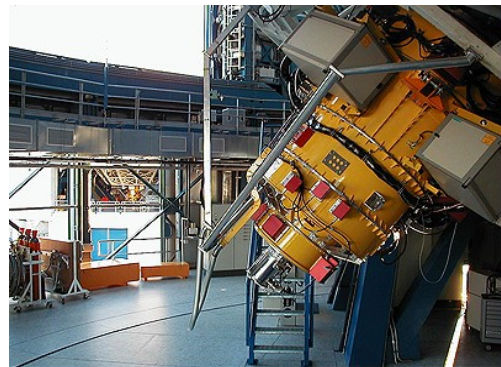


Analisi spettroscopica di galassie ellittiche



*Teoria ed elaborazione di dati
ripresi con il Very Large Telescope
(VLT) dell'osservatorio di Paranal-ESO*



Lavoro di maturità in Fisica
Professore Dr. Nicolas Cretton
Anno scolastico 2008-2009

Lia Sartori
Clara Pelloni
Lilu 2



Indice

INTRODUZIONE.....	3
1 LE STELLE.....	4
1.1 Spettro.....	4
1.1.a Righe d'assorbimento e di emissione.....	5
1.1.b Effetto Doppler e spostamento verso il rosso	6
1.2 Spettro stellare.....	8
1.2.a Classificazione stellare	10
1.3 Evoluzione e diagramma H-R.....	11
1.4 Relazione massa-luminosità.....	12
2 LE GALASSIE.....	14
2.1 Classificazione.....	14
2.1.a Galassie ellittiche.....	15
2.1.b Galassie a disco.....	16
2.1.c Galassie irregolari	18
3 LA CINEMATICA DELLE GALASSIE.....	19
3.1 Cinematica globale.....	19
3.1.a Calcolo della velocità.....	19
3.1.b Legge di Hubble: un Universo in espansione.....	20
3.1.c Calcolo della distanza di una galassia.....	21
3.2 Cinematica interna.....	21
3.2.a Profilo di velocità.....	21
3.2.b Momenti di velocità.....	23
3.2.c Curve di rotazione e dispersione di velocità.....	23
4 LA MATERIA OSCURA.....	25
4.1 Seconda legge di Newton e forza gravitazionale: legame tra massa e velocità.....	26
4.1.a Rotazione del Sistema Solare.....	27
4.1.b Struttura e rotazione delle galassie disco.....	28
4.1.c Struttura e rotazione delle galassie ellittiche	30
4.2 Il problema della massa mancante.....	30
5 LE OSSERVAZIONI ASTRONOMICHE.....	32
5.1 ESO (European Southern Observatory).....	32
5.2 VLT (Very Large Telescope).....	32
5.3 I telescopi.....	34
5.4 Spettroscopia.....	34
5.4.a Spettrografo.....	36
5.4.b Grism.....	36
5.4.c CCD.....	36
6 PARTE SPERIMENTALE.....	39
6.1 Scopo.....	39
6.2 Mezzi utilizzati.....	40
6.2.a FORS 1 (FOcal Reducer and Spectrograph).....	40
6.2.b Scisoft, IRAF e SAOImage ds9.....	40
6.3 Riduzione dei dati.....	41
6.4 Procedimento.....	46
6.4.a Preparazione dei dati.....	47
6.4.b Preparazione delle immagini di calibrazione.....	49

6.4.c Prima correzione degli spettri 2D.....	50
6.4.d Calibrazione in lunghezza d'onda e “raddrizzamento”.....	50
6.4.e Sottrazione della luminosità del cielo.....	53
6.4.f Somma degli spettri 2D.....	55
6.5 Elaborazione dei dati	56
6.5.a Estrazione degli spettri 1D per varie posizioni lungo la fenditura.....	56
6.5.b Estrazione dei grafici di velocità media e dispersione	57
7 PRESENTAZIONE DEI RISULTATI	60
8 ANALISI DEI RISULTATI	67
8.1 Componente stellare.....	67
8.2 Analisi della cinematica esterna: velocità di allontanamento.....	69
8.3 Calcolo della distanza.....	71
8.4 Analisi della cinematica interna	72
CONCLUSIONI.....	76
9 APPENDICE.....	77
9.1 Dimostrazione: attrazione gravitazionale subita da una stella.....	77
9.2 Calcolo della risoluzione.....	79
9.3 Procedimento tecnico.....	79
10 FONTI PRINCIPALI.....	85
11 ALLEGATI.....	88
11.1 Proposal.....	88

INTRODUZIONE

L'astronomia è di sicuro una delle discipline più affascinanti della fisica: a chi non è mai capitato di trovarsi una notte ad osservare le stelle e a chiedersi “*ma cosa ci sarà veramente lassù?*” Fin dal nostro primo approccio con la fisica ci siamo appassionati a questa materia, ancora di più quando abbiamo scoperto che tenta di spiegare i molti misteri che troviamo nell'Universo. Quando il nostro professore ci ha proposto di svolgere il lavoro di maturità nell'ambito della ricerca astronomica non abbiamo quindi esitato ad accettare e ci siamo subito lasciate trascinare da questa particolare esperienza.

Lo scopo del lavoro è la riduzione e l'analisi degli spettri d'emissione delle galassie ellittiche giganti NGC 5018 e NGC 3706. Questa analisi fornisce molte informazioni riguardo la composizione chimica delle stelle all'interno delle galassie, come pure riguardo la loro cinematica sia interna sia globale. Grazie alla cinematica interna è inoltre possibile risalire ad eventuali tracce della presenza di materia oscura al loro interno. I dati utilizzati sono stati ottenuti con lo spettrografo FORS1 del telescopio VLT (Very Large Telescope) a Paranal in Cile, uno dei più sofisticati osservatori oggi esistenti.

Tutte le immagini e gli spettri astronomici (dati) sono soggetti ad alterazioni di vario genere, dovute sia al telescopio sia a fattori ambientali che, se non corrette, possono portare ad analisi e conclusioni errate. Ridurre dei dati significa comprendere queste alterazioni, modellarle e correggerle. Una volta terminata la riduzione, e quindi in possesso dello spettro “pulito”, è possibile proseguire con l'analisi.

Prima di iniziare l'elaborazione dei dati ci siamo soffermate su vari aspetti teorici della fisica e dell'astronomia. Questo, oltre a fornirci una buona base di conoscenze, ci è stato utile nella parte pratica e nell'analisi dei risultati. Il nostro lavoro di maturità è perciò composto da una parte teorica seguita dalla descrizione del processo di riduzione, dall'esposizione dei risultati e dalla loro analisi.

Durante il lavoro siamo state seguite dal nostro docente Prof. Nicolas Cretton e dall'astronomo di ESO (European Southern Observatory) Dr. Piero Rosati che, guidandoci e fornendoci preziosi consigli, ci hanno condotte nel mondo affascinante dell'astronomia. Nel corso dell'estate abbiamo avuto la fortuna di poterci recare a Monaco, dove ha sede il quartier generale di ESO, per discutere e approfondire importanti dettagli riguardo il progetto. Per l'elaborazione dei risultati abbiamo inoltre collaborato col Dr. Eric Emsellem del CRAL (Centro di Ricerca Astronomica dell'Università di Lione). A queste persone, che ci hanno permesso di vivere una ricca ed interessante esperienza nell'ambito della ricerca astronomica, rivolgiamo un ringraziamento particolare.

1 LE STELLE

1.1 Spettro

Con il termine spettro si indica la rappresentazione dell'**intensità** della radiazione elettromagnetica emessa da una sorgente in funzione della lunghezza d'onda (λ).

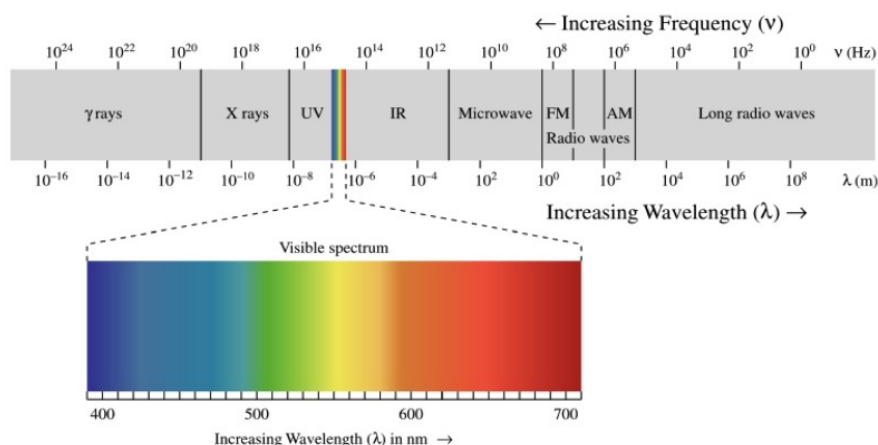


Figura 1: Fenomeni fisici che si manifestano con l'emissione di radiazioni elettromagnetiche alle rispettive lunghezze d'onda; tra i 400 e i 700 nm vengono emesse radiazioni sotto forma di luce visibile.

È possibile riportare uno spettro sotto forma di grafico (in cui abbiamo come ascisse e ordinata rispettivamente λ e l'energia), oppure d'immagine (dove l'intensità della luce per ogni lunghezza d'onda viene indicata con un chiaro-scuro¹). Nella figura 1 troviamo le varie lunghezze d'onda nelle quali vengono emesse le radiazioni elettromagnetiche² e i rispettivi fenomeni fisici che si manifestano (come le microonde, le onde radio,...); questa figura non può essere considerata uno spettro, in quanto manca un'importante componente, l'intensità.

Generalmente però con spettro si intende la gamma di colori osservata quando della luce bianca viene dispersa per mezzo di un prisma (esempio più conosciuto di questa scomposizione è l'arcobaleno), cioè lo spettro visibile (dai 400 ai 700 nm)³.

L'analisi di uno spettro fornisce importantissime informazioni sulla natura del corpo che emette la luce (ad esempio la sua composizione chimica e l'abbondanza di ogni singolo elemento, come vedremo nel prossimo capitolo) e sulla sua velocità (tramite l'effetto Doppler), per questo motivo lo spettro è molto utilizzato in fisica e in astronomia in particolare.

¹ Questo tipo di rappresentazione di un spettro, permette di avere l'intensità in funzione di due variabili, ovvero x (la posizione lungo la slit) e λ (vedi capitolo 5.4)

² In realtà la radiazione elettromagnetica non viene emessa solamente nell'intervallo indicato in figura 1 (da 10^{-16} m a 10^8 m), ma anche per λ maggiori o minori.

³ Da ora in avanti tutte le volte che parleremo di spettro si intenderà unicamente lo spettro visibile.

1.1.a Righe d'assorbimento e di emissione

Se lo spettro visibile emesso da una sorgente luminosa presenta tutti i colori dal rosso al violetto, sfumati l'uno nell'altro senza interruzioni, viene chiamato spettro d'emissione continuo; tipicamente è così per sostanze solide o liquide. Gli spettri dei gas (e di conseguenza delle stelle, che sono gassose) invece, presentano una sequenza di cosiddette “righe spettrali”: righe d'assorbimento (più scure) e righe in emissione (più brillanti)⁴. La loro presenza è determinata dalla composizione chimica dell'oggetto osservato, dunque dagli elementi che lo compongono (vedi figura 2, dove abbiamo le varie righe spettrali per alcuni elementi in funzione della lunghezza d'onda). Questi spettri “discontinui” vengono detti discreti.

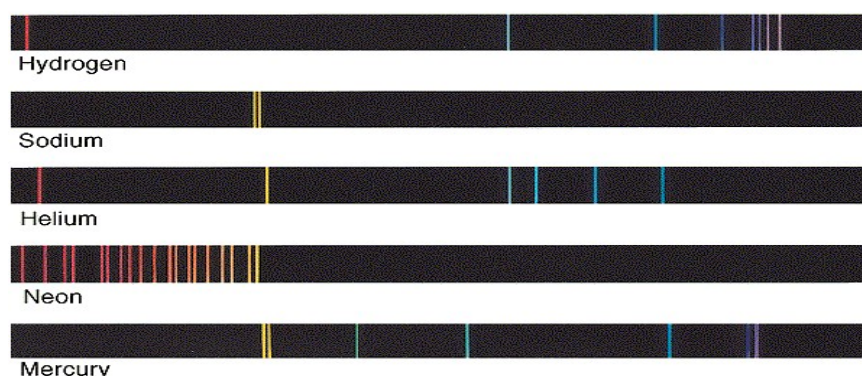


Figura 2: Spettri discreti con righe d'emissione di alcuni elementi chimici a lunghezze d'onda caratteristiche; la configurazione di queste linee spettrali contraddistingue ogni elemento dagli altri.

Per spiegare meglio il fenomeno delle righe di emissione e d'assorbimento ci rifacciamo al modello atomico di Bohr (1913), illustrato sotto (figura 3). Bohr ipotizzò che gli elettroni si muovono attorno al nucleo di un atomo in orbite circolari, che hanno raggi ben precisi; ogni elettrone possiede una certa quantità di energia e finché questa rimane invariata l'elettrone rimane nella sua orbita. Quando però riceve energia dall'esterno tende a spostarsi in un'orbita di raggio maggiore che corrisponde ad una maggiore energia (per riuscire ad allontanarsi dal nucleo, che esercita sugli elettroni forza attrattiva, ha infatti bisogno di energia); al contrario, se avviene uno spostamento in un'orbita più interna, l'elettrone emette energia sotto forma di luce (radiazione elettromagnetica).

Possiamo dunque vedere le varie orbite come i gradini di una scala (ognuno con un diverso valore energetico), dove gli elettroni salgono e scendono, assorbendo o emettendo energia sotto forma di radiazione elettromagnetica. Questi assorbimenti ed emissioni di luce sono visibili nello spettro come righe più o meno intense.

⁴ Se abbiamo uno spettro sotto forma di grafico le righe spettrali sono visibili come dei picchi verso il basso (righe d'assorbimento) e verso l'alto (righe d'emissione); questo è ben visibile nella figura 6.

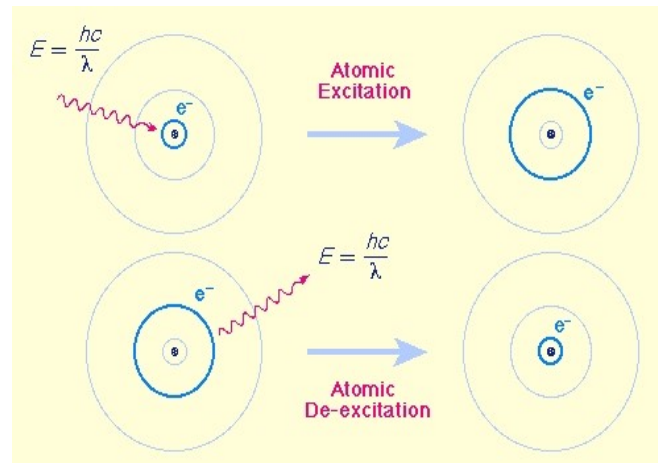


Figura 3: Modello atomico di Bohr. Se gli atomi ricevono energia, gli elettroni si spostano su orbite esterne, viceversa se emettono energia si spostano sulle orbite interne.

La differenza d'energia e la lunghezza d'onda della radiazione emessa o assorbita sono legate con un rapporto di proporzionalità inversa dalla Legge di Planck:

$$E = (h \cdot c) / \lambda$$

dove E è l'energia, h la costante di Planck, c la velocità della luce e λ la lunghezza d'onda.

Nello spettro dell'elemento preso in considerazione si avranno dunque in determinate lunghezze d'onda righe di emissione o righe d'assorbimento. Queste sequenze di righe spettrali sono diverse per ogni elemento in quanto ognuno possiede un numero diverso di elettroni, posti su diversi livelli di energia; avendo dunque un qualsiasi spettro discreto, possiamo sapere a quale elemento corrisponde.

Questo costituisce un potente mezzo di analisi della composizione chimica delle stelle e del gas interstellare.

1.1.b Effetto Doppler e spostamento verso il rosso

Nel paragrafo precedente abbiamo visto che le righe d'assorbimento e d'emissione presenti in uno spettro possono fornirci indicazioni riguardo agli elementi presenti nella sorgente osservata. Da queste righe è pure possibile ottenere informazioni riguardo al suo movimento, questa volta grazie all'effetto Doppler.

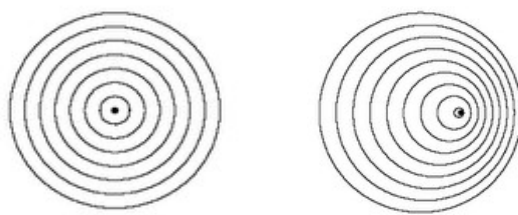


Figura 4: Contrapposizione tra la configurazione delle onde emesse da una sorgente ferma (a sinistra) e una in movimento (destra). In quest'ultimo caso per un osservatore a destra della sorgente λ diminuisce, mentre se si trova a sinistra λ aumenta.

L'effetto Doppler è un fenomeno fisico che consiste in un cambiamento apparente della lunghezza d'onda (o della frequenza) di un'onda. Questo è dovuto alla componente radiale del movimento della sorgente d'emissione e/o del ricevitore.

Il fenomeno interessa qualunque tipo di onda: con le onde sonore è meglio conosciuto. Un chiaro esempio è quello dell'ambulanza: quando è in movimento e si sta avvicinando, il valore di λ diminuisce, dunque la frequenza aumenta e il nostro orecchio percepisce un suono più acuto; quando si allontana invece la lunghezza d'onda aumenta, e il suono diventa più grave.

L'effetto Doppler, applicato alle onde luminose, è fondamentale in astronomia; viene infatti utilizzato per misurare la velocità con cui stelle e galassie si stanno avvicinando o allontanando da noi⁵. Ci si basa sul fatto che, come già visto nel paragrafo 1.1.a, lo spettro elettromagnetico emesso dagli oggetti celesti non è continuo, ma mostra delle righe spettrali a lunghezze d'onda ben definite, correlate con le energie necessarie ad eccitare gli elettroni dei vari elementi chimici. L'effetto Doppler è riconoscibile quando le linee spettrali non si trovano alle frequenze ottenute in laboratorio utilizzando una sorgente fissa. Poiché i colori posti ai due estremi dello spettro visibile sono il blu (per lunghezze d'onda più corte) e il rosso (per lunghezze d'onda più lunghe), l'effetto Doppler è spesso chiamato in astronomia spostamento verso il rosso (red-shift) se le righe spettrali si trovano a lunghezze d'onda maggiori (e la stella o galassia si allontana), e spostamento verso il blu (blue-shift) se si trovano a lunghezze d'onda minori (avvicinamento del corpo celeste).

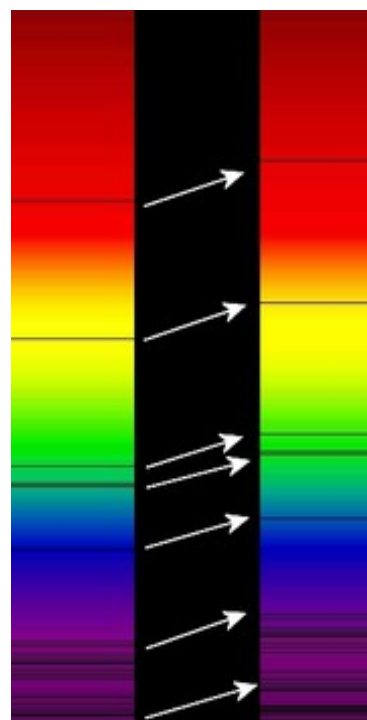


Figura 5: Illustrazione dell'effetto Doppler. Le righe spettrali si spostano verso il rosso (red-shift), il corpo celeste si sta allontanando.

⁵ È importante fare una precisazione, in quanto la velocità con cui la galassia si allontana da noi viene sommata alle velocità delle stelle all'interno di essa. La velocità effettiva di ogni stella all'interno della galassia è dunque equivalente alla velocità di allontanamento della galassia più quella del suo moto interno ad essa.

Per calcolare la velocità radiale di spostamento della sorgente, si usa la formula dell'effetto Doppler:

$$\frac{v_{\text{rad}}}{c} = \frac{\lambda_{\text{shift}} - \lambda_{\text{rest}}}{\lambda_{\text{rest}}}$$

dove v_{rad} è la velocità radiale con cui si muove l'oggetto, c la velocità della luce, λ_{shift} la lunghezza d'onda osservata (dunque spostata) e λ_{rest} la lunghezza d'onda emessa (emissioni prodotte al riposo in laboratorio).

Nel capitolo 3.1.a vedremo come a partire da questa formula è possibile calcolare la velocità con cui un corpo celeste si allontana o si avvicina alla Terra.

1.2 Spettro stellare

Finora abbiamo parlato delle caratteristiche generali degli spettri e delle informazioni che essi ci forniscono. Soffermiamoci ora sullo spettro d'emissione delle stelle.

Come visto in precedenza, le stelle presentano degli spettri con righe d'assorbimento (o emissione) dovute dalla presenza di molti elementi chimici sulla superficie stellare. Analizzando queste righe è possibile determinare gli elementi presenti sulla superficie stellare.

Schematic Spectra of Star

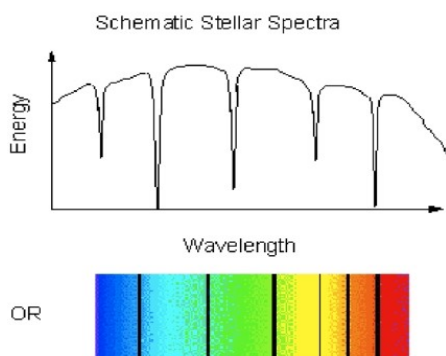


Figura 6: Spettro d'emissione di una stella; sono visibili le righe di assorbimento.

Dallo studio della forma dello spettro è invece possibile determinare la temperatura superficiale della stella. Alcuni studi hanno dimostrato che la parte continua dello spettro di una stella può essere approssimata con quello di un corpo nero⁶ alla stessa temperatura (figure 6, 7 e 8).

⁶ Per corpo nero s'intende un corpo ideale (ovvero puramente teorico) che non riflette radiazioni; l'energia che riceve viene totalmente assorbita, il corpo si riscalda ed emette radiazioni a diverse lunghezze d'onda (l'energia emessa è totalmente isotropa ovvero dipende solo ed esclusivamente dalla temperatura). Secondo la legge dello spostamento di Wien (1893), quando la temperatura assoluta aumenta, la gran parte della radiazione emessa dal corpo nero si sposta verso le lunghezze d'onda più corte (o frequenze più alte). In più all'aumentare della temperatura, cresce la quantità di energia emessa (legge di Stephan-Boltzmann); calcolando con gli integrali l'area sotto al grafico in cui rappresentiamo l'energia emessa in funzione di λ , otteniamo che la radiazione emessa è direttamente proporzionale alla quarta potenza della temperatura.

Il corpo nero è infatti un ipotetico emittente perfetto e possiede uno spettro caratteristico che dipende unicamente dalla sua temperatura (figura 7). Il Sole ha, per esempio, una temperatura superficiale media di 5780 K.

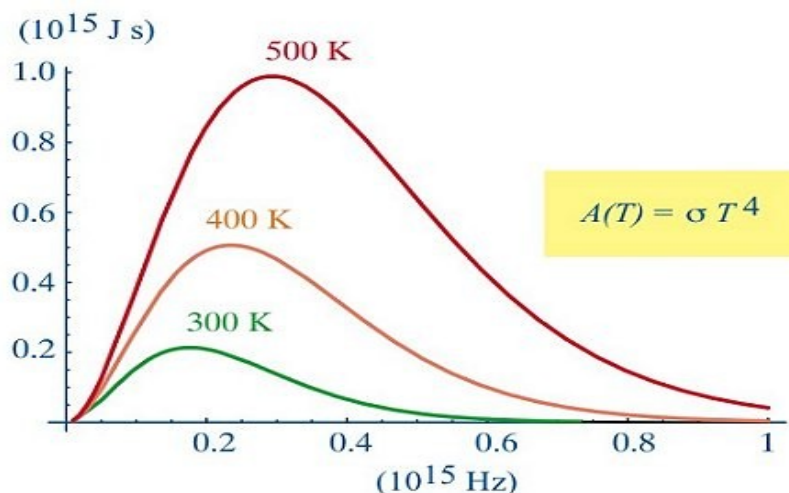


Figura 7: Intensità luminosa in funzione della frequenza per corpi neri a diverse temperature. L'intensità massima dello spettro dipende dalla temperatura T del corpo: se T aumenta, essa si sposta verso frequenze più alte.

