che vedere con la normale evoluzione galattica. Ad esempio oggi è generalmente riconosciuto il fatto che la fusione di due galassie a spirale può portare alla formazione di galassie ellittiche o di S0.

In questo lavoro ci occuperemo di un gruppo di galassie per vedere se, mettendo assieme uno studio morfologico di carattere fotometrico e uno studio spettroscopico legato alla popolazione stellare, possiamo ottenere evidenze sperimentali di queste interazioni.

Un gruppo di galassie ha normalmente una massa di $10^{12} \div 10^{13} M_{\odot}$ e dimensioni tra i 100 Kpc e 1 Mpc. Stiamo quindi considerando dimensioni che sono a metà strada tra le coppie di galassie e gli ammassi. Una categoria di gruppi composti in genere da 4 ÷ 10 oggetti (nel nostro caso saranno 5) sono noti come Gruppi Compatti (CG) di galassie.

Essi sono caratterizzati da una dispersione delle velocità dell'ordine delle dispersioni di velocità delle stelle nelle galassie ellittiche o delle velocità di rotazione delle galassie a spirale. Generalmente c'è la

presenza di un alone di gas caldo, $10^6 \div 10^7$ K, che emette tramite meccanismo di *bremsstrahlung* (frenamento). Tale presenza dimostra che le galassie sono tra loro gravitazionalmente legate.

Per quanto riguarda lo studio morfologico si è proceduto all'approssimazione delle isofote delle immagini delle galassie tramite ellissi, allo scopo di costruire profili di brillantezza che portassero alla stima delle magnitudini delle componenti fotometriche e delle magnitudini totali, per ottenere la classificazione morfologica dei singoli oggetti.

Per quanto riguarda lo studio spettroscopico si è fatta una sintesi di popolazione stellare confrontando lo spettro delle galassie con una combinazione lineare di spettri di stelle significative riguardo la popolazione aspettata presente in ogni oggetto.

II. DATI OSSERVATIVI

Il gruppo compatto soggetto dello studio è HCG 51 (Fig.1)

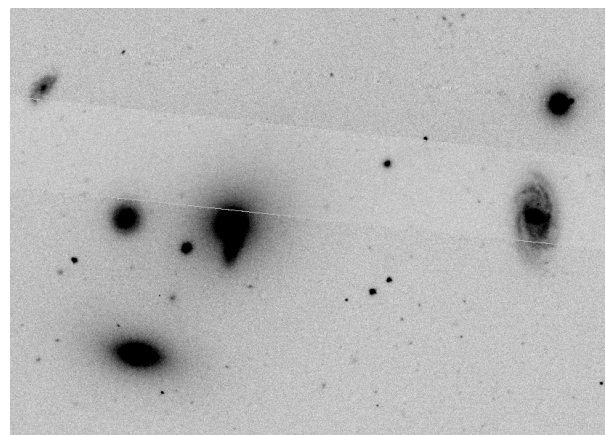


Fig 1 : Immagine di HCG 51 dalla SDSS

Nome	HCG 51
Categoria di oggetto	Gruppo compatto di galassie
Coordinate (2000)	A.R.:11 ^h 22 ^m 21.0 ^s Dec.: +24° 19' 41"
Redshift	0.0258
Velocità radiale	7735 km/s
Distanza	103 Mpc
$H_o = 75 km s^{-1} Mpc^{-1}$	
Dimensione angolare	≈ 5'

L'immagine utilizzata per lo studio morfologico tramite isofote proveniva dall'archivio SDSS. La Sloan Digital Sky Survey utilizza un telescopio di 2.5 m nel Nuovo Messico che monta una camera da 120 Megapixel in grado di coprire un'area di 1.5 gradi quadrati alla volta.

Per lo studio spettroscopico sono stati usati gli spettri delle galassie ottenuti con il telescopio di 1.22 m di Asiago mentre gli spettri delle stelle sono stati ricavati da archivio. (Jacoby et al. 1984, *A library of stellar spectra*, ApJS 56, pp 257-281).

Di seguito sono riportate le caratteristiche del telescopio utilizzato per gli spettri delle galassie.

Reticolo	300 tratti/mm
Apertura fenditura	3 arcsec
Configurazione	Cassegrain
Telescopio 122 cm	
Focale equivalente	19 m

III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Sia per il lavoro fotometrico che per il lavoro spettroscopico abbiamo indicato con lettere dell'alfabeto le varie galassie. La galassia che è in fase di interazione con la A verrà denominata F nel corso della trattazione.

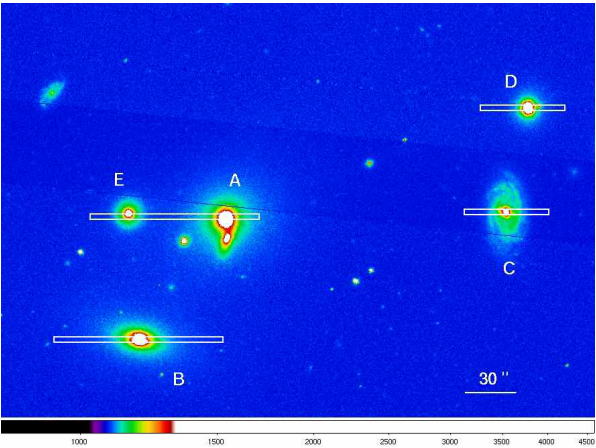


Fig 2 : In figura il gruppo di galassie con le denominazioni adottate sia in fotometria che in spettroscopia. Si noti anche la rappresentazione della posizione delle fenditure utilizzate.

IIIa. Morfologia

Abbiamo analizzato delle immagini ottenute con una camera CCD, uno strumento che collegato direttamente al telescopio ed esposto alla luce degli oggetti da osservare permette di registrare i fotoni in arrivo nella loro distribuzione spaziale per elaborarli in seguito. Le immagini usate nello studio delle galassie sono state analizzate in bande fotometriche diverse: è possibile infatti selezionare la banda di frequenze della radiazione luminosa che colpirà il sensore grazie a specifici filtri posti davanti al CCD. Per la loro capacità di rilevare fotoni in intervalli di frequenze ampi, questi filtri sono detti “a banda larga”: la radiazione nel visibile (3500 – 8000 Å) viene rilevata con cinque filtri a intervalli di frequenza diversa, identificati con le lettere *u, g, r, i, z*. Nel nostro studio ci siamo avvalsi di un'immagine in banda *g* (da 4000 a 6000 Å) e una in banda *r* (da 6000 a 8000 Å).