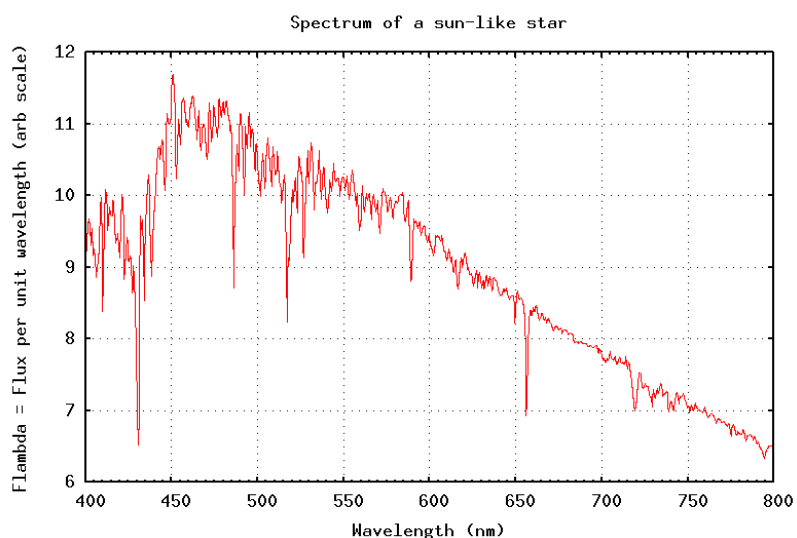


Figura 8: Intensità luminosa in funzione di λ per una stella. Togliendo i vari picchi dovuti all'emissione o assorbimento di energia da parte degli elettroni degli atomi presenti, abbiamo una curva simile a quella di un corpo nero (figura 7).

La forma dello spettro ci indica pure il colore della stella. Come abbiamo visto ad ogni lunghezza d'onda corrisponde un certo colore, perciò se uno spettro presenta una maggiore intensità ad una certa lunghezza d'onda significa che questa prevale, e di conseguenza la stella apparirà del colore corrispondente (ad esempio il nostro sole è di colore giallo, in quanto questo colore corrisponde al massimo di intensità di un corpo nero di 5780 K).

1.2.a Classificazione stellare

In base alla temperatura superficiale e alla composizione chimica, le stelle sono state divise in sette classi (o tipi) spettrali⁷, riassunte nella tabella seguente (figura 9).

Tipo spettrale	Temperatura gradi Kelvin	Colore	Composizione chimica
O	oltre 50000	azzurro	elio ionizzato, elio
B	25000	azzurro bianco	elio ionizzato e neutro ossigeno ionizzato
A	20000	bianco	idrogeno
F	14600	bianco giallo	idrogeno in diminuzione e calcio ionizzato
G	6000	giallo	ferro oltre a calcio
K	5100	arancione	i metalli superano l'idrogeno calcio ionizzato e neutro biossido di titanio
M	3600	rosso	calcio neutro e biossido di titanio

Figura 9: Classificazione stellare in base a temperatura e composizione chimica.

Vediamo ora più in dettaglio le caratteristiche di ogni classe:

- **O**: le temperature superficiali sono superiori ai 50000 K , il che permette di ionizzare l'elio (visibile nello spettro come righe d'emissione). Queste stelle sono relativamente rare e hanno un colore azzurro.
- **B**: con una temperatura superficiale di ca. 25000 K, sono più comuni di quelle di classe O ma ancora piuttosto rare; sono azzurro-bianche.
- **A**: la temperatura superficiale è di ca. 20000 K (stelle bianche) e nello spettro dominano le righe dell'idrogeno. A questa classe appartengono ad esempio Sirio e Vega.
- **F**: stelle giallo-bianche con temperatura superficiale di ca. 14600 K nel cui spettro dominano le righe del calcio ionizzato. A questa classe appartiene la stella polare.
- **G**: la temperatura superficiale è ca. 6000 K (a questa classe appartiene il nostro Sole; tutte le stelle di questo tipo sono gialle) e il loro spettro è caratterizzato dalle righe dei metalli e del calcio ionizzato.
- **K**: stelle con temperature di ca. 5100 K (dunque arancioni) con lo spettro caratterizzato dalle righe del calcio neutro e dei metalli.
- **M**: hanno temperature di ca. 3600 K e sono caratterizzate dalle righe dell'ossido di titanio; sono di color rosso.

⁷ Le classi spettrali sono dieci: in realtà le ultime tre (S, R e N) sono molto rare e non sono dunque state menzionate nella lista.

A sua volta ogni classe può essere suddivisa in sottoclassi spettrali, contrassegnate con numeri da 0 a 9 (il Sole ad esempio è una stella di tipo spettrale G2).

Grazie alla posizione della stella sul diagramma H-R (diagramma Hertzsprung-Russel, visibile in figura 10), è possibile suddividere le stelle ulteriormente. Infatti a parità di temperatura superficiale, e quindi di colore, le stelle possono avere una diversa luminosità (esistono 5 sottoclassi che vengono chiamate anche classi di luminosità), imputabile ad una diversa estensione della superficie stellare. Se prendiamo le stelle appartenenti alla stessa classe spettrale del Sole, notiamo che a dipendenza della luminosità della stella possiamo avere supergiganti (sottoclasse I), giganti (II,III), sottogiganti (IV), stelle appartenenti alla sequenza principale (V) o nane bianche (il Sole risulta dunque una stella G2V).

1.3 Evoluzione e diagramma H-R

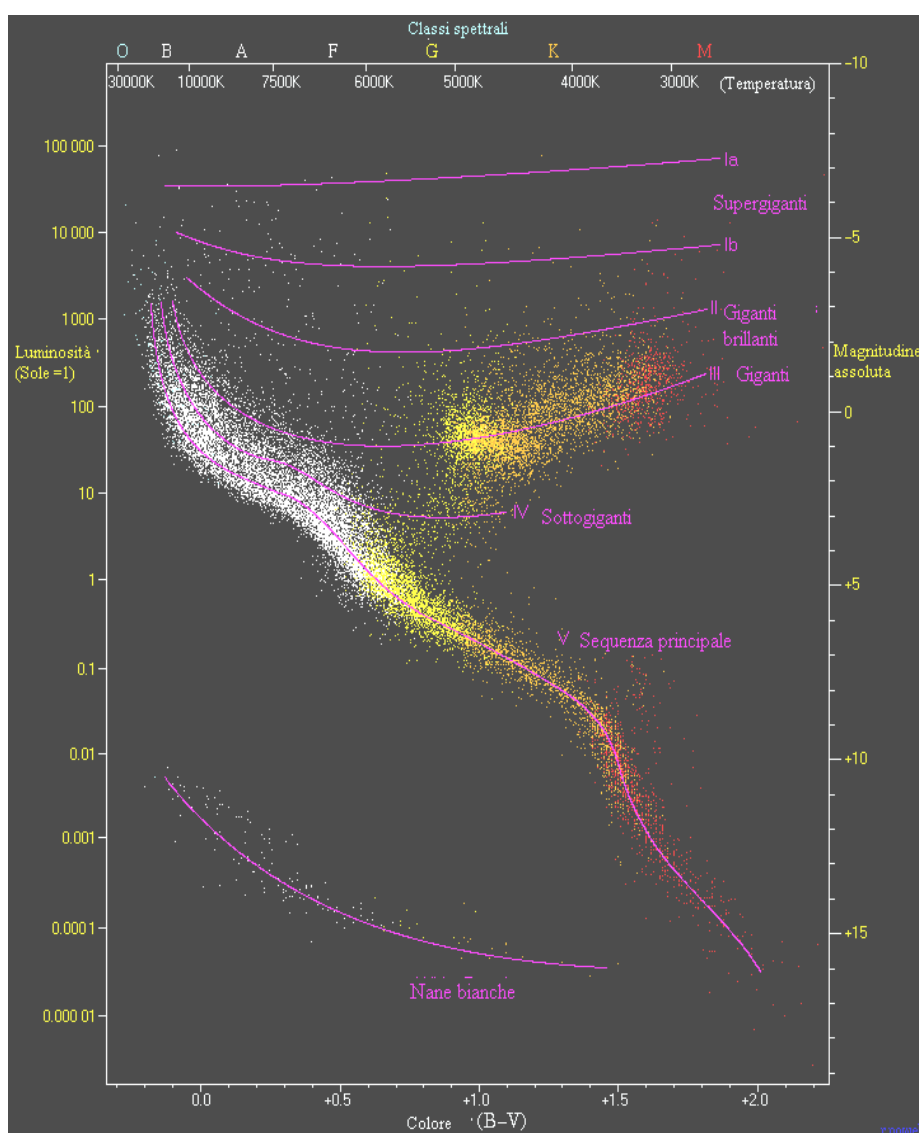


Figura 10: Diagramma di H-R. Sull'asse x si hanno temperatura e colore (di conseguenza anche le classi spettrali) mentre sull'asse y luminosità (o magnitudine); all'interno del diagramma sono visibili i tre grandi gruppi nel quale sono suddivise le stelle (qui rappresentate da 22000 stelle del catalogo Hipparcos e 1000 stelle del catalogo di Gliese di stelle vicine), ovvero la sequenza principale, il ramo delle giganti rosse (in alto a destra) e la sequenza delle nane bianche (in basso a sinistra).

Il diagramma H-R è stato sviluppato indipendentemente dagli astronomi Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell attorno all'anno 1912. Costituisce un ottimo strumento per comprendere i principi fondamentali dell'evoluzione stellare: la posizione di una stella nel diagramma dipende dalla sua massa, dalla sua età e dalla sua composizione chimica.

Questo diagramma mette in relazione la temperatura di una stella con la sua luminosità intrinseca (o magnitudine assoluta). La luminosità è espressa in unità solare. Sull'asse delle ascisse oltre alla temperatura (misurata in gradi Kelvin) troviamo anche il colore (infatti queste due caratteristiche sono, come visto nei capitoli precedenti, strettamente legate).

Si può notare come le stelle si dispongono sul diagramma dividendosi in tre grandi gruppi: la sequenza principale, ovvero la banda diagonale che raggruppa la maggior parte delle stelle, il ramo delle giganti rosse (in alto a destra) e la sequenza delle nane bianche (in basso a sinistra). La disposizione non è casuale ed è legata all'**evoluzione stellare**.

Le stelle quando nascono si trovano tutte sulla sequenza principale; in questa prima fase di vita producono energia tramite reazioni di fusione nucleare, convertendo l'idrogeno in elio. Si distribuiscono sulla banda diagonale secondo la loro massa: in alto a sinistra si dispongono stelle di grande massa molto calde, luminose e blu (con temperature superficiali superiori 25000 K) mentre in basso a destra ci sono stelle piccole poco luminose, fredde (meno di 3000 K) e rosse (infatti, come vedremo nel capitolo successivo, sulla sequenza principale massa e luminosità sono strettamente legate). Le stelle rimangono sulla sequenza principale per circa il 90% della loro vita e per questo motivo questa struttura risulta molto più popolata delle altre.

Dopo milioni o miliardi di anni, a seconda della massa iniziale, la stella esaurisce al centro il suo combustibile principale, l'idrogeno, e cessa dunque il processo di fusione nucleare. Senza la pressione (verso l'esterno) creata dall'energia della fusione, prevale la forza di gravità (esercitata verso l'interno) e gli strati esterni della stella iniziano a “cadere” verso il centro, comprimendo il nucleo e riscaldandolo. Quando il nucleo raggiunge i 200 milioni di gradi, è possibile usare l'elio come combustibile per un nuovo ciclo di fusione nucleare, e il nucleo cessa di contrarsi. Nel frattempo, la fusione dell'idrogeno continua negli strati esterni al nucleo, adesso riscaldati a sufficienza, e la stella è costretta ad espandersi per far fronte a questa nuova iniezione di energia, che oltretutto rende la stella più luminosa.

Alla fine, finito il suo combustibile nucleare e persa massa in un'esplosione stellare, se si tratta di una stella di piccola massa si forma una nana bianca (resta solo il nucleo, cioè perde tutti gli strati esterni a causa di un forte vento stellare), mentre se si tratta di una stella di grande massa porta alla formazione di una stella di neutroni o un buco nero.

1.4 Relazione massa-luminosità

La luminosità di una stella, come le altre proprietà fisiche (raggio e temperatura superficiale), la durata e lo svolgimento della vita, sono tutte determinate dalla sua massa. Infatti maggiore è la massa che va collassando sotto l'azione della gravità, maggiore sarà la pressione che il gas al suo interno dovrà esercitare per equilibrare questa forza. La pressione è pure direttamente legata alla temperatura, perciò quanto maggiore sarà la massa tanto più alta sarà la temperatura centrale. Maggiore temperatura significa poi maggiore produzione di energia nucleare (infatti il tasso delle reazioni nucleari di fusione al centro della stella è molto sensibile alla temperatura). Con luminosità si intende l'energia radiante emessa dalla superficie della stella, perciò più energia significa più

luminosità e parallelamente raggio maggiore, visto che per mantenere l'equilibrio termico la superficie deve essere sufficientemente grande da poter irraggiare tutta l'energia prodotta al suo interno. Da questo si può capire come la massa di una stella determini la sua luminosità.

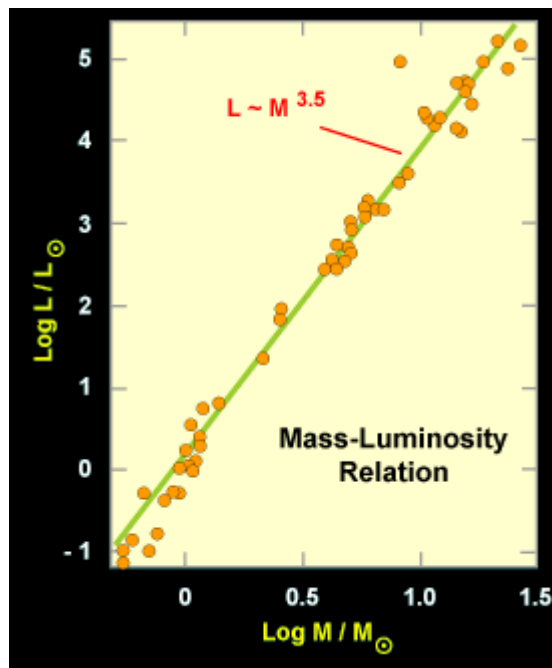


Figura 11: Questo grafico rappresenta l'andamento della luminosità in funzione della massa stellare. Si noti che la massa e la luminosità sono riportate in scala logaritmica.

Inizialmente la relazione massa-luminosità è stata trovata empiricamente dall'osservazione delle stelle binarie le cui orbite attorno al baricentro del sistema dipendono dalle masse che si possono quindi calcolare. Visto che anche il Sole, l'unica stella singola di cui era nota la massa, si colloca esattamente in questa relazione si è potuto ritenerla valida anche per le stelle singole. Osservando un diagramma massa-luminosità si può notare che mentre la massa delle stelle considerate varia da 0,1 a 20 masse solari⁸ la loro luminosità varia da 0,0001 a 1'000'000 luminosità solari⁹.

Si deduce che la luminosità, seppur dipendendo strettamente dalla massa, non è proporzionale ad essa ma segue la relazione: $L \sim M^{3.5}$.

⁸ $1M_{\odot}$ = Una massa solare = $1,9891 \cdot 10^{30}$ kg

⁹ $1L_{\odot}$ = Una luminosità solare = $3,827 \cdot 10^{26}$ J/s

2 LE GALASSIE

Le galassie sono dei sistemi composti da stelle, nebulose (gas interstellare e varie polveri) e probabilmente materia oscura, legate tra loro grazie alla forza gravitazionale. Il nome deriva dal greco “galaxias kyklos”, che significa circolo lattico (frase con cui gli antichi greci indicavano la nostra galassia, la Via Lattea). Una galassia è costituita da una parte centrale detta nucleo (in cui c'è una densità stellare molto elevata); via via che ci si allontana, il numero di stelle diminuisce. Questa zona cosiddetta periferica può circondare il nucleo uniformemente oppure formare dei bracci o altre strutture.

Data la grandissima distanza che ci separa dalle galassie più vicine a noi, esse sono state scoperte solo negli ultimi tre secoli, anche se la certezza della loro esistenza si è avuta solo nel 1924, grazie ad Edwin Hubble. Prima di allora, quelle poche galassie che erano state scoperte venivano scambiate per stelle o nebulose (nubi interstellare di gas e polveri), vista la mancanza di strumenti adeguati all'osservazione di oggetti così lontani.

Grazie a misure e calcoli, si stima oggi che nell'Universo ci siano più di 100 miliardi di galassie e che ciascuna di esse sia in media composta di circa 100 miliardi di stelle.

La massa e la luminosità delle galassie vengono espresse per rapporto a quelle del sole: la loro massa varia tra le 10^5 e le $10^{12} M_{\odot}$ mentre la loro luminosità tra le 10^5 e le $10^{11} L_{\odot}$.

2.1 Classificazione

Le galassie possono essere molto diverse tra loro. La loro classificazione risulta molto importante, in quanto può chiarire aspetti della loro formazione ed evoluzione; permette anche di dividere le galassie in gruppi omogenei, in cui tutte hanno uguali proprietà e, presumibilmente, processi fisici di formazione ed evoluzioni comuni.

La classificazione più conosciuta è quella presentata da Edwin Hubble (vedi 3.1.b), che nel 1926 suddivise le galassie in base alla loro forma in tre grandi gruppi: le galassie a disco (attenzione, in realtà solo una parte delle galassie a disco presenta una struttura a spirale e può essere classificata secondo lo schema di Hubble!), le ellittiche e le irregolari¹⁰. Questo tipo di classificazione è usato e accettato ancora oggi, nonostante presenti alcune imperfezioni; inoltre è puramente morfologico e non evolutivo¹¹.

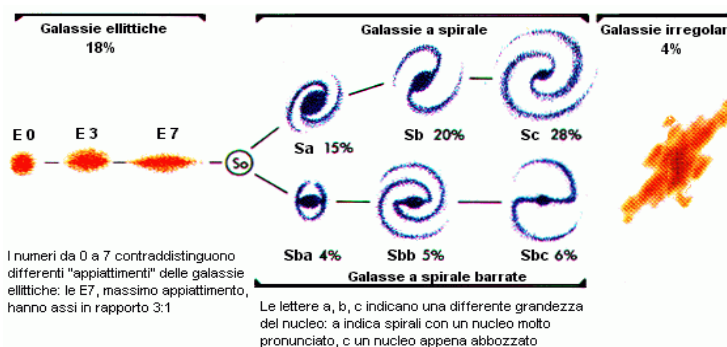


Figura 12: Classificazione morfologica di E. Hubble delle galassie, le quali vengono divise in tre grandi gruppi: galassie ellittiche, a disco e irregolari.

¹⁰ Ci sarebbe tuttavia un altro gruppo di galassie, le cosiddette lenticolari (SO). Queste sono intermedie tra le galassie a disco e le ellittiche: infatti presentano un disco, povero di polveri e gas, il quale non mostra alcuna struttura a spirale. Il *bulge* (la componente ellissoidale centrale) è molto massiccio. La maggior parte delle galassie lenticolari è formata da stelle vecchie.

¹¹ Secondo studi approfonditi e simulazioni *N-body*, ovvero simulazioni computerizzate che prevedono il comportamento di un grande numero di corpi (stelle) in determinate condizioni (tenendo dunque in considerazione tutte le forze gravitazionali che agiscono sui singoli corpi all'interno di una galassia), si è giunti alla conclusione che

2.1.a Galassie ellittiche



Figura 13: Fotografia della galassia ellittica NGC 5018. Al suo interno si trova la supernova SN2002dj, posizionata a destra nell'immagine rispetto al centro della galassia (Credito: N.Suntzeff, C.Smith, K.Krisciunas, P.Candia, NOAO/AURA/NSF)

Le galassie ellittiche hanno, rispetto alle galassie a spirale, un aspetto più semplice (poca struttura interna). Vengono ulteriormente suddivise per forma da 0 (quelle più sferiche) a 7 (galassie più ellittiche, più “schiacciate”). L'ellitticità f di una galassia ellittica si calcola con:

$$f = 1 - b/a,$$

dove a è il semi asse maggiore e b il semi asse minore dell'ellissi della distribuzione di luce. Se f vale ad esempio 0.4, la galassia sarà un'ellittica E4; una galassia sferica invece sarà una E0 (infatti $b = a$ e $f = 0$).

Le ellittiche più comuni sono quelle nane, che hanno dimensioni di pochi kpc¹² e una massa di pochi milioni di $M_{\odot}$; esistono però anche ellittiche giganti (dimensioni di 200 kpc e una massa di $10^{12} M_{\odot}$).

le galassie a disco non seguono la sequenza di Hubble, per es. da S0 verso Sc, rimanendo sempre senza barra. Le galassie a disco possono, nel corso della loro vita, creare distruggere una barra, quindi passare dal tipo barrato al tipo non barrato e viceversa (Birth et al., 1999).

¹² Il parsec (abbreviazione di *parallasse di un secondo d'arco*) è un'unità di lunghezza astronomica che corrisponde alla distanza dal Sole di una stella che ha una parallasse annua di un secondo d'arco e vale ca. $3.08 \cdot 10^{16}$ m, corrispondenti a ca. 3.26 anni luce.

La distribuzione della massa nelle galassie ellittiche è diversa da quella nelle galassie a spirale: per tutti e due i tipi si ha la maggior parte della densità stellare concentrata nel nucleo (centro della galassia), ma per le galassie ellittiche, via via che ci si allontana dal centro, la massa diminuisce in forma esponenziale (figura 14), dunque molto rapidamente, mentre nelle spirali la diminuzione è molto più lenta.

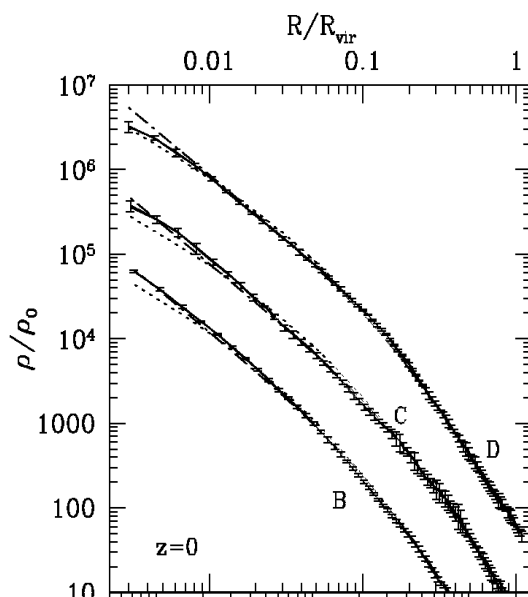


Figura 14: Profilo di densità di tre galassie ellittiche. Per entrambi gli assi vengono usate misure in scala logaritmica in quanto la densità diminuisce esponenzialmente al aumentare del raggio.

Queste galassie hanno uno scarso contenuto di gas e polveri (circa l'1% della massa totale); al loro interno non avviene perciò nessun processo di formazione stellare, ci sono quasi solo stelle vecchie (rosse). Questo dimostra che le galassie a spirale non possono essere un'evoluzione delle ellittiche¹³.

La velocità delle stelle nelle galassie ellittiche segue una distribuzione complessa, a volte caotica; alcune galassie ellittiche hanno però anche una piccola componente rotazionale. Queste galassie costituiscono l'80% degli ammassi di galassie (mentre fuori dagli ammassi l'80% delle galassie è di tipo a spirale).

2.1.b Galassie a disco

Queste galassie hanno un nucleo molto simile a quello delle galassie ellittiche e un disco sottile più esterno, che ruota attorno al proprio asse; nel caso delle galassie a spirale il disco è caratterizzato da bracci ben definiti che si dipartono dal nucleo centrale e lo avvolgono (vedi capitolo 4.1.b). Secondo la classificazione di Hubble, si dividono in due sottoclassi, le spirali (S) e spirali barrate (SB), che a loro volta si suddividono da *a* (nucleo più grande e bracci stretti) a *c* (nucleo piccolo, bracci aperti). Nelle figure 15 e 16 abbiamo due immagini di galassie a disco, una galassia a spirale e una spirale barrata.

¹³ È possibile però che due dischi che entrano in collisione tra loro formino un'ellittica.



Figura 15: Fotografia della galassia a spirale Pinwheel galaxy.



Figura 16: Fotografia della galassia spirale barrata NGC 1300.

Il disco è molto ricco di materia interstellare, come polvere e gas, e di stelle giovani e blu (quelle più giovani ancora in formazione sono concentrate nei bracci), mentre il nucleo contiene prevalentemente stelle vecchie (rosse).

Le dimensioni di una galassia a spirale variano dai 5 ai 250 kpc, mentre la massa si situa tra le 10^9 e le $10^{11} M_{\odot}$.

La nostra galassia, la Via Lattea, appartiene al gruppo delle galassie a disco contenenti una barra (galassia a spirale barrata). Ha un diametro di 24 kpc e una massa di circa $7 \cdot 10^{11} M_{\odot}$.

Un'altra caratteristica, anche se meno rilevante, è che esiste un certo legame tra la luminosità del *bulge*¹⁴ e la struttura della galassia; infatti le galassie con i bracci meglio delineati sono in genere quelle con il *bulge* più luminoso.

¹⁴ Il *bulge* un grande gruppo molto gremito di stelle, comunemente riferito al gruppo centrale che si trova nella maggior parte delle galassie a spirale. Di solito queste stelle sono piccole, rosse e vecchie, nate assieme alla galassia. Probabilmente la maggior parte dei *bulge* ha nel suo centro un buco nero supermassiccio.

2.1.c Galassie irregolari

Le galassie irregolari non possiedono nessuna struttura regolare e non è dunque possibile classificarle (non hanno infatti né un disco ben definito né un *bulge* che le contraddistingue).

La loro irregolarità può essere causata da parecchi fenomeni, come ad esempio la fusione o collisione tra galassie o alla deformazione dovuta all'effetto gravitazionale di una galassia vicina più massiccia.

Queste galassie sono generalmente ricche di gas, polvere interstellare e stelle giovani.



Figura 17: Fotografia della galassia irregolare NGC 1427.

3 LA CINEMATICA DELLE GALASSIE

3.1 Cinematica globale

La cinematica globale si occupa di studiare il moto di una galassia nel suo insieme, cioè come questa si muove nell'Universo, senza tener conto del particolare movimento di ogni singola stella al suo interno.

3.1.a Calcolo della velocità

Nei capitoli precedenti abbiamo visto che quando un corpo si muove rispetto ad un osservatore le righe d'assorbimento presenti nel suo spettro d'emissione subiscono uno spostamento in lunghezza d'onda, il cosiddetto effetto Doppler. Questo spostamento dipende unicamente dalla velocità radiale con cui il corpo si allontana o avvicina all'osservatore, che in astronomia è definita velocità sulla linea di vista (v_{los} , dall'inglese *line of sight velocity*, vedi figura 18).

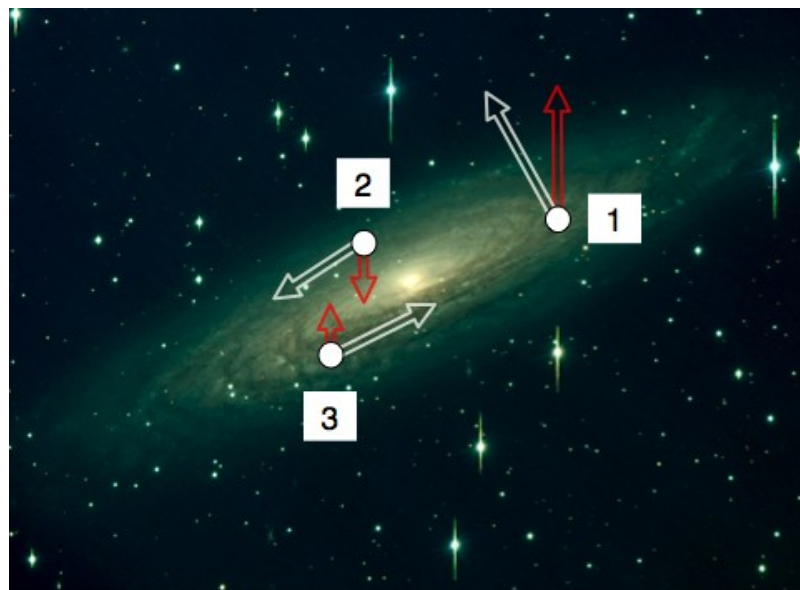


Figura 18: Esempio di velocità sulla linea di vista. Le frecce bianche indicano la velocità di rotazione delle stelle mentre la componente della velocità sulla linea di vista è indicata con una freccia rossa (la direzione della linea di vista è verticale). Si vede che le stelle 1 e 3 hanno una componente v_{los} positiva mentre la stella 2 una componente v_{los} negativa.

Tutte le galassie, nel loro complesso, si muovono rispetto alla terra con una certa velocità radiale. A questa velocità si somma la velocità interna delle stelle attorno al loro centro galattico. Al centro della galassia la componente radiale della velocità interna è nulla, perciò la velocità sulla linea di vista di questo punto corrisponde unicamente a quella di allontanamento/avvicinamento rispetto all'osservatore.

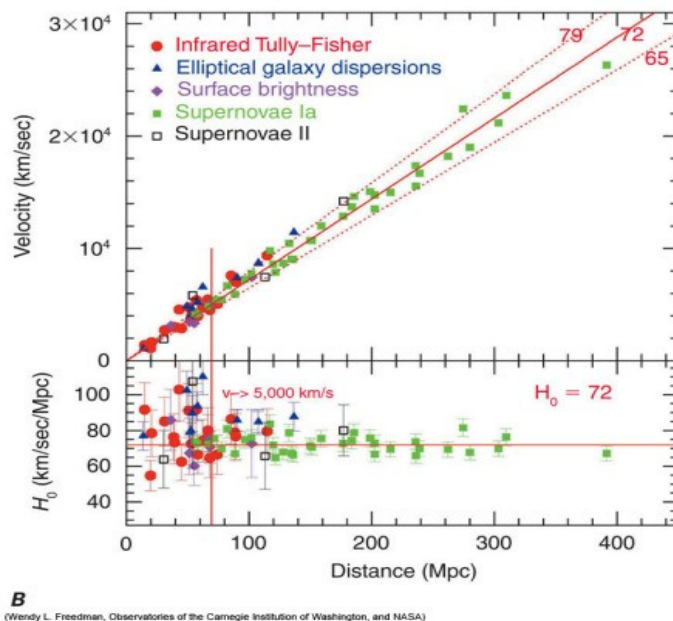
Osservando lo spostamento delle lunghezze d'onda relative agli assorbimenti di dati elementi è possibile calcolare questa velocità grazie alla formula dell'effetto Doppler. Vediamo ora come questo calcolo è stato utilizzato per cercare di comprendere e descrivere la cinematica dell'Universo.

3.1.b Legge di Hubble: un Universo in espansione

Verso la fine degli anni '20 l'astronomo statunitense Edwin Hubble si dedicò allo studio del rapporto tra velocità e distanza dalla Terra di galassie relativamente vicine, proprio sulla base dell'analisi dei loro spettri d'emissione.

Scoprì che tutte le galassie, a parte quelle del Gruppo Locale¹⁵, presentano uno spostamento dello spettro verso il rosso (*redshift*, vedi capitolo 1.1.b) dovuto al fatto che si allontanano da noi.

Dopo aver riportato gli spostamenti in un diagramma in funzione della distanza (figura 19) nel 1929 formulò una legge, la **legge di Hubble**, secondo la quale la velocità di allontanamento di una galassia è direttamente proporzionale alla sua distanza dalla Via Lattea (e quindi dalla Terra, visto che le distanze all'interno di una galassia sono insignificanti rispetto a quelle intergalattiche). Questa legge viene espressa con la formula:



B
(Wendy L. Freedman, Observatories of the Carnegie Institution of Washington, and NASA)

Figura 19: Diagramma di Hubble. In alto è riportata la velocità in funzione della distanza della galassia, sotto il valore della costante di Hubble.

$$v_{\text{los}} = H_0 d$$

dove v_{los} rappresenta la velocità di allontanamento, d la distanza dalla Via lattea e H_0 la costante di proporzionalità chiamata costante di Hubble.

Calcolando la pendenza della relazione tra la velocità di allontanamento delle galassie e la loro distanze l'astronomo fissò la costante H_0 a 500 (km/s)/Mpc. Per molto tempo però questo valore è stato oggetto di discordie che lo vedevano variare tra i 50 e i 100 (km/s)/Mpc.

Oggi, grazie a precise misurazioni fatte col telescopio spaziale Hubble e ad altre osservazioni indipendenti, H_0 è stata misurata e fissata a 74 (km/s)/Mpc con un margine d'errore che si ritiene del 4,3%¹⁶.

¹⁵ Il Gruppo Locale è uno dei tanti gruppi galattici presenti nell'Universo, che comprende una trentina di galassie tra cui la nostra Via Lattea. Un gruppo si può immaginare come una "galassia di galassie" all'interno del quale vige un movimento prevalentemente caotico. Hubble era interessato ad uno studio della cinematica generale dell'Universo, cioè al movimento reciproco dei gruppi, per questo nella sua teorizzazione non ha tenuto conto delle galassie presenti nello stesso gruppo della Via Lattea.

¹⁶ Spesso i cosmologi preferiscono parlare di *parametro* di Hubble piuttosto che di costante. La velocità di espansione dell'Universo infatti non è costante e questo determina pure una variazione di H . Con H_0 si intende il valore del parametro al tempo attuale.

Grazie alla legge di Hubble si capisce, come è ben evidenziato nella figura 19, che più una galassia è lontana dalla Terra maggiore è la sua velocità di allontanamento. Questa legge ha inoltre permesso di scoprire che, siccome tutto si allontana reciprocamente, l'Universo è in espansione.

Ma il fatto che la velocità dipende dalla distanza dalla Terra significa che il nostro pianeta si trova al centro dello spazio? E perché l'allontanamento delle galassie è legato all'espansione dell'Universo?

Questi concetti non sono facili da immaginare, trattandosi di una situazione a tre dimensioni, ma possono essere compresi con un esempio a 2 dimensioni dove lo spazio è costituito dalla superficie di un palloncino e le galassie sono rappresentate da formiche sopra ad esso.

Quando il palloncino viene gonfiato (l'Universo si espande) ogni formica vede le altre allontanarsi dalla sua posizione sempre più velocemente (da qui la relazione tra allontanamento ed espansione). Dal suo punto di vista le sembrerà quindi di trovarsi al centro dell'Universo-palloncino, in quanto tutto si allontana da lei, pur non essendo il caso (lo stesso che accade alla Terra) visto che sulla superficie del palloncino non c'è un "centro dell'espansione".

3.1.c Calcolo della distanza di una galassia

Quando si conosce la velocità di allontanamento di una galassia la legge di Hubble diventa un ottimo strumento per determinarne la distanza dalla Terra. Moltiplicando infatti entrambi i membri della formula di Hubble ($v_{\text{los}} = H_0 d$) per $1/H_0$ si ottiene:

$$d = v_{\text{los}} / H_0$$

dove d è la distanza della galassia, v_{los} la sua velocità di allontanamento e H_0 la costante di Hubble¹⁷.

3.2 Cinematica interna

La cinematica interna di una galassia studia il movimento delle stelle che la compongono, cercando di comprenderne le cause. In questo capitolo ci occuperemo in particolare delle velocità sulla linea di vista, misurate in varie posizioni lungo un determinato asse di simmetria della galassia. Questa tecnica viene chiamata *long-slit spectroscopy* (spettroscopia a fenditura lunga, vedi capitolo 5.4).

3.2.a Profilo di velocità

Una galassia è un "oggetto" tridimensionale ma se osservata dalla Terra, a grande distanza, appare piatta sul cielo. Per questo la luce proveniente da ogni suo punto non corrisponde unicamente alla radiazione di una stella ma, come si vede nella figura 20, alla somma della luce emessa da tutte le stelle presenti lungo linea di vista che la attraversa in quel punto.

¹⁷ Naturalmente visto che le scale temporali umane non sono assolutamente comparabili con quelle dell'Universo e che vogliamo calcolare la distanza della galassia al tempo attuale per questo calcolo possiamo ritenere H_0 come una costante.

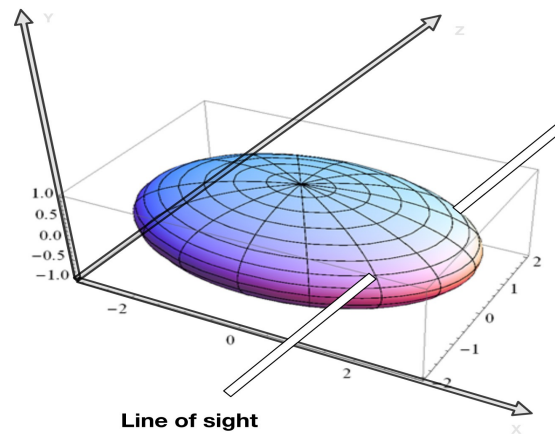


Figura 20: In questa immagine 3D è schematizzata una galassia ellittica. La luce che arriva ad un osservatore posizionato sulla linea in bianco è la somma di tutta la luce emessa dalle stelle che si trovano lungo quella linea di vista.

Visto che lavoriamo con immagini digitali quando si parla di punto non si intende un preciso punto spaziale bensì tutta la zona della galassia la cui luce incide su di un determinato pixel. La luce registrata da un pixel proviene quindi da molte stelle che si spostano con velocità diverse, dato il loro movimento caotico e la loro diversa posizione all'interno della galassia.

Per ogni punto è possibile rappresentare in un istogramma la frazione di stelle la cui velocità sulla linea di vista si presenta in un certo intervallo: il **profilo di velocità** (VP o LOSVD¹⁸) consiste nella miglior curva che racchiude questo istogramma (figura 21).

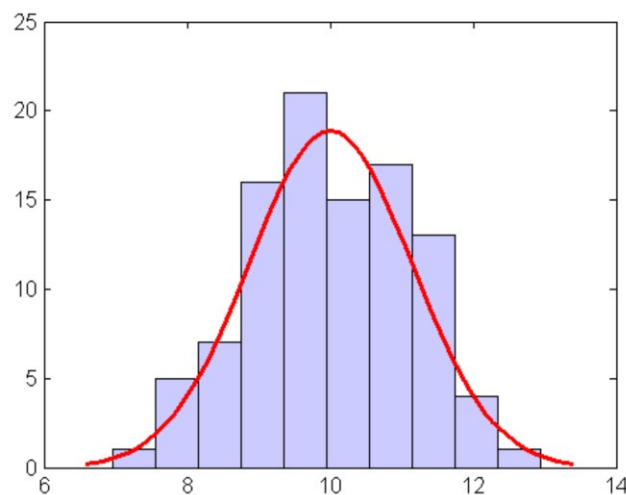


Figura 21: Esempio di VP (linea in rosso) con una velocità media di 10 km/s.

¹⁸ In inglese il profilo di velocità è detto *Velocity Profile* o *Line-Of-Sight Velocity Distribution*, da qui le abbreviazioni VP e LOSVD che useremo anche in seguito.

3.2.b Momenti di velocità

Nel caso della figura 21 il VP è una curva gaussiana. Spesso i VP di galassie ellittiche sono molto simili ad esatte curve gaussiane; i **momenti di velocità** sono dei parametri che descrivono la struttura di queste curve e la loro analisi ci permette di ottenere importanti informazioni riguardo alla cinematica interna.

- 1° momento: **velocità media**

La velocità media delle stelle nel punto (pixel) considerato consiste nella media ponderata di tutte le loro velocità. Se la curva è simmetrica è uguale a quella corrispondente al vertice del VP, in generale si può però calcolare con la formula:

$$v_{\text{media}} = \int VP(v) v \, dv$$

- 2° momento: **dispersione di velocità (σ)**

Il secondo momento di velocità è la misura della larghezza del VP. Quando la curva è simmetrica questo corrisponde alla sua larghezza a metà altezza, altrimenti è calcolabile con la formula:

$$\sigma^2 = \int VP(v) (v - v_{\text{media}})^2 \, dv$$

La dispersione di velocità ci indica l'ampiezza dell'intervallo in cui sono comprese le velocità misurate. Possiamo dire che una maggior dispersione corrisponde ad una maggior “varietà” di velocità.

- 3° momento: **skeewness**

Il terzo momento di velocità indica l'asimmetria della curva, cioè se è più spostata verso destra o verso sinistra.

- 4° momento: **kurtosis**

Il quarto momento mostra invece quanto la curva è appiattita. Misura in pratica lo spessore delle code.

I quattro momenti di velocità sono molto utili in quanto permettono di descrivere (con buona precisione il profilo di velocità con solo quattro numeri.

3.2.c Curve di rotazione e dispersione di velocità

Grazie ai momenti di velocità è possibile ricavare la curva di rotazione e la dispersione di velocità di una galassia. La curva di rotazione è un grafico che indica la componente sulla linea di vista della velocità media di ogni punto della galassia in funzione della sua distanza dal centro. Il grafico della dispersione riporta invece la dispersione di velocità presente in ogni punto, sempre in funzione della distanza dal centro galattico.

Dunque non si può risalire ad un momento di velocità conoscendo l'altro

È importante precisare che non c'è dipendenza tra i due grafici, non si può cioè risalire ad uno conoscendo l'altro.

Nel capitolo 6.5.b vedremo come è possibile ottenere queste misure partendo dagli spettri d'emissione della galassia in considerazione.

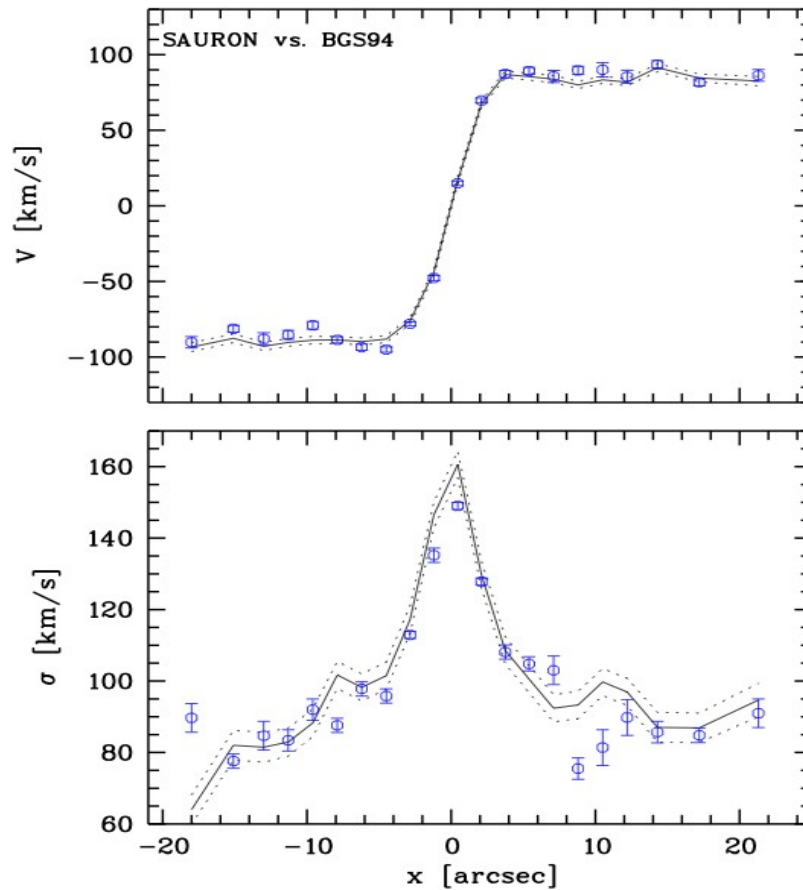


Figura 22: Curva di rotazione (in alto) e grafico della dispersione di velocità (in basso) della galassia ellittica NGC 3377 (Copin et al. 2004).

4 LA MATERIA OSCURA

Il termine **materia oscura** indica quella parte di materia che manifesta i suoi effetti gravitazionali in molti fenomeni astronomici ma non emette nessuna radiazione elettromagnetica, e non è quindi direttamente osservabile. La sua natura, come pure la sua composizione, sono ancora sconosciute (potrebbe trattarsi di neutrini, nane brune, buchi neri, particelle subatomiche “esotiche”,...) ma si crede che rappresenti circa il 90% della massa dell’Universo e il 30% del suo contenuto totale di energia.

Sebbene la sua esistenza non sia determinabile direttamente, in quanto come detto non è visibile, esistono chiare situazioni in fenomeni astronomici che ne attestano la presenza:

- In molte osservazioni di ammassi di galassie la massa visibile non consente di spiegare completamente l'effetto delle lenti gravitazionali¹⁹. Per questo si sospetta che siano presenti grandi quantità di materia oscura, che agendo gravitazionalmente sarebbe capace di deviare il percorso della luce più di quanto lo farebbe la materia effettivamente visibile.



Figura 23: Effetto di lente gravitazionale nell'ammasso di Abble 2218. Gli archi che si vedono sono immagini di stelle o galassie più lontane deformate dalla lente gravitazionale.

- La maggior parte delle galassie è raggruppata in ammassi, dove queste sono legate fra loro da forze di tipo gravitazionale. Le velocità delle galassie all'interno di esso sono troppo alte per essere spiegate unicamente grazie all'effetto gravitazionale della massa visibile (Zwicky, 1937).
- La curva di rotazione delle stelle all'interno di molte galassie disco non è spiegabile tenendo conto unicamente della massa luminosa.

¹⁹ La lente gravitazionale è un fenomeno fisico previsto dalla teoria della relatività generale. Quando un corpo di grande massa si trova tra una sorgente luminosa e l'osservatore la sua attrazione gravitazionale tende a deviare i raggi di luce creando un effetto di amplificazione simile a quello di una lente: all'osservatore arrivano più raggi di luce e quindi una maggior intensità luminosa. Le lenti gravitazionali deformano l'oggetto originale creando immagini multipli e archi di luce (figura 23).

Quest'ultimo punto rappresenta una delle prime e più importanti osservazioni che hanno suggerito la presenza di materia oscura nell'Universo e ne parleremo quindi più dettagliatamente nel paragrafo 4.2. Per comprenderlo è necessaria però un'ulteriore riflessione riguardo alla cinematica interna di alcuni sistemi che compongono l'Universo: le galassie e i sistemi planetari.

4.1 Seconda legge di Newton e forza gravitazionale: legame tra massa e velocità

All'inizio del 1600 lo scienziato inglese Isaac Newton si dedicò allo studio della dinamica, quel ramo della fisica che si interessa delle relazioni tra il movimento di un corpo e le forze che lo modificano, elaborando tre leggi (o principi) che oggi rappresentano la base della dinamica²⁰.

La **seconda legge di Newton** afferma che la forza agente su di un corpo è uguale alla massa del corpo stesso moltiplicata per la sua accelerazione:

$$F = ma$$

Ne deriva che, a parità di massa, maggiore è la forza che agisce su di un corpo maggiore è la sua accelerazione, quindi maggiore è la velocità che questo potrà raggiungere.

Nell'Universo la forza che agisce sui corpi, come ad esempio le stelle o i pianeti, è principalmente di tipo gravitazionale. Rispetto alle altre forze la forza gravitazionale è debole, ma ha un'estensione infinita perché l'effetto schermo che può fermare le forze elettromagnetiche non esiste per la gravità. L'intensità della forza gravitazionale con cui si attraggono reciprocamente due corpi puntiformi dipende dalle loro massa e dalla loro distanza secondo la **legge di gravitazione universale**, anch'essa sviluppata da Newton:

$$F_g = G m_1 m_2 / d^2$$

dove G è la costante di gravitazione universale che vale $6.67 \cdot 10^{-11} \text{ m}^3/(\text{kg s}^2)$, m_1 e m_2 rappresentano le masse dei due corpi in considerazione e d la loro distanza.

La relazione tra velocità e massa è molto utile per cercare di comprendere la cinematica delle galassie, di cui parleremo iniziando col descrivere il movimento dei pianeti nel Sistema Solare.

²⁰ Le tre leggi della dinamica secondo Newton appaiono nella sua opera fondamentale *Philosophiae Naturalis Principia Mathematica* pubblicata nel 1687. Anche se già in parte conosciute nel mondo scientifico lo scienziato inglese fu il primo a formularle in maniera completa e sintetica. Le tre leggi sono le seguenti:

- 1) “Ciascun corpo persevera nel proprio stato di quiete o di moto rettilineo uniforme, eccetto che sia costretto a mutare quello stato da forze impresse.” (**Principio d'inerzia**)
- 2) “Il cambiamento di moto è proporzionale alla forza motrice impressa, ed avviene lungo la linea retta secondo la quale la forza è stata impressa.” Questo principio viene pure formulato nella maniera seguente: “L'accelerazione di un corpo è inversamente proporzionale alla sua massa ed è direttamente proporzionale alla risultante delle forze esterne che agiscono su di esso.”
- 3) “Ad ogni azione corrisponde una reazione uguale e contraria: ossia, le azioni di due corpi sono sempre uguali fra loro e dirette verso parti opposte.” (Principio di azione e reazione)

4.1.a Rotazione del Sistema Solare

I pianeti del Sistema Solare seguono approssimativamente delle orbite circolari attorno al Sole. Il moto circolare è possibile solo quando sul corpo in rotazione agisce una forza diretta verso il centro che lo costringe a girare facendo cambiare in continuazione direzione alla sua velocità. Questa forza viene chiamata forza centripeta.

Nel Sistema Solare la forza centripeta corrisponde alla forza di attrazione gravitazionale che agisce sui vari pianeti. Visto che il Sole rappresenta circa il 99% della massa totale del sistema si può considerare che un pianeta subisca unicamente l'influsso gravitazionale dell'astro e perciò, sulla base della legge di gravitazione universale, la forza agente su di esso è calcolabile con la formula:

$$F = G m_{\text{Sole}} m_p / r^2$$

dove la distanza tra i due corpi corrisponde al raggio r dell'orbita di rotazione, m_{Sole} la massa del Sole e m_p quella del pianeta²¹.

Tenendo conto della seconda legge di Newton e del fatto che per un moto circolare $a = v^2/r$ (v è la velocità circolare del pianeta) si ottiene:

$$F = G m_{\text{Sole}} m_p / r^2 = m_p a = m_p v_p^2 / r$$

e quindi:

$$G m_{\text{Sole}} m_p / r^2 = m_p v_p^2 / r$$

moltiplicando a questo punto entrambi i membri per r/m_p e risolvendo l'equazione rispetto a v_p :

$$v_p = (G m_{\text{Sole}} / r)^{1/2}$$

Abbiamo trovato che la velocità di rotazione di un pianeta dipende dalla massa del Sole ed è inversamente proporzionale alla sua distanza dall'astro. Questo è ben visibile nella figura 25: la velocità diminuisce drasticamente con l'aumentare della distanza.

²¹ Date le grandi distanze all'interno del Sistema Solare rispetto alle dimensioni dei corpi in considerazione il sistema Sole-pianeta può essere assunto come un sistema di corpi puntiformi.