Il lavoro è iniziato cercando di approssimare le isofote reali delle immagini con ellissi teoriche. Infatti se ipotizziamo le galassie a simmetria sferica, possiamo supporre che punti ad eguale luminosità si trovino lungo delle ellissi. Non è detto che le ellissi siano concentriche, né che abbiano la stessa forma e tanto meno che abbiano la stessa orientazione spaziale. Ogni ellisse è quindi definita dal suo centro, dal semiasse maggiore (*a*), dal semiasse minore (*b*) e dall'angolo di posizione. I semiassi definiscono l'ellitticità come

$$e = 1 - \frac{b}{a}$$

l'angolo di posizione (PA) è invece come l'angolo che l'asse maggiore dell'ellisse che rappresenta l'isofota forma con la direzione Nord-Sud, assumendo come direzione positiva quella verso Est (Fig. 3).

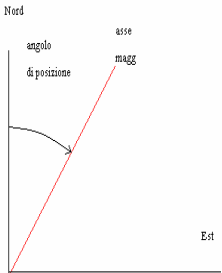


Fig 3 : Definizione di angolo di posizione.

Ora sulla base dei conteggi pixel per pixel dobbiamo costruire il profilo di brillantezza delle galassie. Immaginiamo di avere un certo numero di conteggi *I* : ovviamente questo numero è condizionato dal tempo di esposizione e dai conteggi provenienti dal cielo che si sommano all'oggetto osservato. Se il campo è relativamente piccolo possiamo considerare il cielo omogeneo e questo ci permette di utilizzare come conteggio il valore $I - I_{SKY}$. Per determinare la brillantezza strumentale ci serve l'intensità strumentale

superficiale S , cioè i conteggi di fotoni per unità di tempo e per unità di area:

$$S = \frac{I - I_{SKY}}{t_{esposizione} \cdot Area_{pixel}}$$

con $Area_{pixel} = 0.4 \text{ arcsec} \times 0.4 \text{ arcsec} = 0.16 \text{ arcsec}^2$.

Dall' intensità superficiale strumentale otteniamo la brillantezza superficiale strumentale μ :

$$\mu = -2.5 \log S \quad **$$

Facendo questo lavoro, isofota per isofota, otteniamo un grafico $\mu(r)$ che chiameremo profilo di brillantezza della galassia.

In letteratura esistono dei profili empirici ricavati sia per il bulge che per il disco, le principali componenti morfologiche di una galassia. I profili empirici che meglio si adatteranno al profilo strumentale ottenuto indicheranno le brillanze, cioè le intensità superficiali strumentali, che utilizzeremo per determinare le intensità totali strumentali.

Infatti se approssimiamo la galassia con anelli di spessore dr avremo che:

$$I = \int_0^R S(r) 2\pi r dr$$

A questo punto possiamo determinare la magnitudine strumentale dell'oggetto, o di una sua parte, con

$$m = -2.5 \log I$$

Per avere la magnitudine vera si dovrà correggere la magnitudine strumentale sommando algebricamente una costante che sarà il punto zero del sistema fotometrico utilizzato e una costante che terrà conto dell'estinzione atmosferica.

Per quanto riguarda la componente di bulge, i profili empirici utilizzati sono stati due:

1- De Vaucouleurs (detto profilo $R^{\frac{1}{4}}$) dove

$$S_b = S_e e^{-7.67 \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{\frac{1}{4}} - 1 \right]}$$

con R_e raggio efficace dell'oggetto (all'interno di tale raggio c'è il 50% della luce della galassia) e con S_e intensità superficiale strumentale al raggio efficace.

Ne consegue una brillantezza

$$\mu_b = \mu_e + 8.325 \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{\frac{1}{4}} - 1 \right]$$

e una intensità totale $I_b = 22.66 \cdot S_e R_e^2$

2- Profilo esponenziale,

$$S_b = 5.36 \cdot S_e e^{-1.68 \frac{R}{R_e}}$$

con brillantezza

$$\mu_b = \mu_e + 1.824 \left(\frac{R}{R_e} - 1 \right)$$

e intensità totale

$$I_b = 11.93 \cdot S_e R_e^2$$

Per la componente di disco abbiamo utilizzato il profilo

empirico di Freeman dove: $S_d = S_0 \cdot e^{-\frac{R}{h}}$ con S_0 intensità superficiale al centro ed h distanza alla quale $S = \frac{S_0}{e}$.

Ne consegue una brillantezza

$$\mu_d = \mu_0 + 1.085 \cdot \frac{R}{h}$$

e una intensità totale

$$I_d = 2\pi h^2 S_0$$

Ora il valore

$$\frac{B}{T} = \frac{I_b}{I_b + I_d}$$

definisce il tipo morfologico di galassia. Ovviamente se tende a 1 stiamo parlando di galassia ellittica, se diminuisce ci si sposta progressivamente verso le galassie a spirale. $B/T=0.4$ è il valore approssimativo che divide le due tipologie di galassie.

IIIb. Sintesi di popolazione

Le caratteristiche spettroscopiche di una galassia dipendono dalle popolazioni e dai tipi spettrali delle stelle di cui è costituita. Ogni stella contribuisce, anche se in modo infinitesimo, all'emissione luminosa della galassia. Quindi lo spettro di una galassia si può vedere come la somma dei singoli spettri emessi. La sintesi di popolazione consiste nel combinare linearmente una serie di spettri di diverse stelle di riferimento, in maniera da riprodurre lo spettro osservato della galassia. In questo modo si ha un'idea del contributo delle diverse classi spettrali alla luce totale emessa.