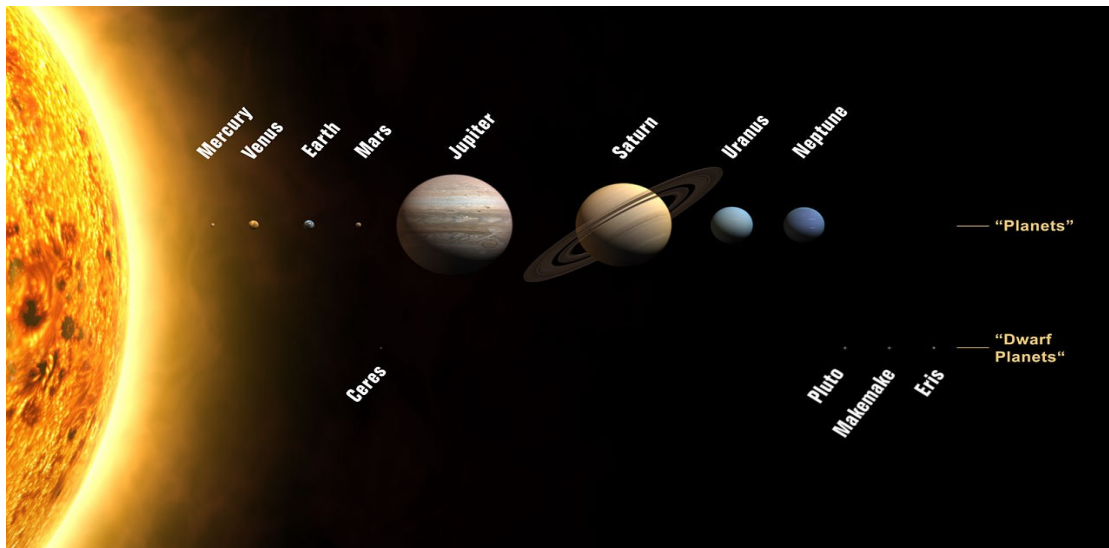
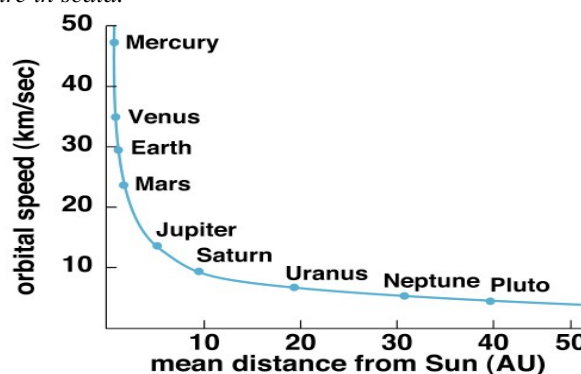


Figura 24: Sistema Solare in scala.



(b)
Copyright © Addison Wesley

Figura 25: Velocità di rotazione (in km/s) dei pianeti del Sistema Solare in funzione della distanza dal Sole (in AU). AU è la sigla di Unità Astronomiche, un'unità di misura che corrisponde alla distanza Terra-Sole.

4.1.b Struttura e rotazione delle galassie disco

Le immagini di galassie disco sono sicuramente le più affascinanti che possiamo ammirare, con i loro caratteristici bracci arrotolati a formare una spirale. Nella maggior parte dei casi questi bracci si estendono in senso opposto al verso di rotazione, il che li potrebbe far immaginare come dei corpi rigidi la cui curvatura dipende dalla rotazione differenziata, cioè dal fatto che il centro e le regioni interne ruotano più velocemente di quelle esterne.

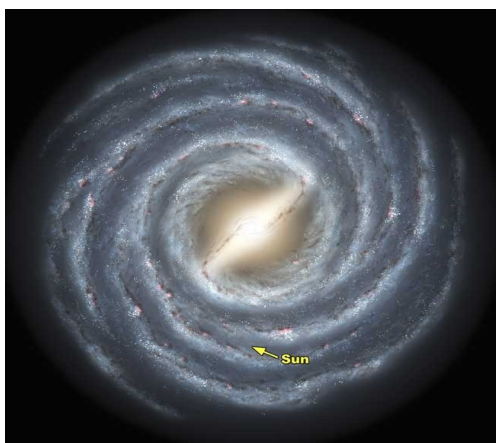


Figura 26: Ricostruzione della Via Lattea, sulla quale è indicata la posizione del Sole.

Questa idea è però errata e il perché si può comprendere con una riflessione riguardo la rotazione del Sole all'interno della Via Lattea.

Il nostro astro impiega circa 200 milioni di anni per compiere un'orbita completa attorno al centro della galassia. Siccome l'età della Via Lattea è 10 miliardi di anni una stella come il Sole potrebbe aver compiuto 50 rotazioni e

dovremmo perciò aspettarci un numero di avvolgimenti delle spirali molto maggiore di quello reale, osservabile nella figura 26.

Gli studiosi hanno così cercato di formulare altre teorie in grado di spiegare la formazione di questi bracci.

A tutt'oggi la teoria più accreditata è quella enunciata dagli astronomi Lin e Shu (1964), la quale afferma che i bracci sono solo un effetto ottico dovuto al fatto che tutte le stelle seguono approssimativamente delle orbite ellittiche attorno al centro della galassia. Le stelle, durante la loro rivoluzione, rimangono per più tempo ai bordi dell'ellisse (sono meno vicine al centro e quindi la loro velocità è minore, impiegando più tempo); dove si concentrano questi bordi si formano delle fasce la cui densità stellare è maggiore rispetto al resto della galassia, chiamate appunto onde di densità. Come si vede nella figura 27 a dipendenza della disposizione delle orbite si creano onde di densità diverse a causa delle quali le galassie ci appaiono come spirali (c), spirali barrate (d) o senza struttura (a).

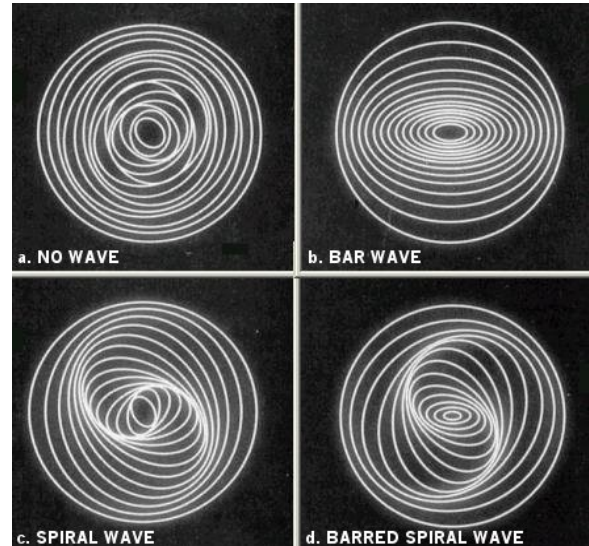


Figura 27: Esempio di diverse onde di densità che creano la struttura a spirale di alcune galassie disco.

Cerchiamo ora di calcolare la velocità di rotazione di una stella all'interno di una galassia disco in modo analogo a come già visto per i pianeti del Sistema Solare.

In prima approssimazione possiamo dire che le stelle seguono un moto circolare attorno al centro galattico. Questa rotazione è influenzata unicamente della massa presente all'interno della regione racchiusa dalla sua orbita (vedi appendice). Dato che la luce delle galassie disco è molto concentrata al centro il moto delle stelle al suo interno può essere paragonato a quello dei pianeti nel Sistema Solare. Siccome anche in questo caso la forza agente sulle stelle è di tipo gravitazionale applicando l'uguaglianza tra la legge di gravitazione universale e la seconda legge di Newton otteniamo:

$$F_g = G M m_{\text{stella}} / r^2 = m_{\text{stella}} v_{\text{stella}}^2 / r$$

da cui possiamo ricavare:

$$v_{\text{stella}} = (G M / r)^{1/2}$$

dove M è la massa contenuta nella regione racchiusa dall'orbita e r la distanza della stella dal centro della galassia.

Da questa relazione si capisce che la velocità di rotazione dovrebbe diminuire con l'allontanarsi dal centro. Infatti il raggio aumenta in maniera lineare mentre la massa, essendo direttamente proporzionale alla densità che come visto sopra diminuisce drasticamente, aumenta molto più

lentamente; questo significa che il rapporto tra massa e raggio diminuisce, determinando una riduzione di velocità.

4.1.c Struttura e rotazione delle galassie ellittiche

Al contrario di quanto avviene nelle galassie a disco le stelle che compongono una galassia ellittica presentano principalmente un movimento aleatorio, il che rende l'analisi della cinematica interna piuttosto complessa. A questo si somma però talvolta un leggero movimento rotatorio che tende ad appiattirla determinandone l'ellitticità (un po' come avviene in una centrifuga).

Per quanto riguarda la componente rotatoria del moto delle stelle in queste galassie, è possibile calcolarne la velocità di in maniera simile a quanto fatto per le galassie disco. Questa velocità sarà però più bassa, a volte nulla.

In generale comunque possiamo dire che anche nelle galassie ellittiche ci si dovrebbe aspettare che la velocità con cui si muove ogni stella diminuisca via via che ci si allontana dal centro. Infatti anche se queste stelle non seguono un moto circolare la loro velocità è proporzionale al rapporto tra la massa interna alla sfera con raggio pari alla sua distanza dal centro galattico e la distanza stessa: come si vede nella figura 28 la luminosità delle galassie ellittiche è estremamente maggiore al centro, il che porta ad una maggior concentrazione di massa al centro e ad una velocità che diminuisce mano a mano che ci si allontana da esso.



Figura 28: Galassia ellittica NGC 1132.

4.2 Il problema della massa mancante

Torniamo ora al problema della materia oscura lasciato in sospeso all'inizio del capitolo.

In base alle teorie trattate la velocità di rotazione di una galassia in un punto è direttamente proporzionale alla radice quadrata della massa interna e inversamente proporzionale alla radice quadrata del raggio, cioè dipende dal rapporto tra questi due fattori.

$$v_{\text{rotazione}} = (G M / r)^{1/2}$$

Come già spiegato nei paragrafi precedenti, allontanandosi dal centro, sarebbe ipotizzabile una diminuzione delle velocità.

Molte osservazioni hanno però mostrato che le velocità orbitali delle stelle nelle zone periferiche delle galassie, specialmente in quelle disco, non seguono questa legge: invece di diminuire a grandi distanze (per grandi raggi) rimangono con buona approssimazione costanti (vedi figura 29).

Questo può avvenire unicamente se la massa racchiusa da orbite di raggio sempre maggiore aumenta di più di quello che ci si aspetterebbe dall'andamento della luminosità, cioè se c'è massa in

più rispetto a quella delle stelle (la cosiddetta massa luminosa) e di altri componenti come gas, pianeti, asteroidi...

Per poter spiegare i dati osservativi si ipotizza così la presenza di un massiccio **alone di materia oscura** (*dark matter halo*) che racchiude la galassia e esercita sulle stelle delle forze di tipo gravitazionale.

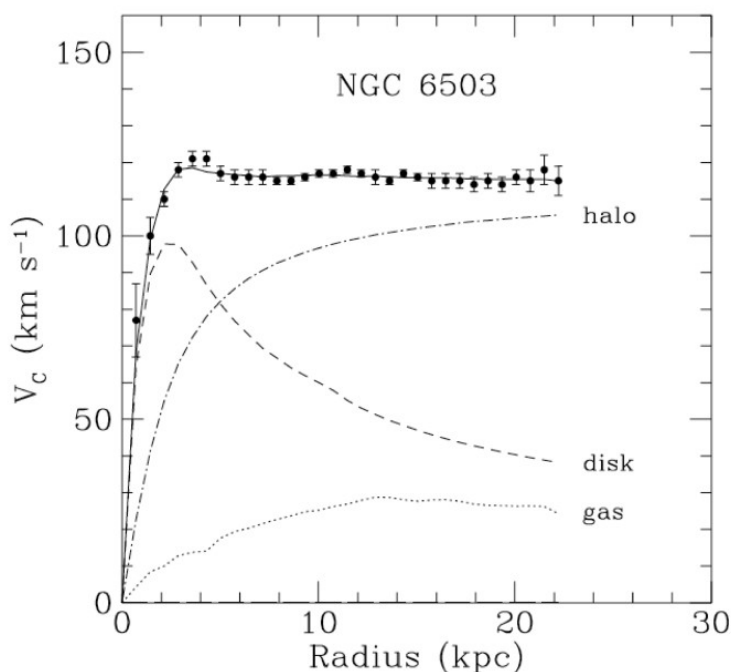


Figura 29: Curva di rotazione di una galassia disco e contributi alla velocità totali dovuti alla massa luminosa (disk), ai gas e all'alone di materia oscura (halo).

Un esempio di quanto esposto è dato dalla figura 29 che consiste nella curva di rotazione della galassia a disco NGC 6503. Si nota chiaramente come le velocità, con l'allontanarsi dal centro, tendono a rimanere costanti. Tratteggiate sono pure riportate le predizioni della velocità totale dovuta alla massa luminosa (disco) e al gas presente all'interno della galassia, oltre a quello dovuto all'alone di materia oscura. Si può vedere che il contributo dovuto alla massa luminosa diminuisce esponenzialmente via via che ci si allontana dal centro, come previsto dai nostri calcoli, mentre aumenta sempre di più quello dovuto alla materia oscura.

Per cercare una prova della presenza di materia oscura all'interno delle galassie ellittiche non è possibile ricorrere, come per le disco, alla curva di rotazione: in queste galassie infatti le stelle si muovono seguendo un moto caotico, da cui deriva una velocità media nulla o vicina a zero.

Per determinare l'andamento delle velocità con cui si muovono le stelle al loro interno e cercare di capire se è presente materia in più a quella stellare si ricorre quindi al grafico della dispersione di velocità: visto che la velocità media tende a zero (per tutte le distanze dal centro) ci si aspetta che con l'aumentare del raggio, visto che la velocità delle stelle dovrebbe diminuire, diminuisca anche la dispersione. Anche in questo caso si è notato però che la dispersione di velocità, invece di diminuire per grandi raggi, rimane pressoché costante: di conseguenza si capisce che anche nelle galassie ellittiche le velocità orbitali non diminuiscono con l'aumentare della distanza dal centro, il che significa che è presente della materia oscura.

5 LE OSSERVAZIONI ASTRONOMICHE

5.1 ESO (European Southern Observatory)

L'ESO, in italiano Organizzazione Europea per la Ricerca Astronomica nell'Emisfero Australe, è un organismo scientifico internazionale nato per fornire agli astronomi europei strumentazioni astronomiche d'avanguardia, organizzare meeting scientifici, favorire la ricerca e la cooperazione scientifica internazionale oltre a svolgere, attraverso programmi didattici, un ruolo chiave nella divulgazione dell'astronomia.

Fondato nel 1962 come organizzazione intergovernativa per volere di Belgio, Francia, Germania, Olanda e Svezia, è oggi sostenuto anche da Repubblica Ceca, Danimarca, Finlandia, Italia, Portogallo, Spagna, Svizzera, Austria, Regno Unito mentre molte altre nazioni europee hanno espresso un forte interesse ad unirsi in un prossimo futuro.

Oltre al quartier generale a Garching (vicino a Monaco di Baviera) che comprende il nucleo centrale scientifico, tecnico e amministrativo, l'ESO gestisce a Santiago (Cile) un proprio centro e tre osservatori nel deserto di Atacama: La Silla (2400 msm, 600 km a nord di Santiago) e Cerro Paranal (2635 msm, sud di Antofagasta), i quali possiedono telescopi ottici, e Llano de Chajnantor (5000 msm, vicino a San Pedro di Atacama), dove è in costruzione la più grande rete di radiotelescopi al mondo (ALMA).

5.2 VLT (*Very Large Telescope*)

L'osservatorio Paranal è situato sulla montagna Cerro Paranal (2635 msm) che si trova a circa 120 km dalla città di Antofagasta e 12 km dalla costa del Pacifico.

Come per gli altri osservatori la scelta del luogo è dovuta a fattori climatici, geografici e politici che permettono delle condizioni di osservazione ottimali e un'attività a lunga durata.

Questi fattori sono principalmente:

- una clima molto secco, con molte notti serene (ca. 350 all'anno) che permettono l'utilizzo praticamente continuo dei telescopi. Infatti si hanno poche precipitazioni (meno di 10 mm all'anno; il deserto del Sahara ne ha dieci volte di più!), un basso tasso di umidità (5-20%) e bassa pressione;
- la stabilità politica, che garantisce una continuità nel tempo;
- la lontananza da ogni spazio abitato ed attività umana che permette di evitare problemi dovuti all'inquinamento luminoso o alla polvere proveniente da strade e miniere;
- la posizione, a 2635 msm, consente la presenza di meno aria (atmosfera) tra il telescopio e l'oggetto osservato rispetto al livello del mare, dunque meno distorsioni delle immagini;

I fattori citati, sommati alla presenza di un vento laminare, garantiscono quindi un basso “seeing”²² e di conseguenza osservazioni ottimali.

²² In astronomia con il termine seeing ci si riferisce all'effetto di sfuocamento dell'oggetto osservato dovuti alla turbolenza dell'atmosfera terrestre e agli strumenti d'osservazione (telescopio). Le condizioni di seeing per una determinata notte e località descrivono sia quanto l'atmosfera terrestre ha perturbato (a seconda della turbolenza e temperatura) l'immagine dei corpi celesti osservati che gli effetti strumentali (sfuocamento, inseguimento impreciso, ecc).

All'osservatorio Paranal si trova il **VLT** (*Very Large Telescope*): può essere considerato il telescopio ottico più grande del mondo, in quanto è composto da quattro grandi specchi (ognuno di 8,2 metri di diametro) che raccolgono dunque quattro volte la luce di un singolo telescopio (a titolo di paragone l'osservatorio *W. M. Keck* nelle isole Hawaii se possiede due telescopi di 10 metri; il *Southern African Large Telescope*, situato in Sudafrica, uno di 11 metri).

Oltre ad essere il più grande, il VLT è il telescopio tecnologicamente più avanzato al mondo anche per la sua strumentazione all'avanguardia.



Figura 30: Foto dei quattro grandi telescopi del VLT a Paranal, Cile.

Il progetto di base del VLT è stato ampiamente discusso tra gli astronomi europei a partire dalla fine degli anni '70. Solo nel dicembre del 1987 il consiglio dell'ESO ha dato il via al progetto.

Affiancati ai telescopi principali (i cosiddetti **UTs**, Unit Telescopes), ci sono quattro telescopi ausiliari mobili, di diametro pari a 1,8 metri, chiamati **ATs** (Auxiliary Telescopes). Questi telescopi possono lavorare singolarmente oppure essere combinati in gruppi di due o tre, formando l'interferometro **VLTI**; questo è in grado di ricostruire immagini con una risoluzione angolare del millesimo di arcosecondo (sarebbe virtualmente in grado di distinguere i due fanali di un'automobile sulla Luna).



Figura 31: Uno dei quattro telescopi principali (UT).

Ogni UT è ha una montatura detta altazimutale che gli permette di poter puntare e seguire per tutto il tempo dell'osservazione qualunque oggetto della volta celeste (in continuo movimento, dovuto al movimento rotatorio della Terra), ed è contenuto in una struttura termicamente controllata che ruota sincronizzatamente con esso. Queste costruzioni sono state ideate in base ad un modello che minimizza gli effetti avversi alle condizioni di osservazione, come le turbolenze dell'aria all'interno del tubo del telescopio e le variazioni termiche. Inoltre sono dotati di un sistema di ottica adattiva: la qualità delle immagini è continuamente monitorata analizzando le varie alterazioni dovuti all'atmosfera terrestre (defocus, astigmatismo, coma, ecc.) subite dall'immagine di una particolare stella di riferimento, grazie alla quale è possibile calcolare le correzioni da effettuare.

Grazie ai numerosi e sofisticati strumenti il VLT permette quindi di osservare oggetti in un'ampia regione dello spettro, dalle lunghezze d'onda dell'ultravioletto lontano (300 nm) al medio infrarosso (20 nm), e con una luce fino a quattro miliardi di volte più debole di quella osservabile ad occhio nudo (questo corrisponde alla trentesima magnitudine apparente).

5.3 I telescopi

Il termine telescopio (dal greco *tele* = lontano e *skopein* = vedere, guardare) si riferisce a tutti gli strumenti utilizzati per raccogliere e concentrare le radiazioni elettromagnetiche emesse dall'oggetto osservato.

Uno dei tipi più utilizzati è il telescopio ottico, che raccoglie e concentra la luce (unicamente radiazioni elettromagnetiche nelle frequenze della luce visibile) proveniente da oggetti deboli e la rende abbastanza luminosa da poter essere vista, fotografata e misurata (ad esempio in formato digitale attraverso un CCD, vedi paragrafo 5.4.c). La capacità di raccogliere la luce dipende dall'area dello specchio primario del telescopio; più è grande e maggiore sarà la “raccolta di fotoni”, dunque più luminosa risulterà l'immagine (e più sarà possibile osservare oggetti deboli). Un'altra proprietà dei telescopi ottici è l'ingrandimento, la capacità di aumentare le dimensioni degli oggetti osservati.

La qualità di questi telescopi dipende dal loro potere risolutivo, cioè dalla capacità di riuscire a distinguere anche i minimi dettagli dell'immagine osservata (ad esempio distinguere due stelle molto vicine, che potrebbero sembrare una macchia unica); si misura calcolando il più piccolo angolo al quale due distinti oggetti nel cielo appaiono ancora separati.

I telescopi ottici si dividono in rifrattori, che usano per la raccolta della luce una grande lente, e riflettori (a questa categoria appartiene il VLT), che utilizzano invece uno specchio. In entrambi poi vengono utilizzati altri specchi o lenti di dimensioni inferiori (detti secondari) che consentono di mettere a fuoco la luce osservata e concentrarla in luoghi diversi a dipendenza della posizione degli strumenti di misura.

5.4 Spettroscopia

La spettroscopia è un ramo della fisica che si occupa dello studio e della produzione dello spettro delle radiazioni elettromagnetiche ma in particolare di quello della luce.

Le immagini delle galassie sono a due dimensioni, perciò idealmente occorrerebbe un rilevatore a tre dimensioni per poter registrare l'intensità delle radiazioni emesse dall'oggetto, in funzione di x e di y (coordinate della posizione nel cielo) e di λ (lunghezza d'onda). In questo caso l'intensità si ricava guardando nell'immagine il contrasto chiaro-scuro: maggiore è l'intensità e più luminosa

risulta l'immagine in quel punto. I CCDs usati negli spettrografi hanno però solo due dimensioni e per “rimediare” a questo si può ricorrere alla *long-slit spectroscopy* (spettroscopia a fenditura lunga): vengono considerate solo una dimensione spaziale (lungo la fenditura) e la lunghezza d'onda, due grandezze che possono essere registrate sul CCD. In questo caso l'intensità dello spettro si registra sul CCD come il contrasto chiaro-scuro: maggiore è l'intensità e più luminosa risulta l'immagine in quel punto.

Con uno schermo, dove è presente una fenditura, si lascia passare solo la luce delle stelle attraverso questa fenditura, di solito posizionata su un asse di simmetria della galassia (nella figura 32 è rappresentata in bianco la fenditura sull'asse maggiore della galassia). Così facendo si trascurava la seconda coordinata spaziale (che è nota) e sul CCD viene registrato lo spettro in funzione della posizione lungo la fenditura; la coordinata lasciata libera assume il valore della lunghezza d'onda. In questo modo si ottiene uno spettro a due dimensioni, in cui ogni colonna corrisponde allo spettro unidimensionale di un punto lungo la fenditura (figura 32).

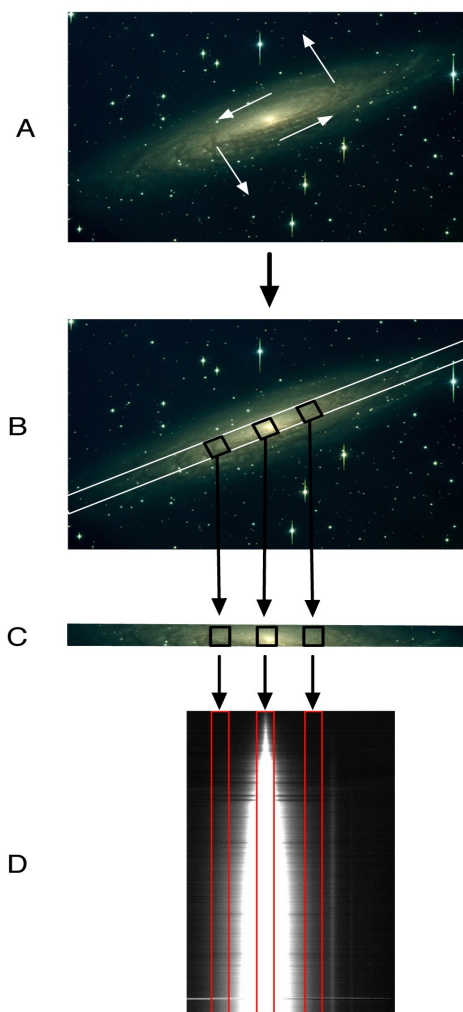


Figura 32: Illustrazione del funzionamento della spettroscopia longslit. Sull'immagine di una galassia a spirale sono disegnati i vettori velocità (A) e la posizione della fenditura (B). In C è riportata la luce che passa attraverso la fenditura e in D lo spettro bidimensionale corrispondente a questa luce, dove si vede il contributo delle tre regioni selezionate. Lo spettro bidimensionale presente non appartiene realmente all'asse maggiore della galassia disco della foto A.

Tecniche più avanzate (chiamate *Integral Field Spectroscopy*, spettroscopia su campo integrale) consentono ora di registrare degli spettri sul CCD con tutte le tre coordinate (x , y , λ), grazie ad un'efficiente organizzazione dei segmenti di spettri sul CCD (vedi per esempio lo spettrografo SAURON, Bacon et al. 2001, de Zeeuw et al. 2002) con entrambe le coordinate (x, y) variabili.

La spettroscopia è particolarmente importante in astronomia (si occupa infatti di una delle due “famiglie di osservazione”, che sono gli spettri e le fotografie), ma viene anche utilizzata in altri ambiti fisici (esiste ad esempio la spettroscopia di massa, che studia la traiettoria di una massa di atomi attraverso un campo magnetico, la spettroscopia molecolare,...).

5.4.a Spettrografo

Lo spettrografo è uno strumento che “trasforma” la luce in uno spettro, scomponendola secondo la frequenza o lunghezza d'onda; ad esempio nei telescopi viene usato per l'osservazione e l'analisi della radiazione elettromagnetica emessa da una sorgente (stelle, galassie...).

Questo tipo di strumento è chiamato più generalmente spettroscopio, ed è costituito essenzialmente da un collimatore, un elemento dispersivo e un cannocchiale. La luce proveniente da una sorgente luminosa attraversa la fenditura posta nel fuoco del collimatore. Le lenti del collimatore rendono paralleli i raggi uscenti dalla fenditura e li inviano all'elemento dispersivo, un prisma o un reticolo, che devia i singoli raggi, in funzione della loro lunghezza d'onda (e quindi dei loro colori), separandoli. Il cannocchiale, costituito da un obiettivo e da un oculare, mette a fuoco i diversi colori su uno schermo (CCD, paragrafo 5.4.c), permettendone l'osservazione visuale.

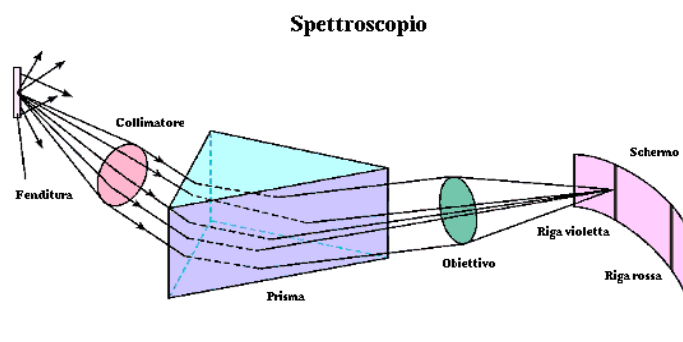


Figura 33: Esempio di spettroscopio dotato di prisma.

5.4.b Grism

Lo spettrografo FORS1 del VLT, è dotato sia di un prisma sia di un reticolo (*grating*): la combinazione di questi è chiamata *grism*.

L'elemento dispersivo in questo caso è il reticolo, mentre il prisma ha il solo compito di riallineare la direzione della lunghezza d'onda centrale dello spettro in uscita nella direzione dell'asse ottico.

Questi dispositivi offrono i vantaggi notevoli nella compattezza, nella formattazione e nell'efficienza sopra altri dispositivi dispersivi.

5.4.c CCD

Un **CCD** (acronimo di *charge coupled device*) è un chip in silicio con una faccia sensibile alla luce. È diviso in una griglia rettangolare di elementi semiconduttori, accoppiati tra loro: ogni elemento è chiamato pixel.

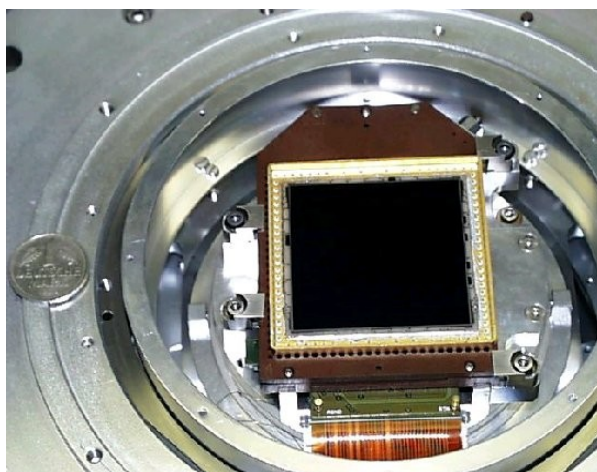


Figura 34: Fotografia di un CCD.

Ogni pixel è in grado di accumulare una carica elettrica proporzionale all'intensità della radiazione elettromagnetica, cioè al numero di fotoni che lo colpisce; questa carica²³, dopo un determinato intervallo di tempo viene trasferita da un pixel al successivo fino a raggiungere il bordo del CCD, dove vengono contabilizzati (vedi sotto). Si ottiene così in uscita un segnale elettrico grazie al quale è possibile ricostruire la matrice dei pixel che compongono l'immagine proiettata sulla superficie del CCD.

In seguito questo segnale elettrico può essere trasformato in numeri, grazie ad un convertitore analogico-digitale, permettendo la creazione di un file direttamente trattabile da un computer.

Rispetto ai nastri fotografici presenti nelle comuni macchine fotografiche digitali, il CCD presenta notevoli vantaggi. Per esempio ha una maggior efficienza (circa del 90%!), ovvero “cattura” e riporta quasi tutti i fotoni dal quale viene colpito (in confronto, i nastri fotografici hanno una efficienza del 2%). Un' altra importante caratteristica è la linearità: se ad esempio la galassia è due volte più luminosa allora l'immagine sul CCD sarà due volte più intensa. In più è molto più preciso: per ogni immagine c'è un minor numero di “bad pixel” (pixel difettosi). Un CCD presenta anche degli svantaggi come ad esempio il basso numero di pixel rispetto al nastro fotografico (abbiamo dunque un campo di osservazione ridotto) ed un costo molto elevato.

Per capire meglio come funzionano i CCDs, si può pensare ad un'analogia tra i fotoni e le gocce di pioggia.

Alcuni secchi (pixel) sono distribuiti ordinatamente in un campo e sono appoggiati su dei nastri trasportatori (colonne del CCD) inizialmente fermi. Quando inizia a piovere (apertura del dispositivo) i secchi raccolgono l'acqua (fotoni) che cade sul campo (CCD). Ovviamente più pioverà e maggiore sarà la raccolta d'acqua (dunque se il telescopio resta aperto per più tempo, avremo più fotoni). Questo procedimento è illustrato nella figura 35.

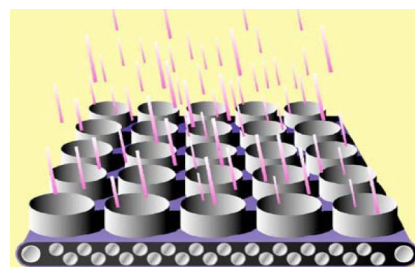


Figura 35: Raccolta d'acqua (fotoni) nei secchi (pixel).

²³ I fotoni vengono convertiti in cariche elettriche all'interno dello strato di silicio

Finita la pioggia (chiusura del dispositivo) i secchi contengono una certa quantità d'acqua (i pixel hanno immagazzinato una certa quantità di cariche) e i nastri trasportatori si mettono in moto. Il contenuto della prima fila di secchi viene travasato in altri secchi presenti al bordo del CCD su un nastro verticale (figura 36).

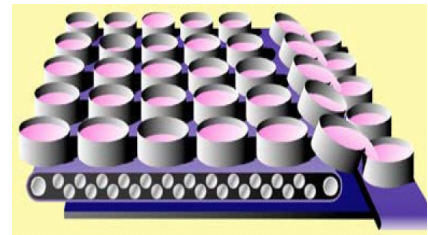


Figura 36: La prima fila di secchi versa l'acqua sul nastro verticale (a destra).

In seguito il nastro verticale si mette in funzione e travasa il contenuto del primo secchio in un contenitore graduato (amplificatore) collocato in un degli angoli del campo (angolo del CCD); così viene misurato il contenuto di pioggia di ogni secchio della fila (figura 37).

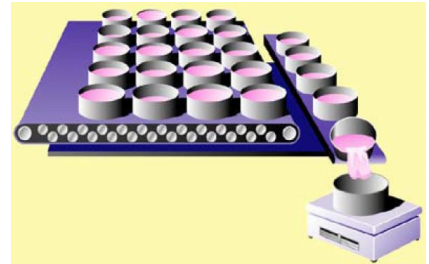


Figura 37: In primo piano l'amplificatore, nel quale viene versato il contenuto dei secchi.

Il contenuto di una nuova fila di secchi viene spostato sul nastro verticale e la procedura di misurazione è ripetuta per tutte le file di secchi. La lettura del CCD è completa quando il contenuto di tutti i secchi è stato misurato.

6 PARTE SPERIMENTALE

6.1 Scopo

L'obiettivo principale di questo progetto è l'ottenimento dello spettro d'emissione dell'asse maggiore delle galassie ellittiche giganti NGC 5018 e NGC 3706, attraverso l'elaborazione e la riduzione di dati long-slit rilevati con lo spettrografo FORS1 del telescopio VLT (osservatorio ESO Paranal, Chile).

Come abbiamo visto nei capitoli teorici, analizzando questo spettro (e meglio la posizione e la struttura delle sue righe d'assorbimento) potremo ottenere interessanti informazioni riguardo la composizione stellare delle galassie e comprendere la loro cinematica sia globale sia interna²⁴.

In passato NGC 5018 e NGC 3706 sono già state oggetto di studi e osservazioni (Carollo & Danziger, 1994 a,b; Carollo et al., 1995), ma mai attraverso strumenti potenti come il VLT. Dallo spettro d'emissione vorremmo ricavare la curva di rotazione e il grafico della dispersione di velocità, al fine di poter determinare la presenza di materia oscura all'interno di esse (vedi capitolo 4). La presenza di materia oscura si determina analizzando (e modellizzando) il movimento delle stelle nelle parti esterne della galassia (possibilmente a più di uno-due raggi effettivi²⁵, dove il contributo alla velocità da parte della massa luminosa è presumibilmente piccolo); queste regioni presentano una luminosità molto debole e sono estremamente difficili da studiare spettroscopicamente con telescopi più piccoli del VLT, perciò un'analisi in tal senso consiste in un elemento nuovo per la conoscenza di queste galassie²⁶. È infatti la prima volta che esse vengono osservate a distanze così grandi dal centro.

Per estrarre i grafici citati occorre usare come riferimento gli spettri d'emissione di alcune stelle del tipo presente nella galassia (chiamate *template stars* o stelle di riferimento). Per questo motivo dobbiamo pure ridurre gli spettri di stelle appartenenti a classi spettrali simili a quelle che si suppone siano presenti nelle due galassie in questione. Le stelle che abbiamo a disposizione sono HD 223647 (classe spettrale G7III), HR 4595 (K3III), HR 4723 (K1III), HR 4790 (G3III), HR 4801 (K5III), HR 4818 (K4III) e HR 5125 (K0III), tutte stelle giganti rosse.

24 Abbiamo scelto di iniziare il nostro progetto con la riduzione e l'analisi dello spettro relativo all'asse maggiore siccome, essendo l'asse principale quello che fornisce maggiori informazioni riguardo la cinematica delle stelle al suo interno. Abbiamo però a disposizione anche dati riguardanti l'asse minore un asse di NGC 5018 e di NGC 3706 che sarebbe nostra intenzione riuscire a ridurre in un secondo momento.

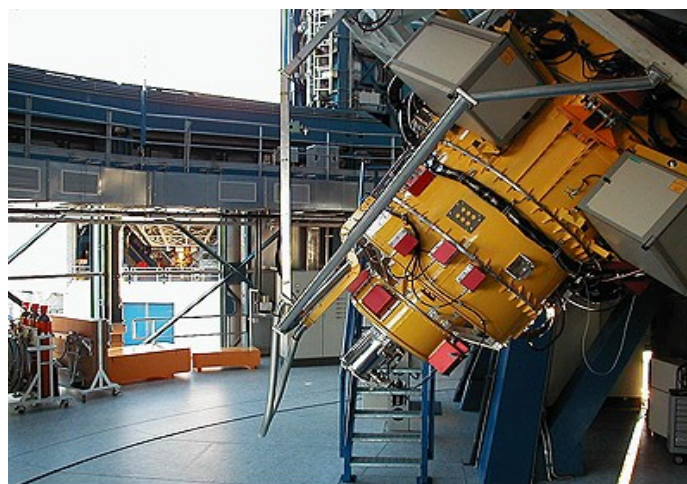
25 Un raggio effettivo corrisponde alla distanza dal centro galattico entro la quale si concentra la metà della massa luminosa presente nella galassia. Per NGC 5018 un raggio effettivo vale 22 secondi d'arco, visto che la risoluzione è di 0.2 arcsec/pixel questo equivale a $22/0.2 = 110$ pixels. Il raggio effettivo di 3706 è invece di 27 secondi d'arco.

26 I grafici della dispersione di velocità ricavati da Carollo et al. (1995) presentano un appiattimento (cioè le velocità non diminuiscono con l'aumentare del raggio), ma le osservazioni su cui sono basati arrivano a poco più di 1.5-2 raggi effettivi (che chiameremo in seguito Re). Col nostro lavoro vorremmo confermare questo risultato e possibilmente estenderlo a raggi maggiori di due Re.

6.2 Mezzi utilizzati

6.2.a FORS 1 (FOcal Reducer and Spectrograph)

FORS1, come il suo gemello FORS2, è uno strumento “multi-funzionale”, cioè può essere utilizzato in molti differenti modi di osservazione.



The FORS Twins at VLT ANTU and KUEYEN

ESO PR Photo 40a/99 (17 November 1999)

© European Southern Observatory



Figura 38: Lo Spettrografo FORS1 montato sul VLT.

Questi strumenti forniscono immagini, spettroscopia multi-oggetto e long-slit e polarimetria nell'ultravioletto e nel visibile; ad esempio sono in grado di osservare un'immagine con due differenti fattori di ingrandimento, o ottenere spettri a risoluzione differente per più immagini contemporaneamente. Nel nostro caso è stato utilizzato nella spettroscopia long-slit (vedi capitolo 5.4).

6.2.b Scisoft, IRAF e SAOImage ds9

Per la parte tecnica di questo progetto abbiamo utilizzato un computer con sistema operativo Linux e alcuni programmi contenuti in *Scisoft*. *Scisoft* è una collezione di programmi raccolta da collaboratori di ESO al fine di fornire a tutti gli astronomi uno strumento comune per la riduzione e l'analisi di dati astronomici²⁷.

Tra questi programmi quello che abbiamo utilizzato maggiormente è *IRAF* (acronimo di *Image Reduction and Analysis Facility*), creato dall'istituto americano *National Optical Astronomy Observatories* (NOAO) e che permette di ridurre immagini astronomiche registrate come files fits²⁸.

IRAF è un linguaggio di programmazione e i suoi comandi chiamati task. Ogni task contiene molti parametri che si modificano a seconda del tipo di immagine da ridurre e del passo da compiere. La

²⁷ *Scisoft* è scaricabile dal sito internet di ESO <http://www.eso.org/sci/data-processing/software/scisoft/>

²⁸ Il FITS (acronimo di Flexible Image Transport Sistem) è un formato digitale utilizzato soprattutto in astronomia che permette di archiviare, trasmettere e manipolare immagini. Ogni file è composto da un'immagine e da un *header*, un testo in formato classico ASCII direttamente leggibile dagli utenti e che contiene tutti i dettagli e le informazioni tecniche relative all'osservazione (tempo d'esposizione, strumenti utilizzati...)

riduzione dei dati avviene interattivamente: per ogni passo si inseriscono i parametri nella task corrispondente e spesso si lavora su con l'ausilio di un'interfaccia grafica (figura 39). Per imparare ad usare questo programma ci è stato molto utile il manuale *A Beginner's Guide to Using Iraf* (Barnes, 1993) come pure il sito ufficiale <http://iraf.net>. Un altro programma utilizzato è *SAOImage ds9* che permette di visualizzare immagini fits ed elaborarle modificando vari parametri come ad esempio il contrasto o la scala.

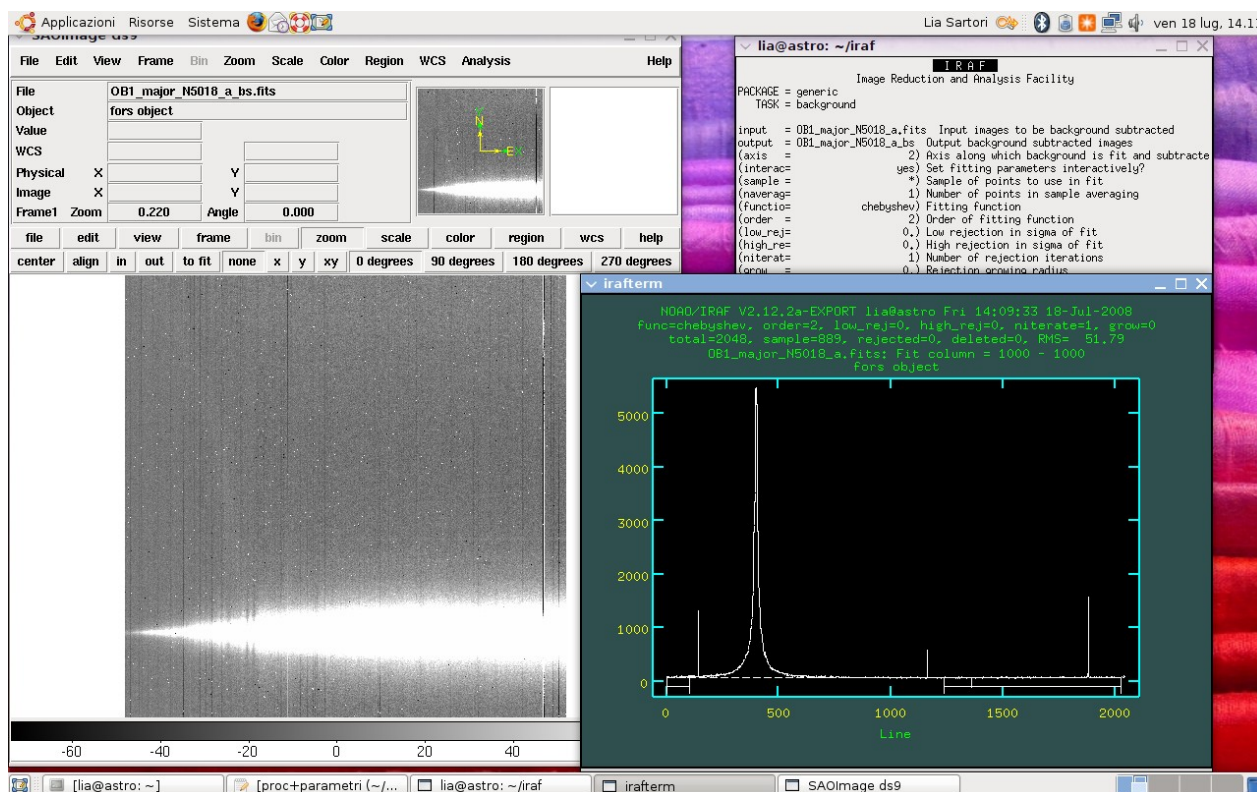


Figura 39: Tipica schermata di lavoro durante la riduzione dei dati. In alto a destra si vede una task dove sono stati inseriti i vari parametri, sotto un grafico su cui lavorare interattivamente (questi due elementi appartengono ad IRAF) e a fianco l'immagine (in questo caso uno spettro di NGC 5018) su cui si sta lavorando aperta con SAOImage ds9.

6.3 Riduzione dei dati

Qualsiasi dato ottenuto con un telescopio è soggetto ad alterazioni dovute a difetti intrinseci dello strumento o a fattori naturali. Durante l'analisi queste alterazioni potrebbero portare a delle conclusioni errate, perciò i dati devono essere corretti prima di poter essere utilizzati. In generale ridurre dei dati significa capire queste alterazioni, modellarle e trovare delle funzioni in grado di correggerli.

Su tutti i dati astronomici, come ad esempio gli spettri bidimensionali di galassie e stelle, le alterazioni dovute al telescopio non sono facilmente identificabili e quindi modellizzabili teoricamente, per questo si ricorre a delle immagini di calibrazione. Il principio generale è di correggere basandosi su qualcosa di conosciuto: le immagini di calibrazione consistono in osservazioni di corpi conosciuti per la quale sapendo come deve risultare l'immagine si può facilmente identificare e modellizzare l'errore, capire che tipo di correzioni utilizzare per portare

l'immagine al suo stato reale e in seguito applicare queste correzioni anche ai dati astronomici. È possibile utilizzare le stesse correzioni solo se le immagini di calibrazione e i dati astronomici sono state riprese la stessa notte e con gli stessi strumenti, infatti le alterazioni dipendono dal telescopio e variano col tempo (in pratica tra notte e notte).

Come già menzionato altre alterazioni sono dovute ad effetti naturali. Anche in notti senza Luna il CCD non viene colpito unicamente dalla luce del corpo studiato ma pure da quella proveniente da altri corpi celesti (altre stelle e galassie, raggi cosmici²⁹...), dalla luce zodiacale (radiazione solare riflessa da polveri e da altri corpi presenti nel Sistema Solare) o dalle emissioni dei gas che compongono la parte alta dell'atmosfera. Bisogna perciò stimare l'intensità di questa luce, chiamata genericamente "cielo", e sottrarla all'immagine in modo da ottenere unicamente lo spettro del corpo studiato (in questo caso una galassia ellittica). Questo passo è estremamente importante e deve essere fatto con cura, specialmente quando si vogliono osservare oggetti molto deboli come la parte esterna della nostra galassia; in queste parti infatti la luminosità della galassia è minore di quella del cielo.

Un altro importante passo nella riduzione dei dati consiste nella calibrazione in lunghezza d'onda. Lo spettro 2D ottenuto indica l'intensità della luce che colpisce ogni pixel, mentre per l'analisi occorre uno spettro dove l'intensità sia espressa in funzione della lunghezza d'onda. Bisogna quindi assegnare ad ogni colonna di pixel la corrispondente lunghezza d'onda.

Vediamo ora che tipo di dati abbiamo utilizzato durante il processo di riduzione e la loro utilità.

- I dati che vogliamo correggere e poi analizzare consistono in spettri d'emissione bidimensionali dell'asse maggiore delle galassie ellittiche NGC 5018 e NGC 3706 ottenuti con la *long-slit spectroscopy* (vedi capitolo 5.4). Su questi spettri (vedi figura 40), è rappresentata l'intensità della luce (espressa con l'intensità del chiaro scuro) in funzione della lunghezza d'onda (riportata in ascissa) e della posizione lungo l'asse maggiore della galassia (ordinata).

Il rapporto tra il segnale ed il rumore registrati su di un CCD è proporzionale al tempo di esposizione³⁰. Un maggior tempo di esposizione porta quindi ad uno spettro con più dettagli e meno alterato dal rumore, che permette di effettuare un'analisi migliore (le righe d'assorbimento sono più visibili e la loro forma è meno alterata dalle distorsioni provocate dal rumore). Visto che per ragioni tecniche è impossibile effettuare esposizioni singole molto lunghe (ogni spettro galattico corrisponde a circa 25 minuti di osservazione) si sommano e mediano più esposizioni: questo ha il doppio scopo di aumentare il rapporto segnale/rumore, che in questo modo acquista

29 I raggi cosmici sono delle particelle molto energetiche che provengono dallo spazio e investono tutti i corpi nello spazio, quindi anche il nostro CCD. Generalmente queste particelle sono molto piccole ma possiedono un'intensità luminosa molto maggiore di qualsiasi altro corpo osservato, perciò sono ben visibili, come dei punti, sulle immagini astronomiche.

30 Secondo un teorema statistico il rumore che si riscontra in una sequenza di prove è proporzionale alla radice quadrata del numero stesso di prove. Se assumiamo come "numero di prove" il tempo di esposizione possiamo dire che il rumore è proporzionale alla radice del tempo d'esposizione. Il segnale (intensità di luce) registrato in uno spettro è invece direttamente proporzionale al tempo di esposizione, ciò significa che aumentando questo tempo il segnale aumenta di più del rumore e quindi aumenta pure il rapporto tra i due, dando origine a immagini meno rumorose (meno disturbate). Questo si traduce con una semplice relazione matematica: $S/R \sim t/\sqrt{t} = \sqrt{t}$ (S= segnale, R= rumore, t= tempo di esposizione)

un valore pari a quello corrispondente alla somma dei singoli tempi di esposizione, e di eliminare valori estremi estranei alla galassia come ad esempio i raggi cosmici.

Rispetto ad una galassia le stelle di riferimento sono molto vicine e quindi molto luminose: il tempo di esposizione per ottenere uno spettro con un buon rapporto segnale/rumore è molto minore rispetto a quello della galassia, per questo ci serve un'unica breve esposizione per ogni stella (in questo caso il tempo di esposizione è di circa 1 secondo).