Prima di procedere alla sintesi, si sono normalizzati gli spettri a 5500 Å. Lo spettro di ogni stella viene moltiplicato per un coefficiente ($0 \leq a \leq 1$) che

rappresenta la percentuale del contributo in luce del determinato tipo spettrale (la somma dei coefficienti deve dare come risultato 1, ossia il 100%), quindi vengono sommati gli spettri.

Procedendo per tentativi si è cercato di valutare quale fosse la combinazione migliore. I dati ottenuti dall'osservazione diretta al telescopio delle galassie in un primo momento sono stati corretti per bias, dark e flat-field, successivamente sono stati calibrati in lunghezza d'onda e flusso, è stato sottratto il contributo del cielo e sono stati estratti gli spettri complessivi per ogni galassia (Fig. 4).

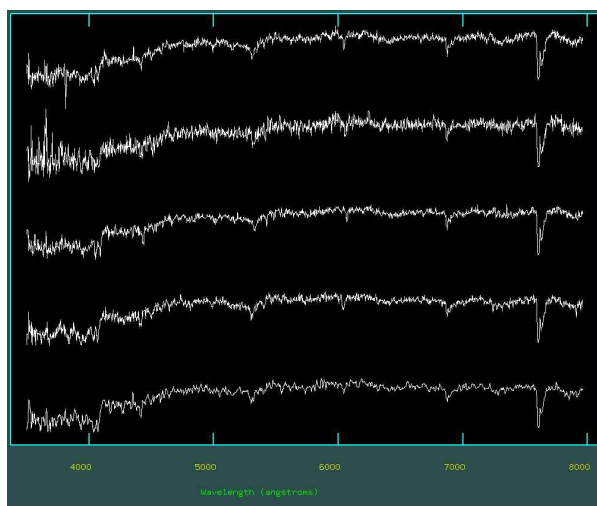


Fig 4 : Gli spettri delle galassie di HCG 51 non normalizzati.

A questo punto siamo stati in grado di calcolare il valore dello redshift grazie all'identificazione delle righe in assorbimento di lunghezza d'onda nota. Tale valore serviva per eliminare la traslazione degli spettri verso il rosso a causa delle velocità di recessione.

Galassia	Velocità (Km/sec)
A	7390
B	8784
C	8064
D	7585
E	7465

Tab. 1 : Velocità di recessione delle galassie di HCG 51

Normalizzati gli spettri e calcolate le velocità di recessione abbiamo utilizzato i dati elaborati cercando di calcolare, attraverso un foglio di calcolo, il contributo con il quale ogni classe spettrale partecipa alla formazione dello spettro luminoso totale, grazie all'equazione

$$S_g = a_1 s_1 + a_2 s_2 + a_3 s_3 + a_4 s_4 ,$$

dove con S_g indichiamo lo spettro totale della galassia, con a_i i coefficienti inseriti manualmente e con s_i le

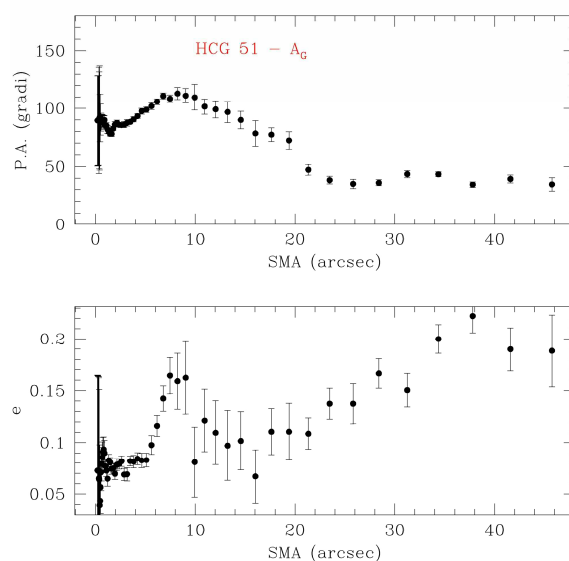
intensità degli spettri delle stelle presi in esame. I quattro spettri stellari che rappresentavano stelle di classe O 9.5, A 7, K 0, M 1 sono stati presi da Jacoby et al. (1984). Procedendo per tentativi siamo riusciti a ricostruire in modo approssimativo lo spettro totale di ogni galassia. Le lunghezze d'onda esaminate erano comprese tra 3500 Å e 7400 Å. La mancanza di una stella di classe spettrale M 5, faceva sì che gli spettri da noi ottenuti fossero leggermente inferiori al dato osservato a partire da circa 6500 Å. Il coefficiente a fornisce la percentuale di contributo luminoso delle stelle appartenenti alla relativa classe spettrale.