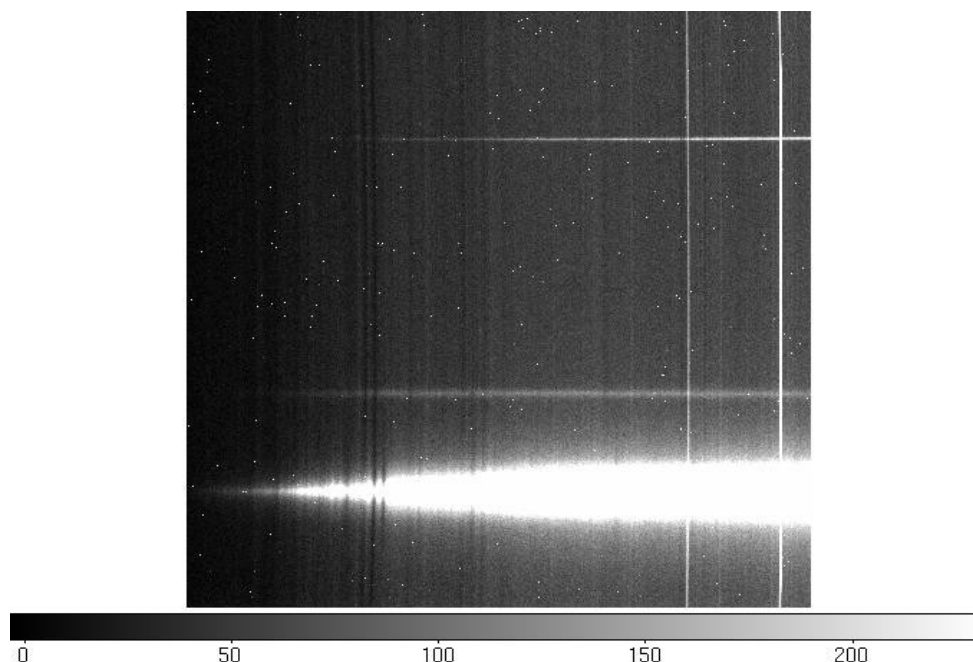


Figura 40: Spettro bidimensionale corrispondente all'asse maggiore di NGC 5018, dove in ascissa è riportata la lunghezza d'onda e in ordinata la posizione lungo la slit. La grande regione bianca corrisponde alla galassia mentre le due linee bianche orizzontali appartengono a stelle che si sono trovate anch'esse lungo la fenditura. In verticale si notano delle righe d'emissione del cielo (bianco) e delle righe d'assorbimento (più scure).

Per la calibrazione abbiamo utilizzato tre tipi di immagini, tutte riprese la stessa notte e con lo stesso strumento degli spettri che intendiamo ridurre:

- Bias: immagine ripresa quando l'obiettivo del telescopio è ancora chiuso, cioè non passa la luce. Il bias è un “pedistallo elettronico”, una specie di rumore di fondo dovuto al fatto che anche quando il CCD non viene colpito da luce i suoi pixel registrano un certo segnale, diverso per ognuno (in campo acustico qualcosa di simile al rumore che si sente quando si accende uno stereo ma non è ancora cominciata la musica). Questo rumore è dovuto all'agitazione termica degli elettroni nel CCD (viene quindi definito rumore termico o elettronico) ed essendo estraneo alle galassie e agli altri corpi osservati deve essere eliminato. Con le esposizioni bias si capisce qual'è il livello del rumore elettronico medio relativo ad ogni pixel e questo valore viene poi sottratto a tutti gli spettri.

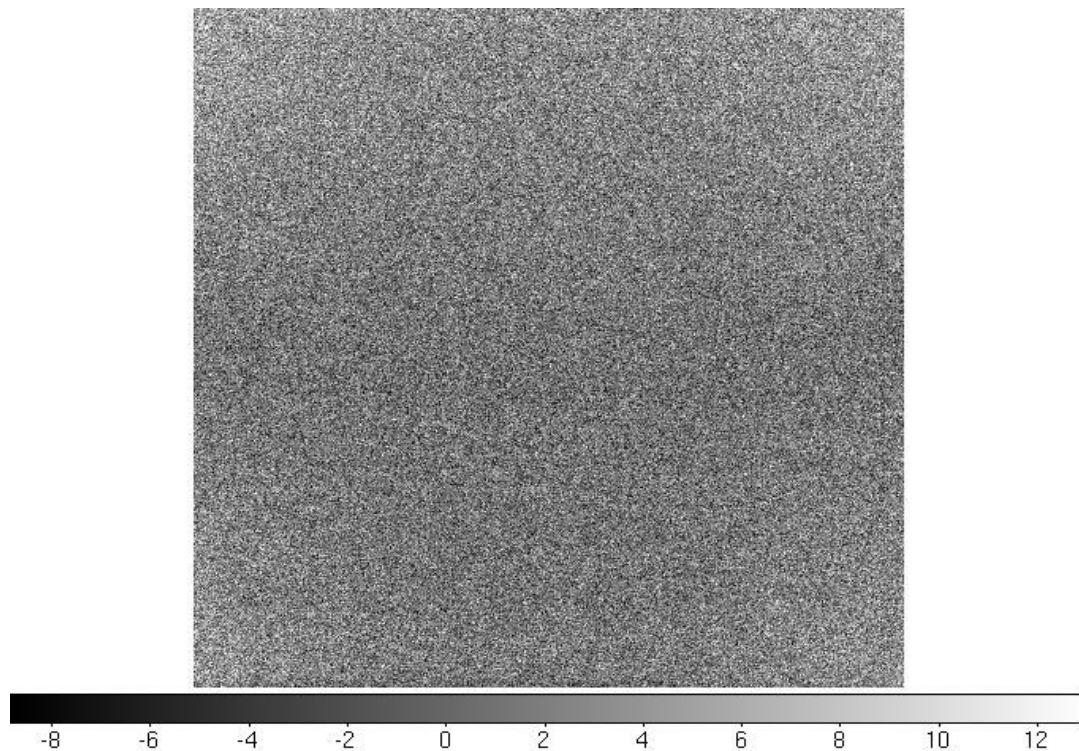


Figura 41: Esempio di immagine bias. Siccome il rumore è aleatorio ogni pixel registra un segnale di diversa intensità.

Simile all'immagine bias è il cosiddetto overscan. È visibile su tutte le immagini (sia gli spettri astronomici che le calibrazioni) e corrisponde a delle regioni del CCD che non vengono colpite direttamente dalla luce durante l'esposizione registrando pertanto unicamente il rumore elettronico (solitamente circa le prime 20 colonne a destra e le ultime 20 a sinistra). La posizione dell'overscan dipende unicamente dallo spettrografo utilizzato e per questo risulta uguale per tutti i dati che, come nel nostro caso, sono stati ripresi con lo stesso strumento. Questo viene utilizzato per correggere l'andamento del rumore elettronico lungo le colonne di pixel, elaborando una correzione specifica per ogni spettro (ognuno ha il suo overscan). Una volta effettuata questa correzione la regione dell'immagine su cui è registrato l'overscan viene tagliata, in modo da tenere unicamente la parte di immagine a cui siamo interessati. Riassumendo possiamo dire che grazie ai bias effettuiamo una prima sottrazione del rumore elettronico medio di ogni pixel, correzione uguale per ogni spettro, mentre con l'overscan andiamo a ritoccare ogni singolo spettro con una correzione specifica che varia lungo una colonna di pixel.

- *Flat (Flatfield exposure)*: spettro 2D della luce riflessa da una superficie uniforme, solitamente la cupola che chiude il telescopio, illuminata da luce bianca. Le esposizioni flat ci permettono di correggere delle variazioni di intensità luminosa riscontrabili tra le varie regioni degli spettri che non sono proprie degli oggetti osservati ma sono dovute a caratteristiche del telescopio³¹. Visto che la cupola, in ogni suo punto, riflette la luce con uguale intensità il suo spettro d'emissione dovrebbe presentare la stessa intensità ad ogni lunghezza d'onda per tutti i punti lungo la fenditura, cioè dovremmo ottenere uno spettro omogeneo; ciò però non si verifica e si

³¹ Il grism è più sensibile a certe lunghezze d'onda (ad esempio quello da noi utilizzato è più sensibile alla luce rossa, cioè a grandi λ) e il materiale da cui è composto il CCD reagisce diversamente alle varie λ della radiazione luminosa da cui è colpito.

ottiene invece uno spettro più intenso in alcune parti. Questo effetto si definisce guadagno e si tratta di un effetto moltiplicativo, ad esempio un pixel registra la metà dell'intensità reale, un altro un terzo e così via: dividendo uno spettro per un flat si elimina così questa alterazione.

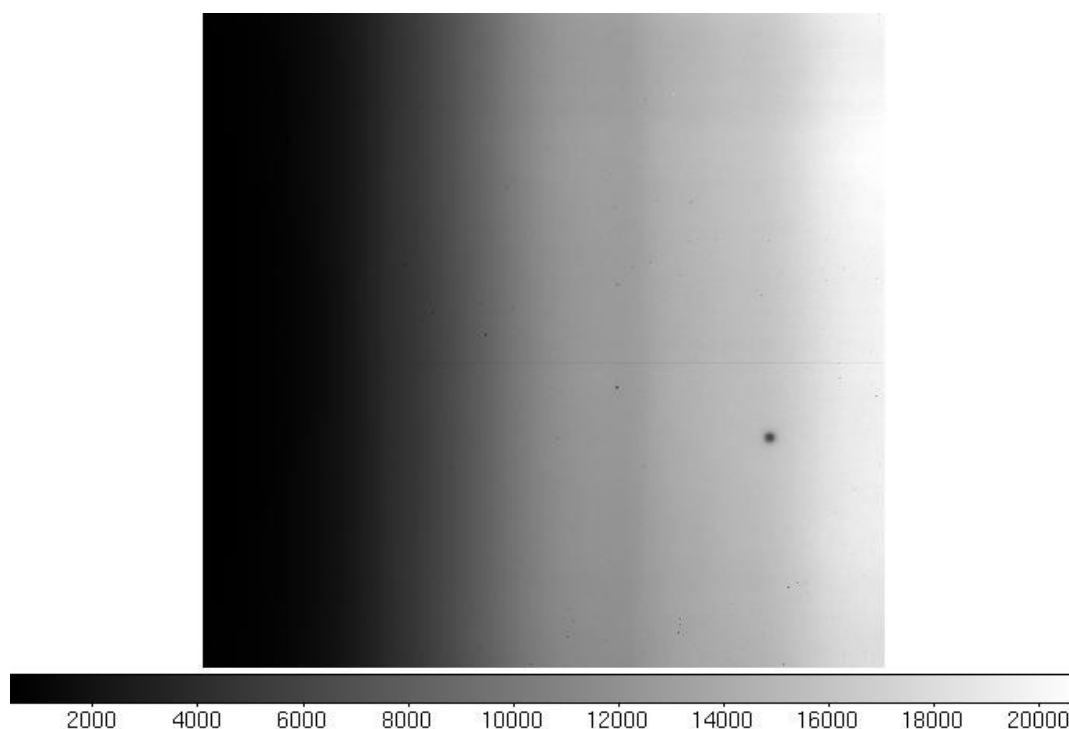


Figura 42: Spettro flat. Questo spettro presenta una maggior luminosità a destra in quanto il grism e il CCD qui utilizzati sono più sensibili alla luce rossa (grandi lunghezze d'onda), che si registra su questa parte del CCD.

- *Wave (Wavelength calibration exposure)*: spettro d'emissione 2D di una lampada a gas dei quali si conoscono le lunghezze d'onda corrispondenti alle righe d'emissione.

Queste esposizioni servono a calibrare gli spettri in lunghezza d'onda. Guardando la posizione lungo l'ascissa delle righe d'emissione dei gas possiamo assegnare ad ogni colonna la rispettiva lunghezza d'onda λ , ottenendo degli spettri dove l'intensità luminosa non è più espressa in funzione del numero di pixel, bensì di un valore di λ (un po' come se volessimo determinare la posizione in centimetri di ogni colonna di quadretti su di un foglio quadrettato usando come riferimento una riga).

Oltre che per la calibrazione in lunghezza d'onda le esposizioni wave vengono utilizzate per correggere la distorsione delle immagini che avviene quando la fenditura non è parallela al CCD. Come si vede nella figura 43 le righe d'emissione appaiono curve e non verticali come ci si aspetterebbe visto che per ogni punto lungo la fenditura (per ogni linea dello spettro) dovrebbero trovarsi alla stessa lunghezza d'onda, e quindi alla stessa colonna di pixel³².

Da queste immagini è possibile capire come gli spettri sono stati curvati e quindi applicare il processo inverso per raddrizzarli.

³² Siccome la sorgente wave non è in movimento e si estende uniformemente in tutto il campo osservato, attraverso ogni punto della fenditura passa lo stesso tipo di luce. Su tutte le linee del CCD, che corrispondono ai vari punti della fenditura, dovrebbe quindi essere registrato lo stesso spettro, dove cioè le righe d'emissione dei gas sono posizionati sulle stesse colonne di pixel (alla stessa posizione in λ).

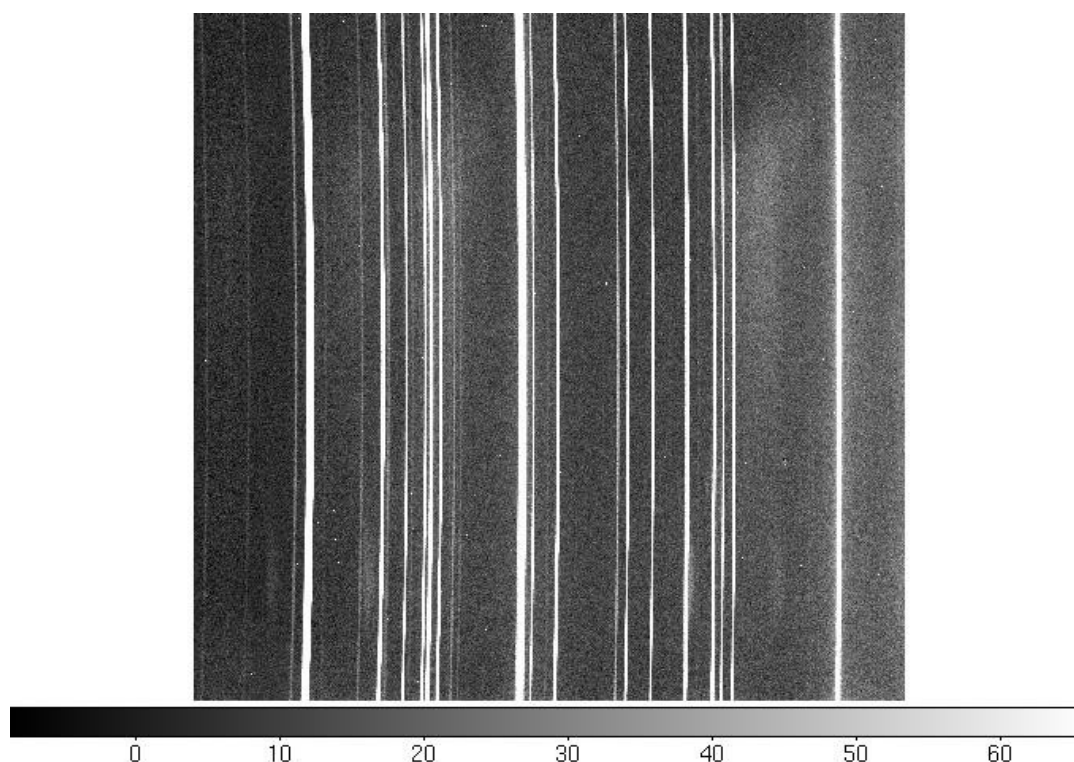


Figura 43: Spettro wave. In bianco sono presenti le righe d'emissione dei gas che compongono la lampada, che come si nota sono state distorte (appaiono curve e non diritte perfettamente verticali come dovrebbero).

6.4 Procedimento

Riassumendo, i passi principali della riduzione di uno spettro sono i seguenti:

- estrazione della “parte colpita dalla luce” e dell'overscan,
- sottrazione del rumore elettronico,
- correzione dell'intensità luminosa e della curvatura,
- calibrazione in lunghezza d'onda,
- sottrazione del cielo.

Spettro ridotto =

$$[(\text{Spettro iniziale} - \text{Rumore}) / \text{Flatfield}]_{\text{tagliato e calibrato in } \lambda} - \text{Cielo}$$

Nel seguito del capitolo illustreremo passo per passo come abbiamo proceduto nella riduzione degli spettri della galassia ellittica NGC 5018 e delle stelle di riferimento, dalla ricerca dei dati fino alla somma degli spettri³³. Ci asterremo invece dal parlare della riduzione dei dati relativi alla galassia NGC 3706 in quanto il procedimento è del tutto analogo.

In appendice si trovano i dettagli tecnici relativi ai parametri scelti per ogni *task IRAF* utilizzata.

Durante tutto il lavoro ci siamo basate sul procedimento illustrato dai manuali *A User's Guide to CCD Reduction with IRAF* (Massey, 1997) e *A User's Guide to Reducing Spectra with IRAF* (Massey et al, 1997), talvolta modificato con l'aiuto del Dr. Piero Rosati e del nostro docente, o discutendo con altri ricercatori, in modo da poter utilizzare al meglio i dati a nostra disposizione. È solo collaborando con altri scienziati che si possono scoprire i “trucchi del mestiere” e così progredire nella ricerca scientifica! Come scrive Massey nel suo manuale: “*If you don't know IRAF already, sit down with someone who knows all this stuff and have him or her give you a crash course.*”

Essendo la prima volta che ci siamo confrontate con un lavoro di questo genere e con un programma come IRAF inizialmente abbiamo dovuto famigliarizzare con questo tipo di software, cosa che ci ha creato non pochi problemi. Per questo ogni passo, seppur piccolo, è stato ripetuto più volte al fine di comprendere la “filosofia” di IRAF e trovare i parametri o gli accorgimenti giusti da utilizzare nei vari momenti per arrivare alla fine ad un risultato soddisfacente.

6.4.a Preparazione dei dati

Richiesta dei dati

I dati scientifici che abbiamo utilizzato, cioè gli spettri della galassia e delle stelle, sono stati ripresi nel 2000 dal telescopio VLT di ESO. Erano stati richiesti da due ricercatori del *Max-Planck-Institut für Astronomie* (Heidelberg D), Prof. Dr. H.-W. Rix e Dr. Nicolas Cretton nell'ambito di un progetto con lo scopo di determinare la presenza di materia oscura nelle galassie ellittiche giganti (*Dynamical Structure and Dark Matter Content in Giant Elliptical Galaxies*³⁴), ma fino ad ora non sono stati ridotti e pubblicati da nessun astronomo.

Da parte nostra abbiamo la fortuna di poter utilizzare questi dati grazie al prof. Nicolas Cretton che da alcuni anni è docente di fisica nel nostro Liceo e ci segue in questo lavoro.

Le immagini di calibrazione fanno parte invece del “programma di calibrazione standard” del VLT (ogni notte vengono riprese le calibrazioni necessarie alla riduzione di tutti i dati scientifici rilevati) e sono scaricabili dall'archivio generale di ESO (ESO/ST-SCF Archive Facility³⁵).

33 Abbiamo detto che per ottenere uno spettro della galassia preciso è necessario sommare più esposizioni. Visto che le diverse esposizioni avvengono durante notti diverse ognuna subisce delle alterazioni diverse, per questo bisogna prima ridurre ogni spettro singolarmente e poi sommarli in un secondo tempo.

34 Vedi *proposal* in allegato. Il *proposal* è il documento che i ricercatori devono inviare all'osservatorio per richiedere delle osservazioni, nel quale vengono specificati lo scopo del progetto, lo strumento da utilizzare, i corpi celesti a cui si è interessati e le loro coordinate...

35 http://archive.eso.org/eso/eso_archive_main.html

Identificazione e selezione

Tutti i dati che il prof. Cretton ci ha fornito sono registrati su CD. Durante un blocco di osservazione vengono effettuate più riprese: oltre agli spettri a cui eravamo interessate sui nostri CD erano così presenti immagini test, fotografie, spettri corrispondenti ad altri assi della galassia. Il primo grande lavoro è stato quindi esaminare tutti i dati per identificare quelli utili al nostro lavoro.

Le immagini di calibrazione le abbiamo scelte tra quelle presenti sull'archivio di ESO.

Ogni dato ottenuto con il telescopio VLT è registrato in formato fits e nel nome sono indicati lo strumento utilizzato, la data e l'ora di inizio esposizione, ma non il tipo di immagine (ad esempio FORS.2000-07-01T19:35:56.708.fits). Questa informazione l'abbiamo ricavata leggendo gli *headers* di ognuna.

Purtroppo non sempre durante le osservazioni viene veramente effettuato quanto richiesto nel *proposal* (questo a causa di malfunzionamenti dei telescopi, errori umani...). Ci siamo quindi accertate che tutti i dati fossero veramente come ce li aspettavamo, controllando in particolare il tipo di fenditura, il grism ed i filtri utilizzati; tutte queste informazioni sono ricavabili dagli *headers*. L'header è la prima parte ("la testa") di un file fits che contiene informazioni relative alle osservazioni in formato "testo classico" (ASCII).

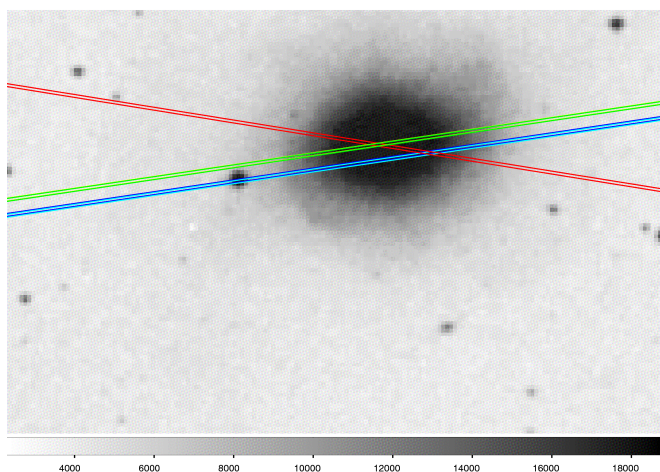


Figura 44: posizioni della fenditura durante le diverse esposizioni.

Per gli spettri di NGC 5018 abbiamo pure controllato se questi corrispondessero realmente all'asse maggiore. Con un programma in grado di calcolare le coordinate spaziali abbiamo disegnato la posizione delle fenditure corrispondenti ad ogni spettro su di una fotografia della galassia (figura 44): come si vede nell'immagine la fenditura in rosso non è posizionata sull'asse maggiore, e non è dunque stato possibile utilizzare i relativi spettri.

Una volta selezionati gli spettri e le calibrazioni con la *task ccdhedit* abbiamo assegnato ad ognuno il proprio nome (*object*, *zero*, *flat*, *comp*³⁶) in modo da renderli riconoscibili a IRAF.

Determinazione di Trimsec e Biassec

Il primo passo nella riduzione consiste nel determinare esattamente le colonne del CCD colpite dalla luce proveniente dal corpo osservato contenenti quindi importanti informazioni, e quelle dove invece è presente l'overscan. In IRAF queste regioni sono chiamate rispettivamente trimsec e biassec.

³⁶ Nel linguaggio IRAF con *object* vengono definiti gli spettri di stelle e galassie, con *zero* le immagini bias e con *comp* le esposizioni wave.

Per questa operazione abbiamo estratto, grazie alla *task implot*, lo spettro unidimensionale corrispondente alla linea centrale di un flat³⁷. Le colonne relative all'overscan, avendo registrato unicamente il rumore, presentano un'intensità luminosa molto minore rispetto al resto dello spettro e sono facilmente identificabili.

6.4.b Preparazione delle immagini di calibrazione

Vediamo ora come abbiamo preparato le immagini utilizzate per le prime due calibrazioni: la sottrazione del rumore elettronico e la correzione della diversa sensibilità dello spettrografo alle varie lunghezze d'onda.

- **Rumore elettronico: *masterbias***

I bias, come spiegato, servono a correggere il rumore elettronico di fondo registrato dal CCD. Per aumentare la precisione, cioè calcolare un valore di rumore il più possibile simile a quello che disturba gli spettri da ridurre, si effettuano più esposizioni (di solito una decina) che vengono poi sommate e mediate.

Per ottenere questo “bias combinato”, chiamato *masterbias*, abbiamo sommato tutte le esposizioni utilizzando la *task zerocombine*.

Visto che effettueremo una sottrazione pixel a pixel del masterbias ai vari spettri, tutti dovranno avere le stesse dimensioni; perciò i diversi bias devono prima essere tagliati in base ai valori di trimsec e biassec (con *task ccdproc*).

- **Sensibilità di grim e CCD: creazione del *masterflat* e normalizzazione**

Anche con i flat, al fine di ottenere uno spettro di calibrazione più preciso³⁸, si esegue una somma mediata di più esposizioni (solitamente una decina) creando il cosiddetto masterflat (in questo caso abbiamo utilizzato la *task flatcombine*).

Prima di passare alla somma abbiamo tagliato i vari flat e sottratto loro il rumore di fondo inserendo rispettivamente i valori di trimsec e biassec ed il masterbias appena creato nei parametri della *task ccdproc*.

E' importante tener presente che parte dell'alterazione delle immagini flat (cioè la diversa intensità nei vari punti) è dovuta non tanto al CCD quanto a caratteristiche proprie della fonte del flat field (ad esempio la temperatura della lampada con cui è illuminato). Essendo caratteristica di questa sorgente non sarà presente nelle immagini della galassia e deve perciò a sua volta venire corretta. Per questo con una divisione attorno ad un valore medio si normalizza il masterflat creando il cosiddetto nmasterflat.

Come spiegato nel capitolo 6.3 tutte le alterazioni subite dagli spettri variano col tempo. Per questo, visto che gli spettri della galassia e delle stelle sono stati ripresi durante notti diverse, abbiamo dovuto preparare un masterbias ed un masterflat diverso per ogni data di osservazione.

³⁷ La posizione dell'overscan è uguale per tutti gli spettri ripresi con lo stesso strumento. Per determinarla abbiamo utilizzato un flat in quanto su questo tipo di spettro, che dovrebbe essere piuttosto luminoso, è abbastanza facile capire quale parte del CCD non è stata colpita da luce.

³⁸ vedi nota a pagina 47, rapporto segnale/rumore

6.4.c Prima correzione degli spettri 2D

A questo punto siamo in possesso di tutti gli elementi per procedere ad una prima correzione degli spettri di NGC 5018 e delle stelle di riferimento.

Questa correzione consiste nell'eliminare il rumore termico sottraendo il masterbias e applicando la correzione determinata dall'overscan, correggere la diversa risposta del CCD e del grism alle differenti lunghezze d'onda dividendo l'immagine per il masterflat normalizzato (nmasterflat) e infine tagliare le colonne contenenti l'overscan.

Per fare tutto questo ci siamo servite ancora una volta della *task ccdproc*, dove abbiamo inserito i valori di trimsec e biassec trovati in precedenza e le immagini di calibrazione masterbias e nmasterflat appena create. Le stesse correzioni le abbiamo poi applicate agli spettri della lampada di calibrazione (wave).

6.4.d Calibrazione in lunghezza d'onda e “raddrizzamento”

La calibrazione in lunghezza d'onda e il “raddrizzamento”, basandosi sulle stesse immagini di calibrazione (spettri wave), avvengono contemporaneamente attraverso l'uso di quattro *tasks* IRAF:

- Con *identify* abbiamo estratto lo spettro d'emissione unidimensionale corrispondente alla linea centrale dello spettro wave (figura 45). Grazie ad una tabella di comparazione trovata nel manuale dello spettrografo FORS (*FORS User Manual*) ci è stato possibile identificare manualmente alcuni dei picchi più brillanti. A partire da queste informazioni il programma ha potuto attribuire ad ogni colonna di pixel la rispettiva lunghezza d'onda.

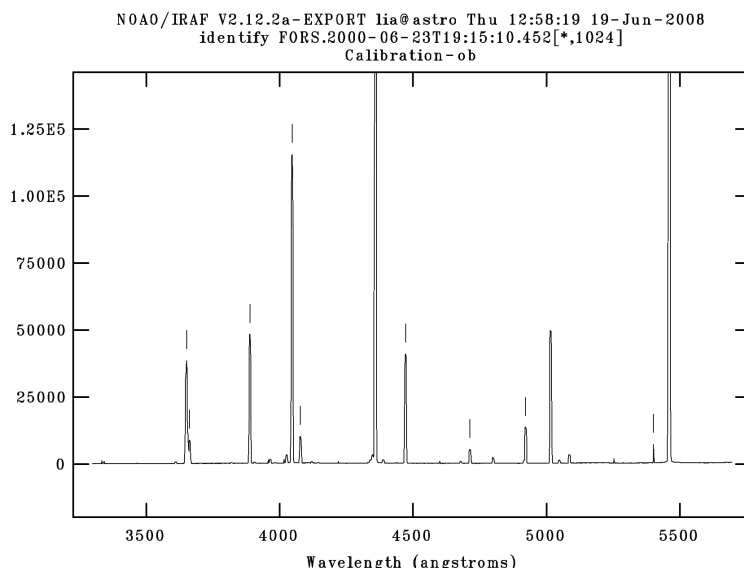


Figura 45: Spettro d'emissione corrispondente alla linea centrale dell'immagine wave. Questo grafico si può intendere come un taglio orizzontale dello spettro bidimensionale riportato in figura 46.

- Una volta identificati diversi picchi lungo la linea centrale con *reidentify* questi sono stati identificati anche per tutte le altre linee. L'intensità di ogni riga d'emissione dovrebbe rimanere

costante lungo tutta la sua lunghezza; in questo modo partendo dal centro di ogni riga d'emissione (i picchi che abbiamo appena identificato) e seguendo sempre il punto più vicino con la stessa intensità è possibile identificarle tutte interamente, su tutta la superficie del CCD.

- Sulla base della curvatura delle righe trovate nei due punti precedenti, la *task fitcoords* crea una funzione 2D in grado di raddrizzarle.
- Infine con *transform* abbiamo applicato questa funzione a tutti gli spettri delle stelle e della galassia correggendoli.

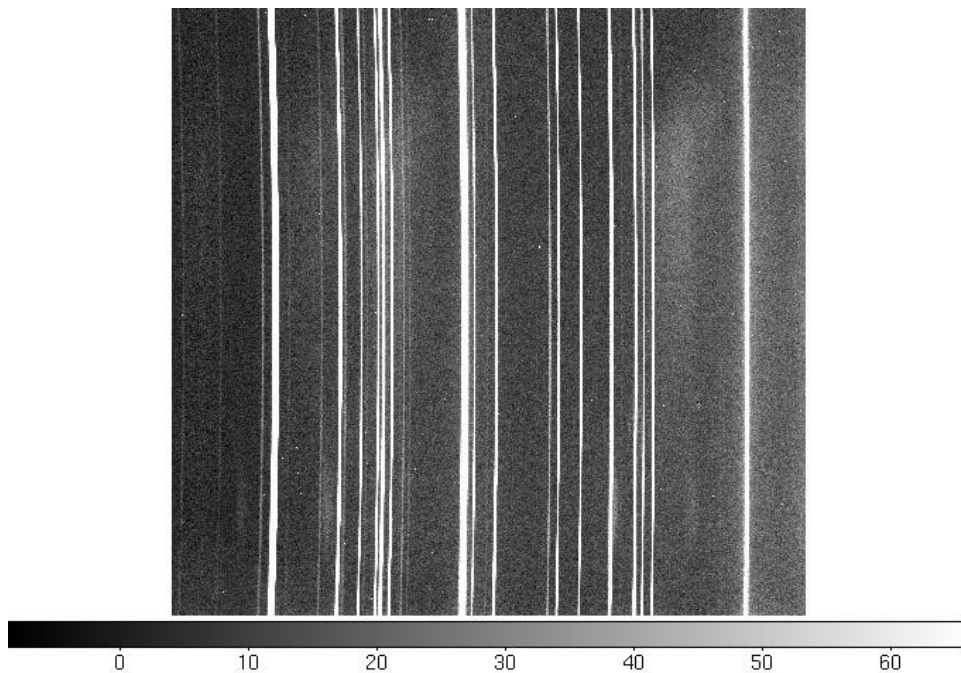


Figura 46: spettro wave prima del raddrizzamento: si nota che le righe d'emissione sono curve.

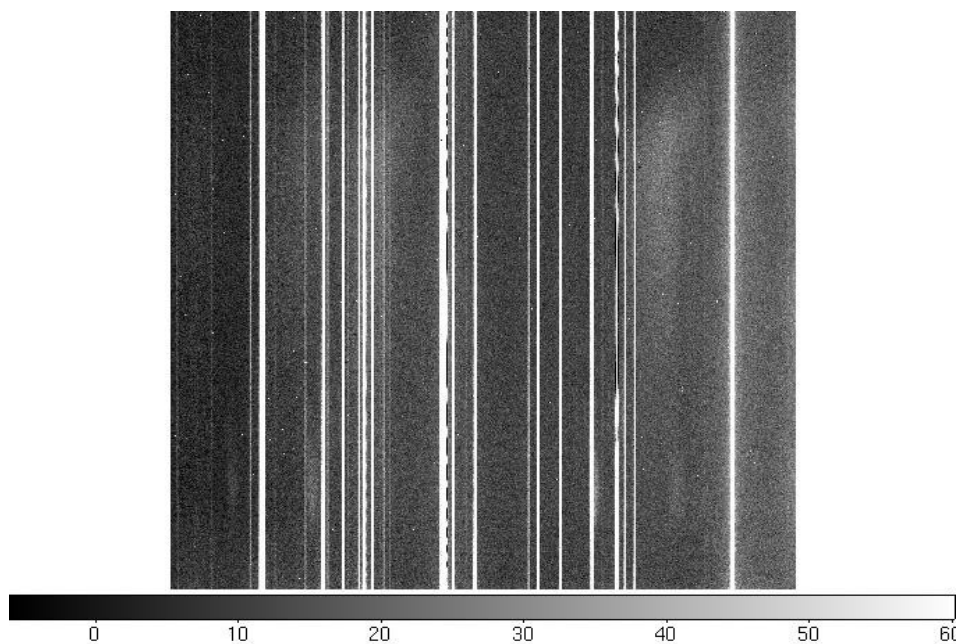


Figura 47: Spettro wave dopo il raddrizzamento. Ora le righe d'emissione sono verticali.

I passi appena descritti sono tutti interattivi, durante il lavoro si percepisce quindi sempre il grado di precisione con cui il programma riesce ad effettuare i vari passaggi. Una vera conferma della riuscita o meno della correzione si ha però solo analizzando gli spettri finali (ottenuti con *transform*).

Già “a occhio” è possibile effettuare un primo controllo, guardando se le righe d'emissione del cielo, che non sono state ancora sottratte, oppure le righe d'emissione dei gas del wave appaiono ora diritte. Siccome però la precisione che ci serve è nell'ordine di grandezza del decimo di pixel³⁹, troppo preciso per la risoluzione dell'occhio umano, occorre un metodo alternativo. Per questo con la *task splot* si misura la lunghezza d'onda corrispondente nello spettro ad alcune righe d'emissione per diverse linee: se lo spettro è stato calibrato nella maniera corretta ad ogni riga deve corrispondere la giusta lunghezza d'onda (ad esempio la riga OH si deve trovare a 5577 Å) e se questa lunghezza d'onda è la stessa per tutti i suoi punti (cioè su tutte le linee) significa che è stato corretto/raddrizzato bene.

Per riuscire ad ottenere un risultato soddisfacente abbiamo rifatto questi passaggi molte volte, cercando di trovare i parametri che si adattassero al meglio alle esposizioni wave a nostra disposizione (ad esempio il raggio massimo entro cui cercare, con *reidentify*, i vari punti corrispondenti alle righe d'emissione).

Durante la calibrazione ci siamo imbattute nel primo grande problema: due spettri, entrambi ripresi durante la stessa notte, presentavano un errore nel valore delle lunghezze d'onda corrispondenti alle righe del cielo di oltre 200 Å, troppo grande per essere attribuibile unicamente a delle imprecisioni durante il processo di calibrazione e raddrizzamento. Dopo lunghe riflessioni con il Dr. Rosati abbiamo scoperto che la causa stava nel fatto che la posizione della fenditura attraverso cui era stata osservata la lampada wave usata per la calibrazione non era la stessa utilizzata per la galassia⁴⁰. Per risolvere il problema quindi abbiamo cercato nell'archivio di ESO un'altra lampada che avesse tutte le caratteristiche di cui avevamo bisogno (data si esposizione, larghezza e posizione della fenditura...).

In un secondo momento, esaminando con *splot* le diverse esposizioni wave *raw* (non ridotte) ci siamo accorti che sono tutte pressochè uguali, cioè presentano tutte le righe d'emissione nella stessa posizione sul CCD. Ciò significa che le alterazioni subite dalle immagini a causa della concavità dello specchio e la posizione del CCD all'interno dello spettrografo non sono variate in maniera rilevante tra le diverse notti. Questa osservazione ci ha permesso di utilizzare la stessa lampada per tutti gli spettri⁴¹.

39 La risoluzione spettrale è di 1.2 Å/pixel (vedi appendice 9.2)

40 Le indicazioni sul tipo di fenditura utilizzata durante le esposizioni sono riportate nell'*header* di ogni dato. Siccome non sapevamo che la posizione della fenditura potesse variare durante la preparazione delle immagini ci siamo accertate unicamente della sua larghezza, e non della sua posizione. A questo punto però abbiamo ricontrollato tutte le immagini, sostituendo quelle non idonee con altre cercate nell'archivio di ESO.

41 Il fatto che tutte le esposizioni sono praticamente uguali è dovuto probabilmente al fatto che le diverse esposizioni sono state effettuate a poca distanza temporale. Per decidere che lampada usare abbiamo provato a processare uno spettro con più lampade e abbiamo scelto quella che portava ad un risultato più preciso (righe d'emissione raddrizzate meglio e calibrate in lunghezza d'onda più precisamente).

6.4.e Sottrazione della luminosità del cielo

Passiamo ora ad uno dei punti più critici di tutto il processo di riduzione: la sottrazione del cielo. Questa deve essere fatta con cura in quanto le parti più esterne della galassia che vogliamo analizzare presentano una luminosità minore di quella del cielo.

L'intensità di questa luce dipende in parte dalle condizioni atmosferiche (più umidità ad esempio significa più vapore acqueo nell'atmosfera e quindi maggiore intensità delle righe d'emissione di questo gas) e può variare da notte a notte, da spettro a spettro.

Durante le esposizioni il centro della galassia non è stato posizionato al centro della fenditura, ma è stato “decentrato” in modo da osservare anche delle regioni di cielo molto distanti dal centro della galassia. Questo si vede ad esempio nelle figure 48 e 49, dove il centro galattico corrisponde rispettivamente al picco e alla linea più intensi.

Nelle parti esterne dello spettro, cioè lontano dal centro della galassia si può dire che in quel punto la luminosità del corpo osservato non ha più influenza, cioè l'unica luminosità lì registrata proviene dal cielo, ed è quindi possibile stimarne il valore e poi sottrarlo.

Per questo passo abbiamo utilizzato la *task background*.

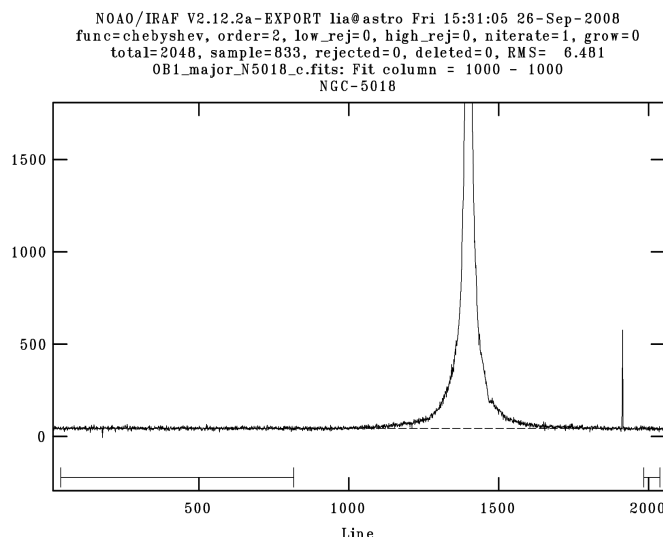


Figura 48: Intensità della luce registrata su uno spettro di NGC 5018 ad una determinata lunghezza d'onda in funzione della posizione lungo la fenditura.

Come si vede nella figura 48, durante l'utilizzo interattivo di *background* viene aperta una schermata con il grafico della luce (di una certa lunghezza d'onda) in funzione della posizione lungo la colonna (e quindi lungo la fenditura), dove abbiamo selezionato la parte che consideravamo corrispondente al cielo. Naturalmente, come pure si può notare dalla figura, visto che il centro della galassia non si trova al centro dell'immagine da una parte la zona del cielo è maggiore. L'intensità del cielo non è la stessa a diverse lunghezze d'onda (cioè lungo le linee) ma dovrebbe rimanere costante lungo le colonne; partendo da questo presupposto il programma ha stimato l'intensità della luce presente ad ogni lunghezza d'onda nella regione da noi selezionata e l'ha sottratta a tutta la colonna corrispondente.

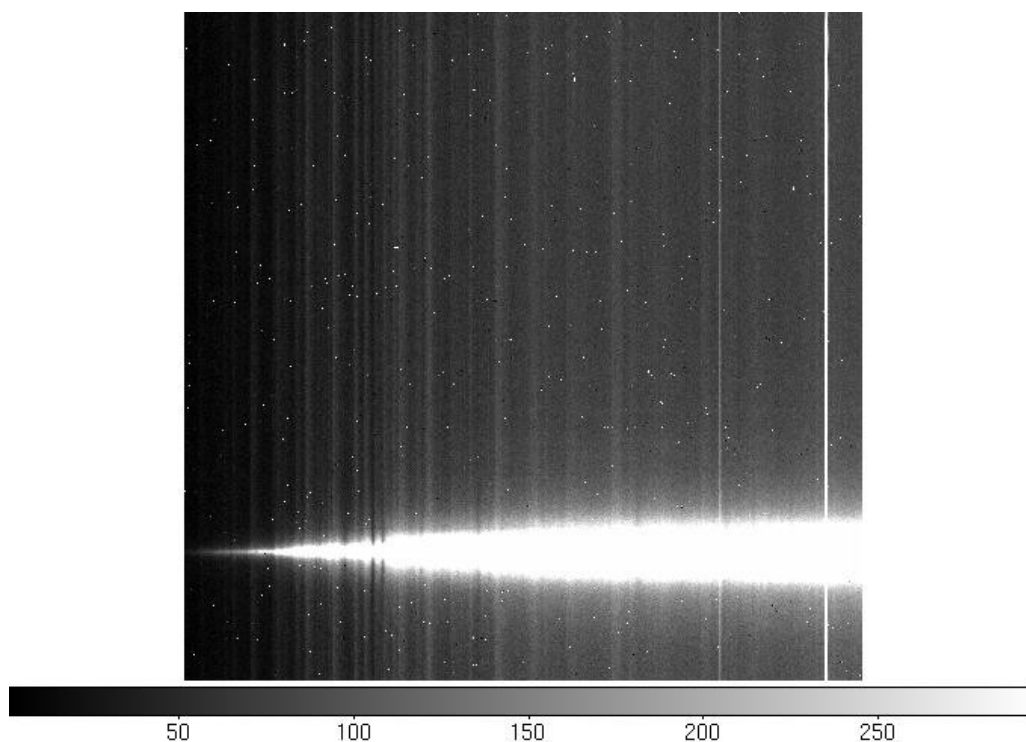


Figura 49: Spettro prima della sottrazione del cielo. Le righe bianche sono le righe d'emissione dei gas che compongono l'atmosfera.

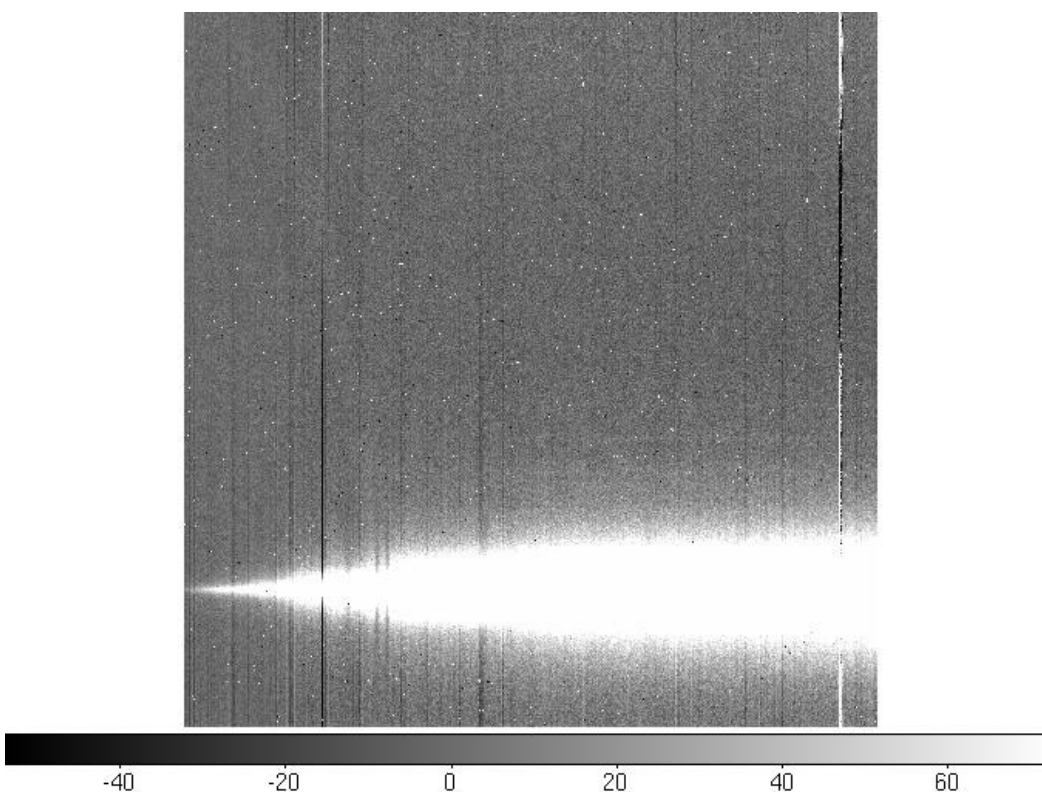


Figura 50: Spettro dopo la sottrazione. Le grosse righe d'emissione sono state quasi tutte cancellate e rimangono solo dei residui. Confrontando questo spettro con quello della figura precedente si vede che sono presenti maggiori residui dove prima si trovavano le righe d'emissione più intense, che infatti sono più difficili da eliminare.

6.4.f Somma degli spettri 2D

Con i passaggi finora descritto abbiamo ridotto tutti i singoli spettri corrispondenti all'asse maggiore di NGC 5018 e delle stelle di riferimento.

Nella parte introduttiva abbiamo visto che per ottenere uno spettro d'emissione della galassia con un buon rapporto segnale/rumore e per eliminare i raggi cosmici è necessario sommare più esposizioni.

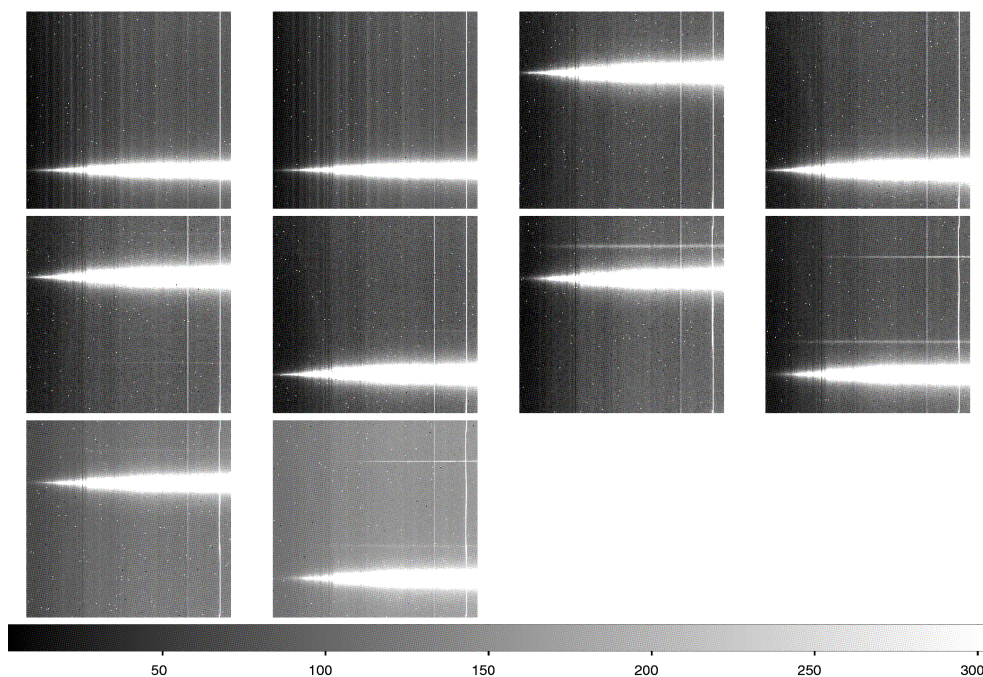


Figura 51: Spettri d'emissione ridotti dell'asse maggiore NGC 5018 corrispondenti a diverse esposizioni. Si nota che nelle diverse esposizioni il centro della galassia (corrispondente alla linea più luminosa) si trova a posizioni diverse lungo le colonne: questo è voluto per evitare il sommarsi di eventuali difetti del CCD (pixel rotti, sporcizia...).

Per questa operazione abbiamo utilizzato la *task imcombine*.