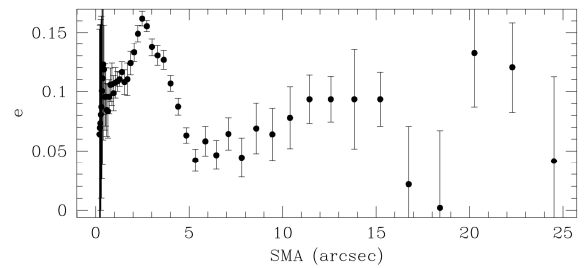
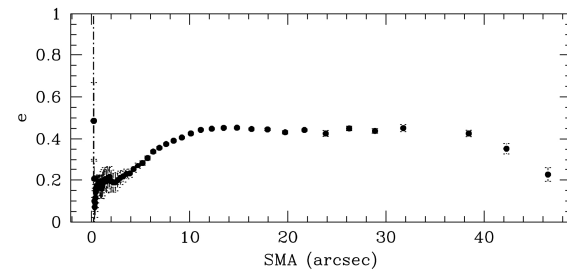
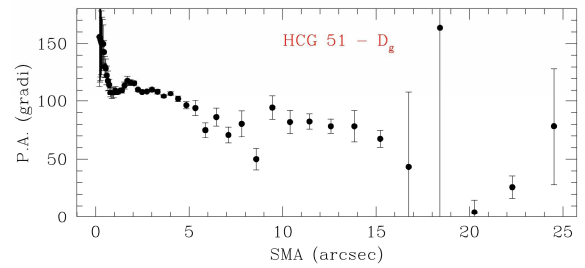
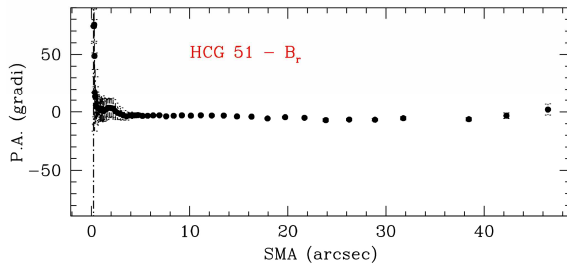
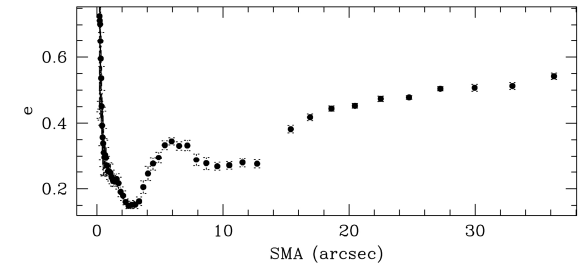
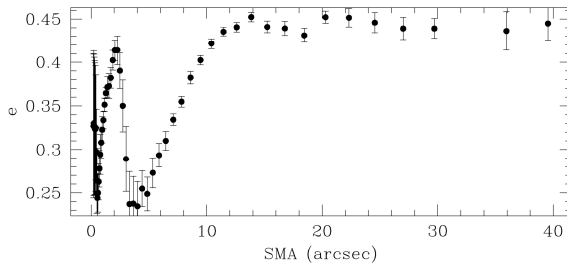
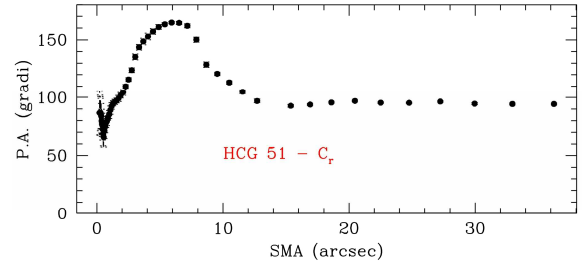
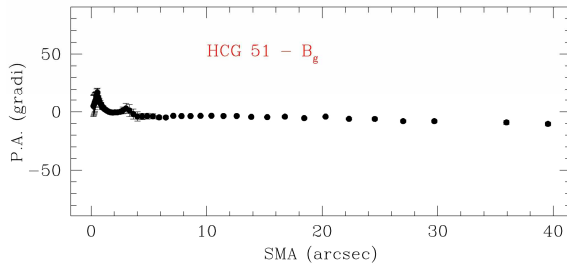
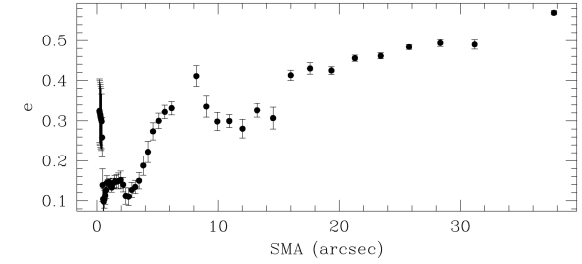
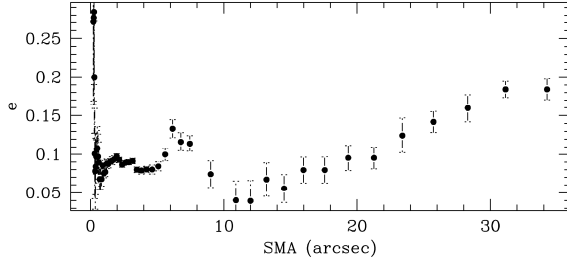
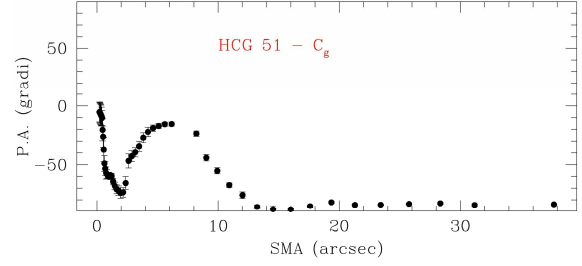
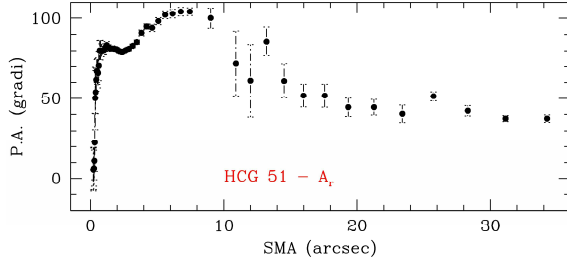
IV. RISULTATI

IVa. Morfologia

In Fig. 5 abbiamo, galassia per galassia, sia nella banda g che nella banda r , l'andamento dell'angolo di posizione e dell'ellitticità delle isofote teoriche che il programma ha applicato alle immagini degli oggetti mano a mano che ci si allontanava dal nucleo.

Nell'analisi di questi grafici è consigliabile ignorare i valori corrispondenti a valori di SMA (semiasse maggiore) molto piccoli, poiché le isofote molto prossime al centro della galassia sono in genere quasi circolari ed è quindi difficile determinarne il comportamento preciso. A SMA sufficientemente elevati possiamo notare che le galassie che presentano una barra hanno in prossimità di essa valori più alti di ellitticità e cambiano il loro angolo PA rispetto al bulge. Quindi, tenendo presenti i due aspetti, nella galassia C si può notare la presenza di una barra quando SMA è di circa 4-8 arcsec, mentre la galassia B mantiene la stessa ellitticità e lo stesso angolo di posizione e, dunque, non presenta barre.





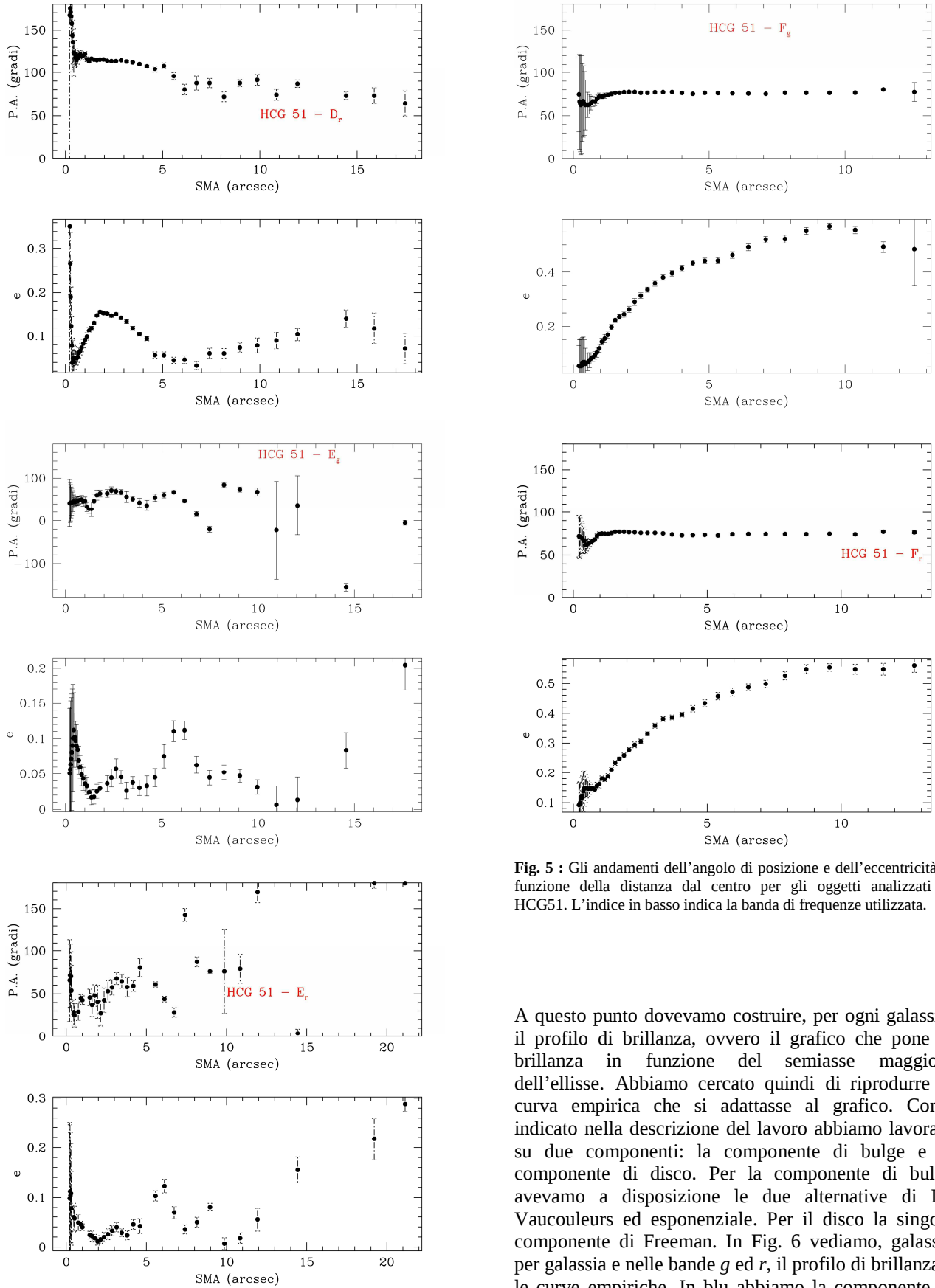


Fig. 5 : Gli andamenti dell'angolo di posizione e dell'eccentricità in funzione della distanza dal centro per gli oggetti analizzati di HCG51. L'indice in basso indica la banda di frequenze utilizzata.

A questo punto dovevamo costruire, per ogni galassia, il profilo di brillantezza, ovvero il grafico che pone la brillantezza in funzione del semiasse maggiore dell'ellisse. Abbiamo cercato quindi di riprodurre la curva empirica che si adattasse al grafico. Come indicato nella descrizione del lavoro abbiamo lavorato su due componenti: la componente di bulge e la componente di disco. Per la componente di bulge avevamo a disposizione le due alternative di De Vaucouleurs ed esponenziale. Per il disco la singola componente di Freeman. In Fig. 6 vediamo, galassia per galassia e nelle bande *g* ed *r*, il profilo di brillantezza e le curve empiriche. In blu abbiamo la componente di bulge e in rosso la componente di disco.

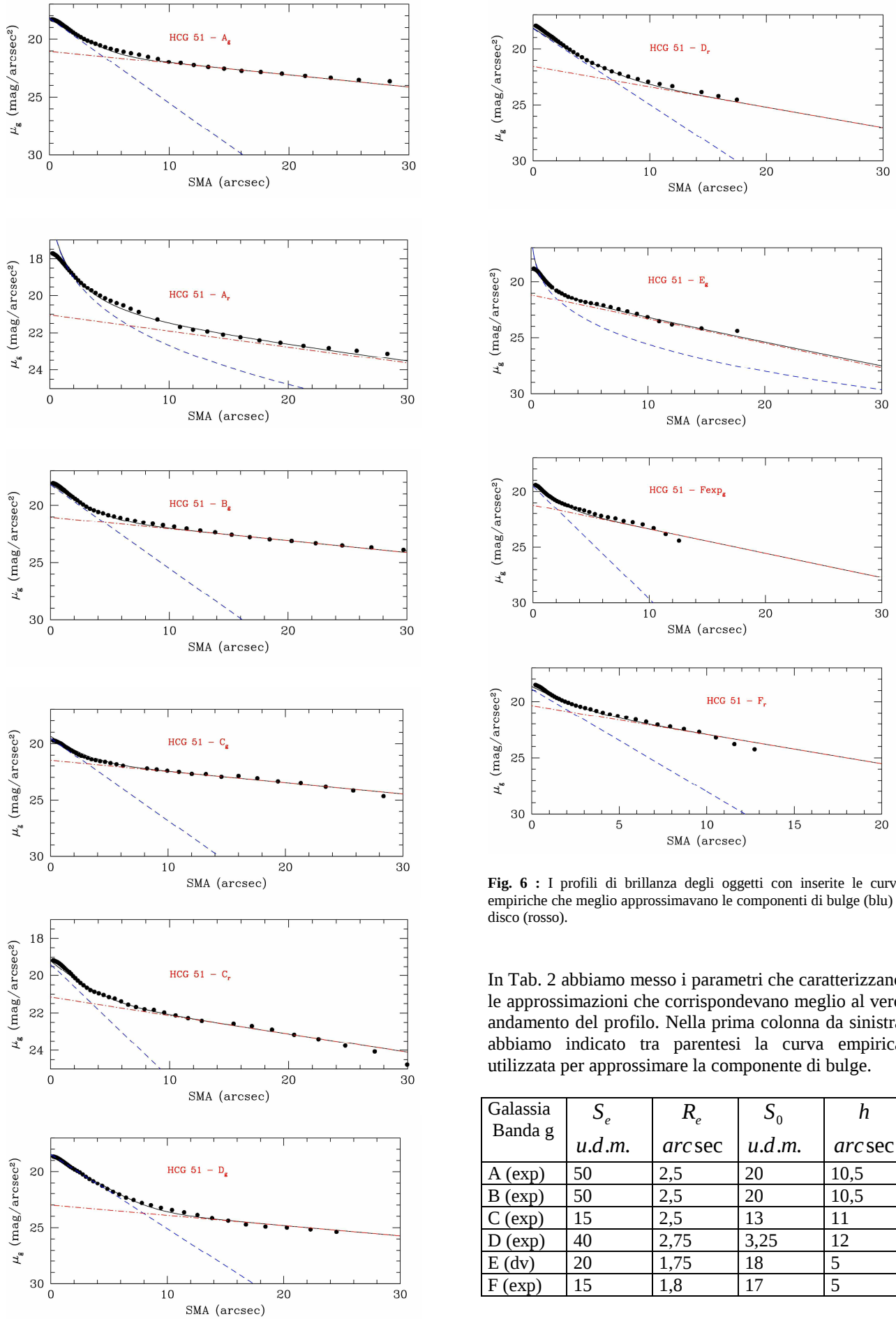


Fig. 6 : I profili di brillantezza degli oggetti con inserite le curve empiriche che meglio approssimavano le componenti di bulge (blu) e disco (rosso).

In Tab. 2 abbiamo messo i parametri che caratterizzano le approssimazioni che corrispondevano meglio al vero andamento del profilo. Nella prima colonna da sinistra abbiamo indicato tra parentesi la curva empirica utilizzata per approssimare la componente di bulge.

Galassia Banda g	S_e <i>u.d.m.</i>	R_e <i>arcsec</i>	S_0 <i>u.d.m.</i>	h <i>arcsec</i>
A (exp)	50	2,5	20	10,5
B (exp)	50	2,5	20	10,5
C (exp)	15	2,5	13	11
D (exp)	40	2,75	3,25	12
E (dv)	20	1,75	18	5
F (exp)	15	1,8	17	5

Galassia Banda r	S_e u.d.m.	R_e arcsec	S_0 u.d.m.	h arcsec
A (dv)	55	3,2	20	12,5
B (dv)	55	3,2	20	12,5
C (exp)	17	3	18	11
D (exp)	50	2,7	12	6
E (dv)	20	1,7	14	6,5
F (exp)	20	2	28	4,2

Tab. 2: u.d.m. = $\frac{\text{fotoni}}{\text{cm}^2 \text{arc sec}^2 \text{sec}}$

Calcoliamo ora la brillantezza strumentale caso per caso. Per determinare le brillanze visuali di bulge e di disco bisogna convertire i dati strumentali tramite due correzioni

- ✓ Il punto zero della scala
- ✓ L'estinzione

Le formule da usare sono:

$$\mu_e = \mu_0 - 2,5 \log S_e - k \cdot am$$

$$\mu_D = \mu_0 - 2,5 \log S_0 - k \cdot am$$

Con μ_0 punto zero, k coefficiente di estinzione e am coefficiente di massa d'aria.

Tali valori per ogni banda sono:

Banda	μ_0	k	am
g	24,452	0,162	1,0147
r	24,058	0,0908	1,0134

Tab. 3: Valori per ogni banda dei parametri di correzione dei dati strumentali.

Alla fine per la determinazione della magnitudine di bulge si ha che

De vauc. $m_b = \mu_e - 5 \log R_e - 3,39$

Expon. $m_b = \mu_e - 5 \log R_e - 2,69$

Per la magnitudine del disco si ha

$$m_D = \mu_D - 5 \log h - 2$$

In Tab. 4 abbiamo messo i risultati ottenuti nelle due bande, aggiungendo il rapporto bulge-totale e la differenza fra magnitudine del bulge e magnitudine totale. Tutti e due sono indicatori morfologici e abbiamo pensato di utilizzare entrambi per avere delle conferme riguardo la bontà delle determinazioni.

Galass.	m_b	m_D	B/T	m_{tot}	$m_b - m_{\text{tot}}$
---------	-------	-------	-----	------------------	------------------------

Band G					
A	15,36	13,93	0,21	13,67	1,69
B	15,36	13,93	0,21	13,67	1,69
C	16,67	14,3	0,10	14,18	2,49
D	15,4	15,61	0,55	14,75	0,65
E	16,43	15,65	0,33	15,22	1,21
F	17,38	15,72	0,18	15,5	1,88

Galass. Band R	m_b	m_D	B/T	m_{tot}	$m_b - m_{\text{tot}}$
A	13,7	13,23	0,39	12,69	1,01
B	13,7	13,23	0,39	12,69	1,01
C	15,81	13,62	0,12	13,49	2,32
D	14,87	15,38	0,61	14,34	0,53
E	15,17	15,05	0,47	14,35	0,82
F	16,52	15,23	0,23	14,94	1,58

Tab. 4

Ricordiamo che il rapporto B/T per valori superiori a 0,4 indica galassie ellittiche e per valori inferiori indica galassie a spirale. Per quanto riguarda la differenza di magnitudini, dall'articolo di Simien e de Vaucouleurs "Systematics of bulge-to-Disk ratios" (ApJ 302 pp 574-578, 1986) sappiamo che essa è correlabile con il parametro T (tipo morfologico) tramite una funzione interpolante del tipo

$$\Delta m(T) = 0,80 + 0,145T + 0,0284T^2 + 0,00267T^3$$

dove valori $-5 < T < 0$ ci fanno passare da E0 a S0 e valori $0 < T < 7$ ci fanno passare da Sa ad Sc.

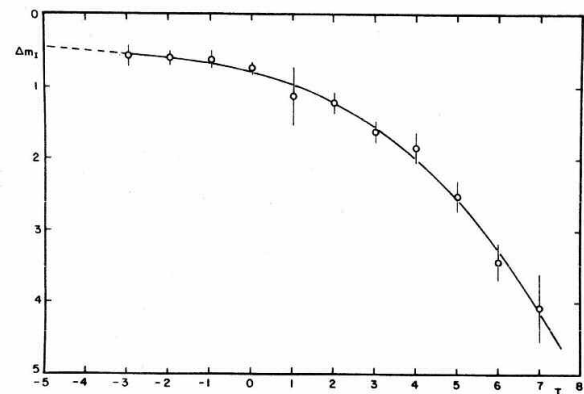


Fig. 7 : La dipendenza interpolata di Δm in funzione di T

Le corrispondenze tra il valore del parametro T ed il tipo morfologico sono:

- T = -5 → E
- T = -3 → E/S0
- T = -2 → S0
- T = 0 → S0/Sa
- T = +1 → Sa
- T = +2 → Sab
- T = +3 → Sb
- T = +4 → Sbc
- T = +5 → Sc

Quindi per ogni galassia otteniamo:

Galass. Banda G	B/T	Tipo Morf. da B/T	Δm	Tipo Morf. da Δm
A	0,21	Sb	1,69	Sb
B	0,21	Sb	1,69	Sb
C	0,10	SBc	2,49	SBc
D	0,55	E	0,65	E
E	0,33	Sa	1,21	Sa
F	0,18	Sbc	1,88	Sbc

Tab. 5 : Tipi morfologici nella banda G secondo il rapporto B/T ed il parametro T

Galass. Banda R	B/T	Tipo Morf. da B/T	Δm	Tipo Morf. da Δm
A	0,39	S0 Sa	1,01	Sa
B	0,39	S0 Sa	1,01	Sa
C	0,12	SBc	2,32	SBc
D	0,61	E	0,53	E
E	0,47	E S0	0,82	S0
F	0,23	Sb	1,58	Sb

Tab. 6 : Tipi morfologici nella banda R secondo il rapporto B/T ed il parametro T

Come si può vedere le corrispondenze ottenute nei tipi morfologici sono molto buone. Non sorprende che nella banda R i tipi morfologici risultino leggermente diversi, perché è evidente che in tale banda le stelle della componente di bulge, normalmente più vecchie, sono più evidenti.

IVb. Sintesi di popolazione

Nelle figure 8, 9, 10, 11, 12 vediamo il risultato della sintesi di popolazione per ogni galassia del gruppo. Lo spettro nero rappresenta lo spettro vero della galassia, quello azzurro il risultato della combinazione lineare delle stelle campione. Tale spettro calcolato doveva approssimare il più possibile lo spettro vero. Nelle figure sono anche inseriti gli spettri delle stelle O 9.5 (blu), A 7 (verde), K 0 (fucsia), M 1 (rosso). Come si può vedere abbiamo considerato la stella O come rappresentante delle stelle giovani, la stella A come rappresentante di stelle di età intermedia e abbiamo accorpato le stelle K ed M come rappresentative della popolazione vecchia.

V. Conclusioni

Attraverso l'analisi spettroscopica del gruppo si osserva che le cinque galassie hanno popolazione prevalentemente di età avanzata, con un contributo percentuale spesso intorno al 90%.

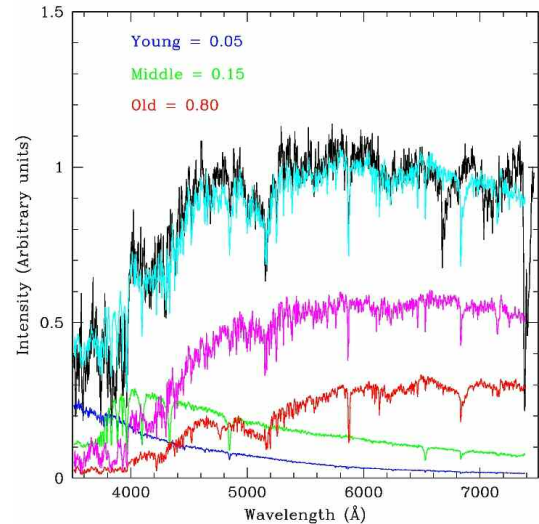


Fig 8 : Sintesi di popolazione della galassia A di HCG 51

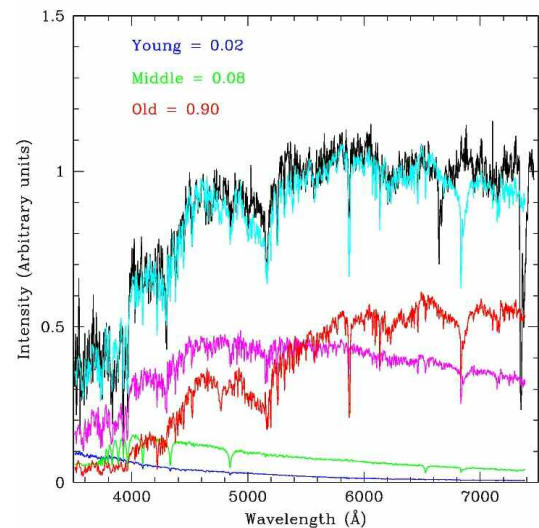


Fig 9 : Sintesi di popolazione della galassia B di HCG 51

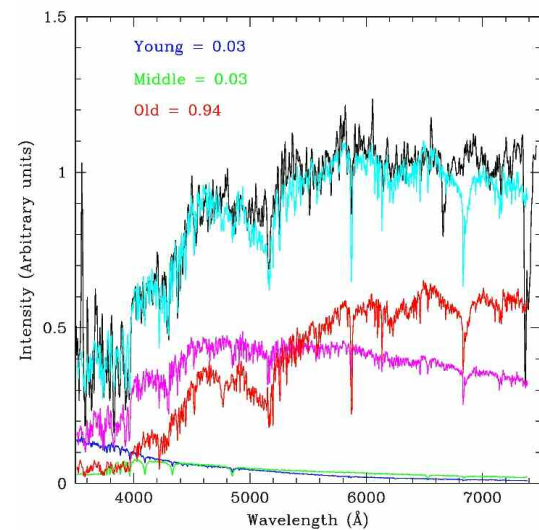


Fig. 10 : Sintesi di popolazione della galassia C di HCG 51

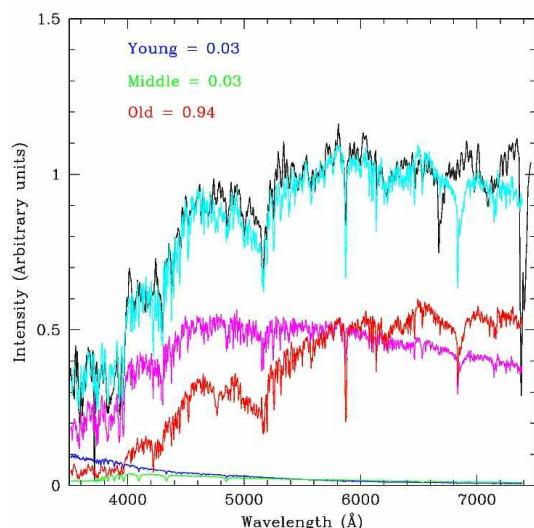


Fig. 11 : Sintesi di popolazione della galassia D di HCG 51

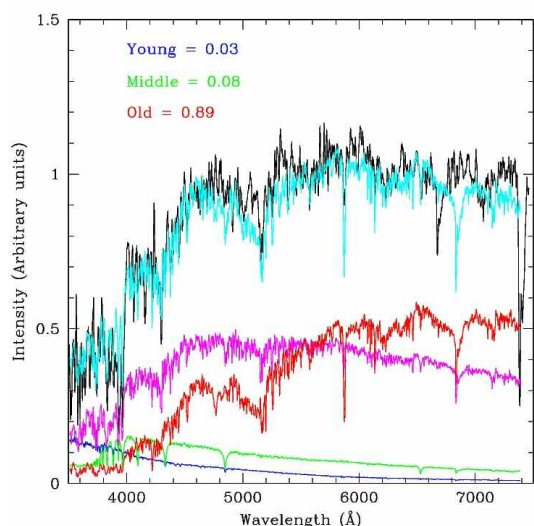


Fig. 12 : Sintesi di popolazione della galassia E di HCG 51

Le percentuali di popolazione vecchia ottenute comunque concordano con le sintesi di popolazione fatte dai partecipanti al progetto 2005-2006 per il polo di Verona nella relazione: “Sintesi di popolazione stellare nelle galassie NGC 3193 e NGC 5676”. Le eventuali anomalie si riscontrano nelle popolazioni giovani. Normalmente si tendono a considerare coeve le galassie che formano un gruppo. Tuttavia la galassia A mostra una percentuale di popolazione giovane maggiore delle altre. Probabilmente questa presenza di stelle giovani potrebbe essere il segnale di una ulteriore generazione di stelle causata dall’interazione gravitazionale tra la galassia stessa e la galassia F. Anche la galassia D genera qualche perplessità. Pur essendo una galassia ellittica presenta praticamente la stessa percentuale di stelle giovani delle galassie a spirale. Questo risultato è in disaccordo con la

relazione sopracitata riguardo NGC 3193 che, pur essendo una galassia ellittica, ha una percentuale di stelle giovani uguale a zero. Una possibile soluzione è legata al fatto che stiamo parlando di un gruppo di galassie ed i loro moti relativi, generati dal legame gravitazionale che caratterizza ogni gruppo, potrebbero portare alla generazione “anomala” di nuove stelle. Un’altra, e più intrigante, possibilità consiste nel fatto che si pensa che la fusione di due galassie a spirale possa portare ad una galassia ellittica o S0. Sarà il caso della nostra galassia D?

Bibliografia

Mark H. James & al., 2004, *An Introduction to galaxies and cosmology*, Cambridge University Press;

Relazione sullo stage ad Asiago 8-11/02/2006 POLO di VERONA “Sintesi di popolazione stellare nelle galassie NGC 3193 e NGC 5676”;

L. Rosino, 1979, *Lezioni di astronomia*, edizioni Cedam – Padova;

www.sdss.org : SDSS website

Jacoby et al. , “*A library of stellar spectra*”, ApJS 56 pp 257-281 1984;

Simien & de Vaucouleurs “*Systematics of bulge-to-Disk ratios*” ApJ 302 pp 574-578 1986

INDICE

L'ammasso aperto M 67	p. 3
Fotometria <i>ugriz</i> dell'ammasso globulare M15	p. 7
Identificazione di stelle Cefeidi in Centaurus A con dati di Hubble Space Telescope	p. 13
La nebulosa planetaria NGC2371	p. 19
Spettroscopia della nebulosa M42	p. 23
Studio delle galassie ARP63 e M82	p. 27
Fotometria e diagramma H-R di Leo I e II, due galassie nane del Gruppo Locale	p. 33
Determinazione della massa di SMBH in 48 QSOs a basso redshift	p. 41
Misure di continuo e righe in emissione di 50 spettri di Seyfert 1 / QSO con $z < 0.5$	p. 47
Dispersione di velocità, massa e luminosità del gruppo compatto di galassie HCG 51	p. 53
Studio morfologico e fotometrico del gruppo compatto HCG51 per mezzo del software GALFIT	p. 57
Studio morfologico e spettrofotometrico di HCG 51	p. 61