Imcombine effettua una somma pixel a pixel di tutti gli spettri, si capisce quindi che ogni pixel deve corrispondere per tutte le immagini alla stessa lunghezza d'onda e allo stesso punto lungo la fenditura. Al fine di evitare il sommarsi di eventuali difetti del chip (pixel rotti, sporcizia...) e, come abbiamo visto, avere più cielo a disposizione per la sottrazione però nelle diverse osservazioni NGC 5018 è stata centrata in maniera diversa lungo la fenditura (figura 52); per questo motivo prima di poter procedere con la somma abbiamo dovuto tagliare ogni immagine in modo che il centro della galassia, e quindi anche ogni altro suo punto, corrispondesse sempre alla stessa linea.

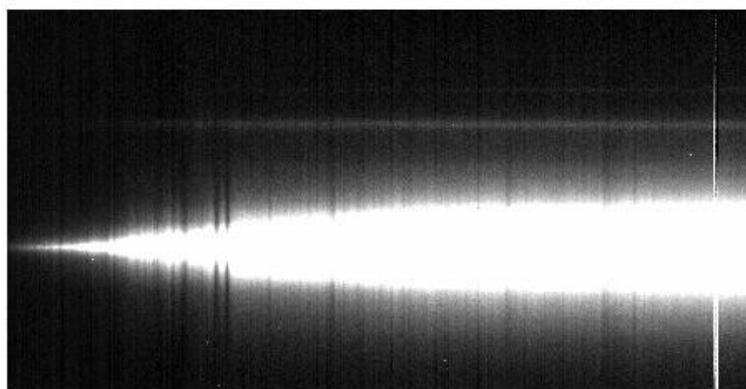


Figura 52: Spettro d'emissione bidimensionale dell'asse maggiore di NGC 5018 ottenuto combinando i singoli spettri. Si nota che i raggi cosmici e i residui della sottrazione del cielo sono praticamente spariti.

A questo punto siamo in possesso dello spettro d'emissione bidimensionale corrispondente all'asse maggiore della galassia ellittica NGC 5018 completamente ridotto, cioè al suo “stato naturale”.

6.5 Elaborazione dei dati

In questo capitolo vediamo come abbiamo elaborato ed analizzato i dati forniti dallo spettro ridotto delle galassie NGC 5018 e 3706.

6.5.a Estrazione degli spettri 1D per varie posizioni lungo la fenditura

Gli spettri che abbiamo ridotto possono essere visti come formati dagli spettri d'emissione di ogni punto osservato lungo la fenditura (corrispondente sul CCD ad ogni linea di pixel), registrati sotto forma d'immagine bidimensionale. La parte B della figura 53 è una linea estratta dallo spettro bidimensionale; in modo più classico questo spettro unidimensionale può essere rappresentato con un grafico (parte C)⁴².

⁴² Anche in questo caso la figura ha come unico scopo di spiegare l'estrazione degli spettri. Lo spettro unidimensionale e il profilo di velocità non corrispondono realmente alla parte di spettro bidimensionale evidenziata in A.

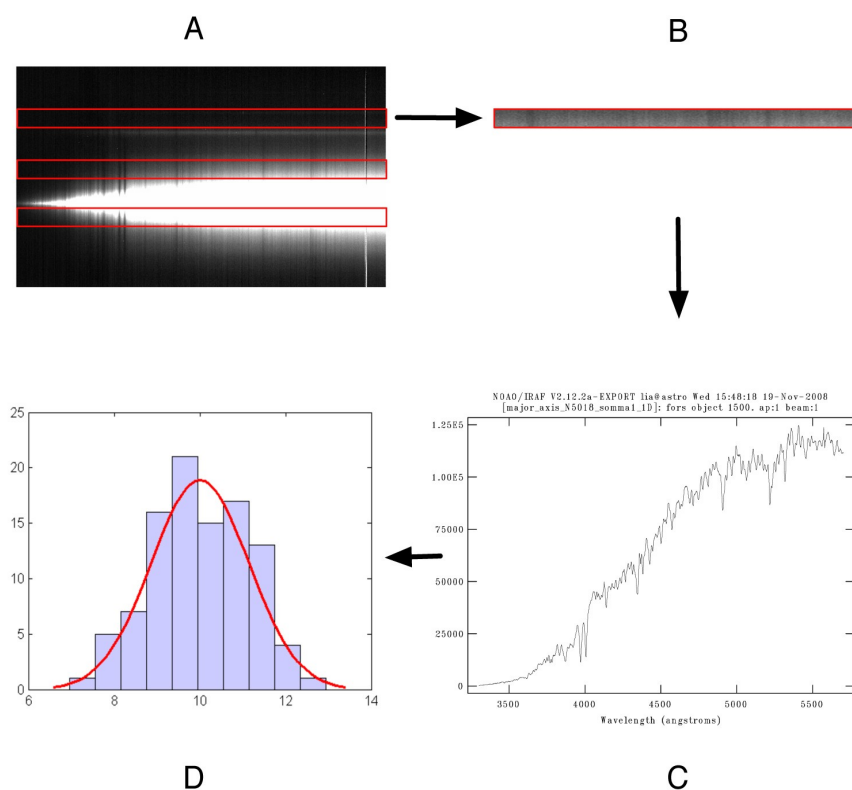


Figura 53: Esempio di estrazione. In A si vede lo spettro bidimensionale completo, in B una parte di esso e in C lo spettro unidimensionale da questo estratto. In D è riportato il profilo di velocità corrispondente allo spettro unidimensionale, ricavabile con l'analisi delle righe spettrali.

Idealmente si dovrebbe poter estrarre dallo spettro 2D un numero di spettri 1D corrispondente al numero di linee dello spettro 2D, cioè al numero di pixels lungo la fenditura. Allontanandosi dal centro della galassia però l'intensità della luce diminuisce drasticamente e di conseguenza diminuisce pure il rapporto tra segnale e rumore. Per questo si somma la luce di più linee, aumentando sempre più gli intervalli via via che la distanza dal centro aumenta (procedura chiamata *pixel binning*) in modo da ottenere anche per le parti più esterne della galassia spettri con intensità e rapporto segnale/rumore soddisfacenti.

Per estrarre gli spettri unidimensionali, corrispondenti al centro, a uno e a due raggi effettivi abbiamo utilizzato la *task apall* dove come parametri abbiamo inserito gli intervalli di linee da prendere in considerazione per il pixel binning.

Per le stelle, visto che sono molto piccole e sono state centrate nella fenditura, abbiamo estratto unicamente lo spettro corrispondente alla linea centrale dello spettro.

6.5.b Estrazione dei grafici di velocità media e dispersione

La velocità sulla linea di vista con cui si muovono le stelle corrispondenti ad ogni spettro 1D, cioè ad ogni punto lungo la fenditura, è calcolabile grazie allo spostamento Doppler subito dalle righe d'assorbimento. La curva di rotazione si ottiene riportando in un grafico la velocità media calcolata

per ogni punto dell'asse della galassia, a cui è stata sottratta la velocità di allontanamento globale, in funzione della distanza dal centro (come ad esempio nella figura 22).

Per l'estrazione del grafico della dispersione di velocità invece non ci si basa sulla posizione in lunghezza d'onda delle righe d'assorbimento, ma sulla loro forma. Le righe d'assorbimento, corrispondendo a determinate lunghezze d'onda, dovrebbero essere molto fini; negli spettri d'emissione delle galassie ellittiche però presentano una forma allargata. Questo è dovuto al fatto che il movimento predominante in queste galassie è di tipo caotico: ogni stella si muove in maniera differente, e quindi la sua velocità sulla linea di vista sarà pure un po' diversa dalle altre. In questo modo ogni stella avrà uno spettro d'emissione con le righe d'assorbimento a lunghezze d'onda leggermente diverse e lo spettro della galassia, trattandosi della somma di quelli delle singole stelle, presenterà delle righe allargate (vedi un esempio nella figura 54).

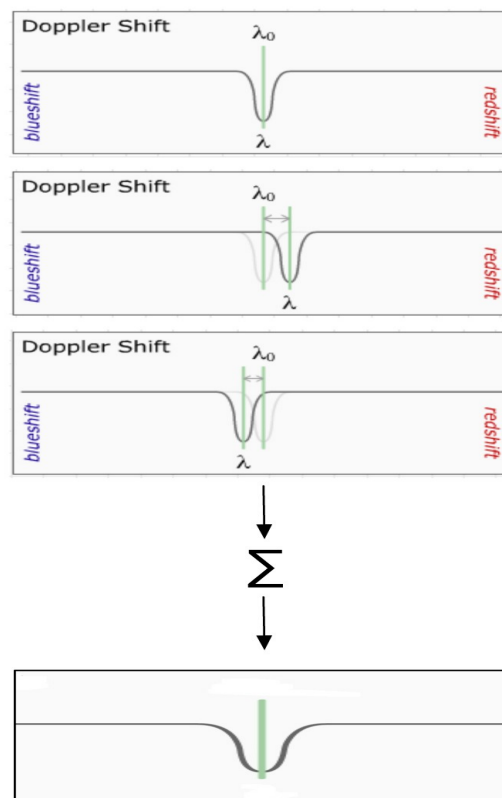


Figura 54: Questa figura mostra il processo di allargamento delle righe spettrali. Le prime tre immagini corrispondono ad una riga d'assorbimento presente sugli spettri di tre stelle che si muovono con velocità diverse. La quarta è la somma di questi singoli spettri (ad esempio lo spettro della galassia che le contiene), dove si vede che la riga è stata allargata.

Una maggiore larghezza di queste righe corrisponde ad un maggior intervallo di velocità, infatti più le velocità sono diverse più le righe d'assorbimento degli spettri corrispondenti alle varie stelle sono spostate tra loro. Misurando l'allargamento delle righe sulla base di quelle presenti negli spettri delle stelle di riferimento è possibile calcolare la dispersione di velocità in funzione della posizione lungo la fenditura, che viene poi riportata in un grafico. È importante che queste stelle di riferimento siano

state osservate con lo stesso strumento utilizzato per l'osservazione della galassia. Infatti, parte dell'allargamento delle righe d'assorbimento degli spettri galattici non è dovuto al sovrapporsi degli spettri di più stelle ma alla risoluzione del telescopio. Per lo stesso motivo anche le righe d'emissione presenti negli spettri stellari sono allargate; utilizzando lo stesso strumento (con la stessa risoluzione) il rapporto di allargamento tra le righe negli spettri della galassia e quelle negli spettri stellari risulta uguale.

L'estrazione dei grafici di velocità e dispersione per una galassia ellittica è possibile solo attraverso l'uso di software particolari. Siccome solitamente queste galassie presentano una velocità di rotazione piuttosto limitata la differenza di spostamento Doppler delle righe d'assorbimento tra i vari punti della galassia è minima tanto da risultare impossibile da determinare “a occhio” o da misurare manualmente (specialmente se è stata utilizzata una risoluzione bassa).

Questi programmi non fanno parte di *Scisoft*, inoltre questo genere di lavoro è ben al di fuori dalla portata di un lavoro di maturità. Abbiamo però avuto la fortuna di poter mandare gli spettri ridotti ad un astronomo del Centro di Ricerca Astronomica dell'Università di Lione (CRAL), Dr. Eric Emsellem, che ha una grande esperienza in questo genere di lavoro e ci ha gentilmente estratto i grafici che ci interessano.

7 PRESENTAZIONE DEI RISULTATI

Riportiamo ora gli spettri unidimensionali che abbiamo estratto a partire dagli spettri bidimensionali ridotti, che andremo ad analizzare nel capitolo seguente.

Spettri d'emissione unidimensionali corrispondenti a diverse posizioni lungo l'asse maggiore della galassia ellittica NGC 5018

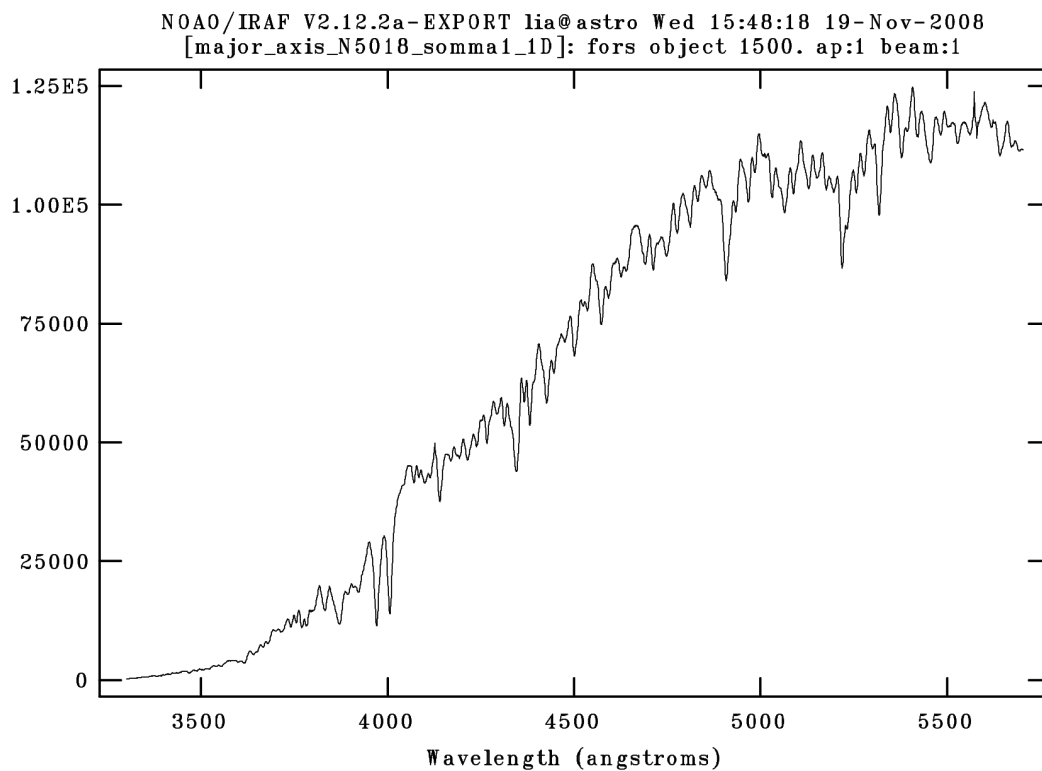


Figura 55: Spettro unidimensionale corrispondente al centro della galassia. Si nota la presenza di diverse righe d'assorbimento. L'unità di misura utilizzata per l'intensità è solo qualitativa (il livello d'intensità misurata dipende dal tempo d'esposizione).

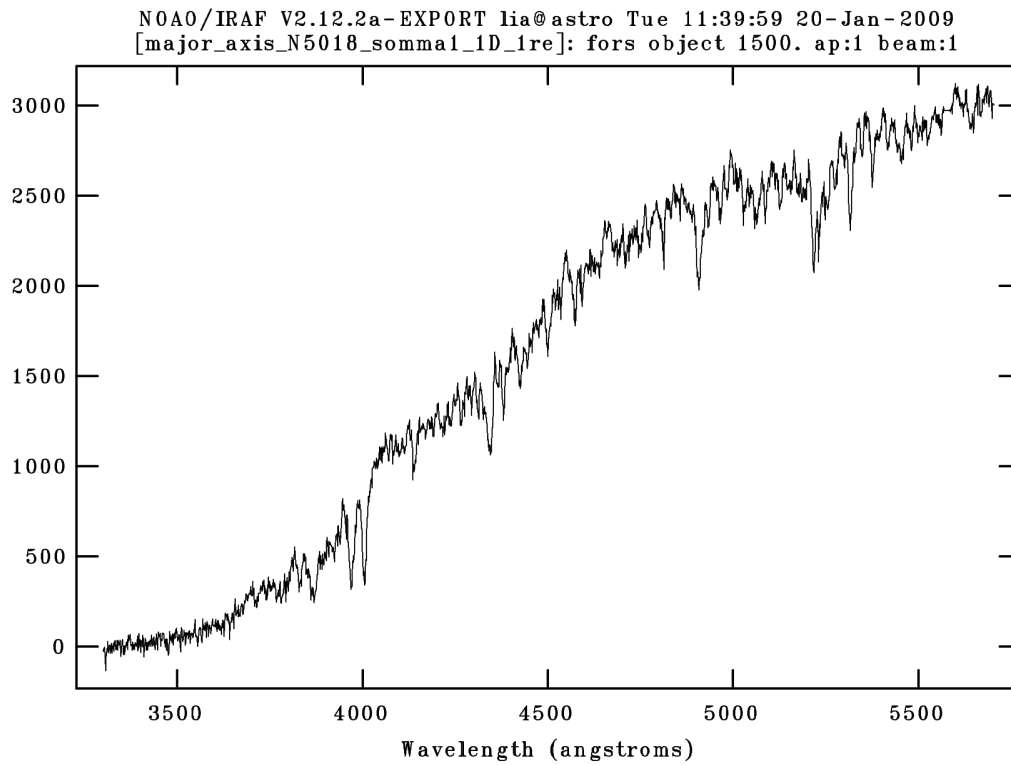


Figura 56: Spettro unidimensionale corrispondente a 1 Re. La struttura di questo spettro (righe d'assorbimento, forma) è molto simile a quella dello spettro estratto al centro, ma l'intensità luminosa è minore.

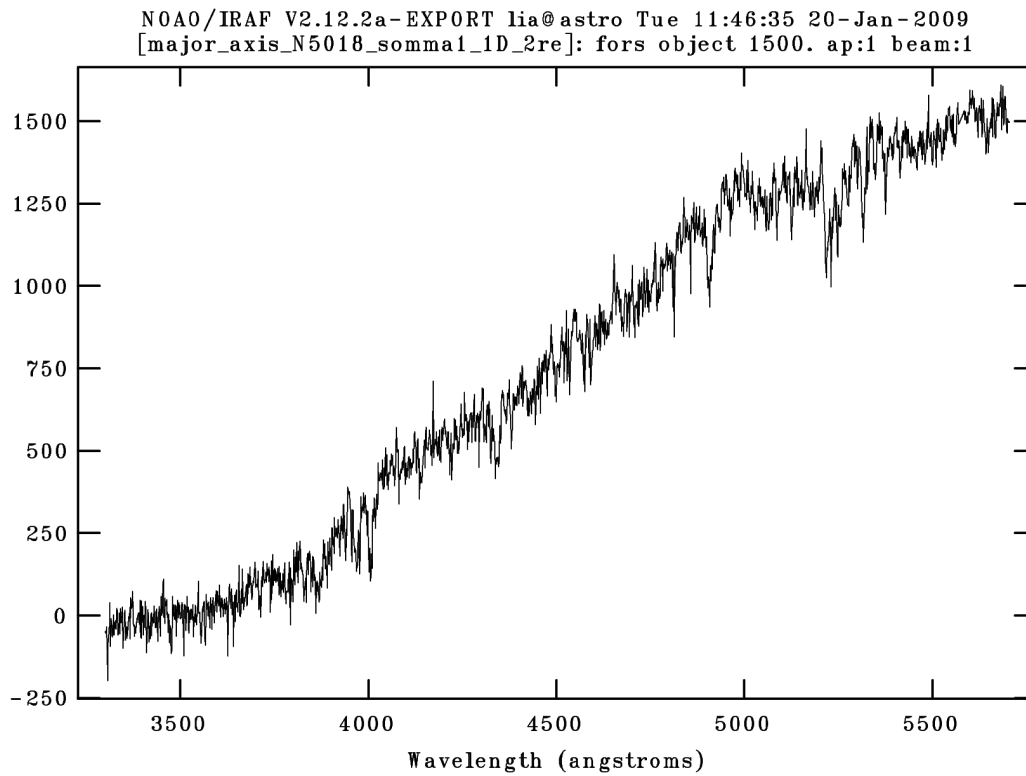


Figura 57: Spettro unidimensionale corrispondente a 2 Re. Anche in questo caso la struttura è molto simile a quella degli spettri precedenti, ma le righe d'emissione sono meno visibili a causa del minor rapporto segnale/rumore.

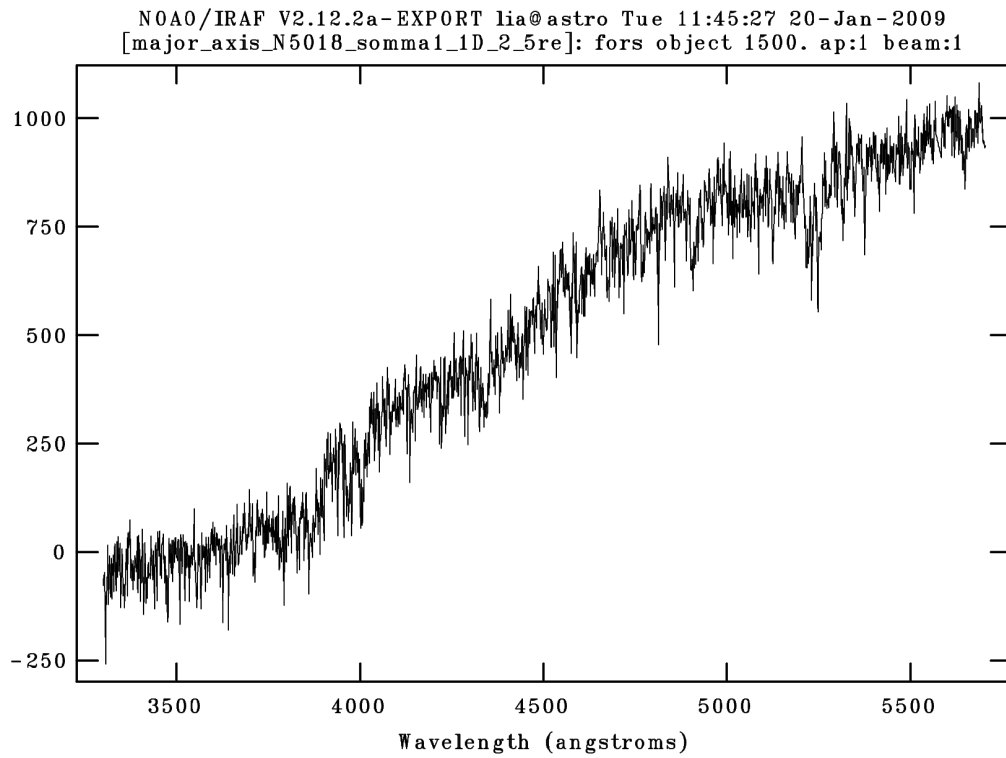


Figura 58: Spettro unidimensionale corrispondente a 2.5 Re. Il rapporto segnale/rumore è tale da non permettere più una chiara identificazione delle righe d'assorbimento "a occhio", questo sarà però possibile con l'ausilio di particolari software.

Spettri d'emissione unidimensionali corrispondenti a diverse posizioni lungo l'asse maggiore della galassia ellittica NGC 3706

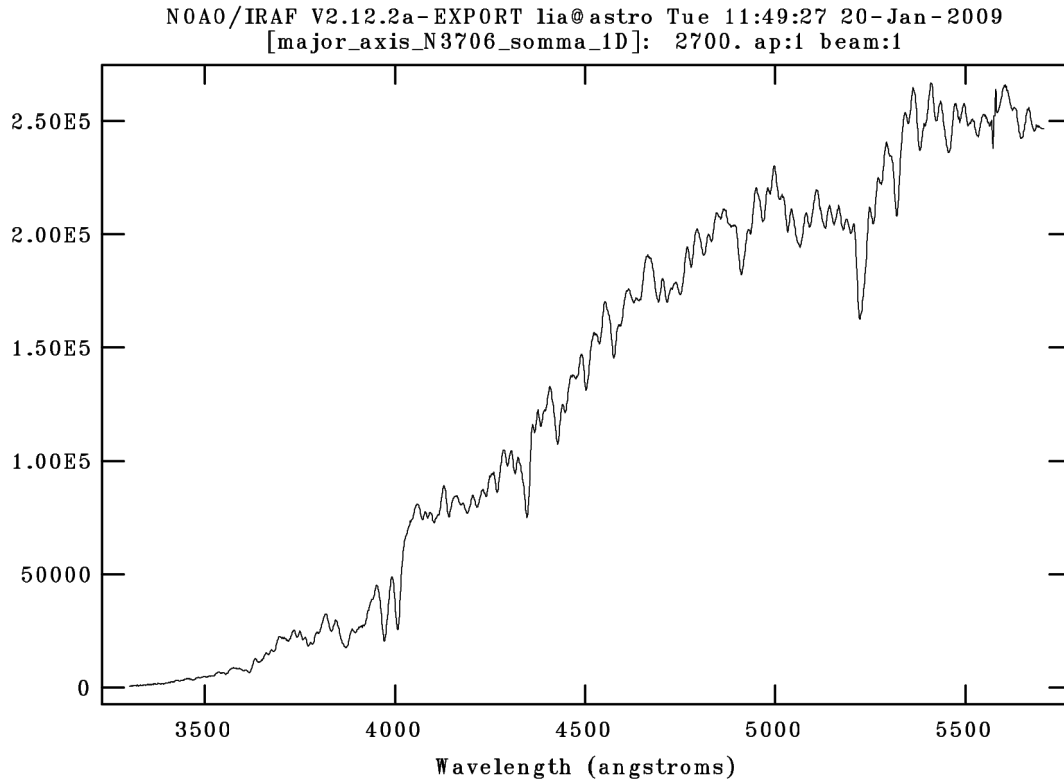


Figura 59: Spettro d'emissione corrispondente al centro di NGC 3706. Come in NGC 5018 sono ben visibili le righe d'assorbimento e la prevalenza di luce rossa (grandi lunghezze d'onda).

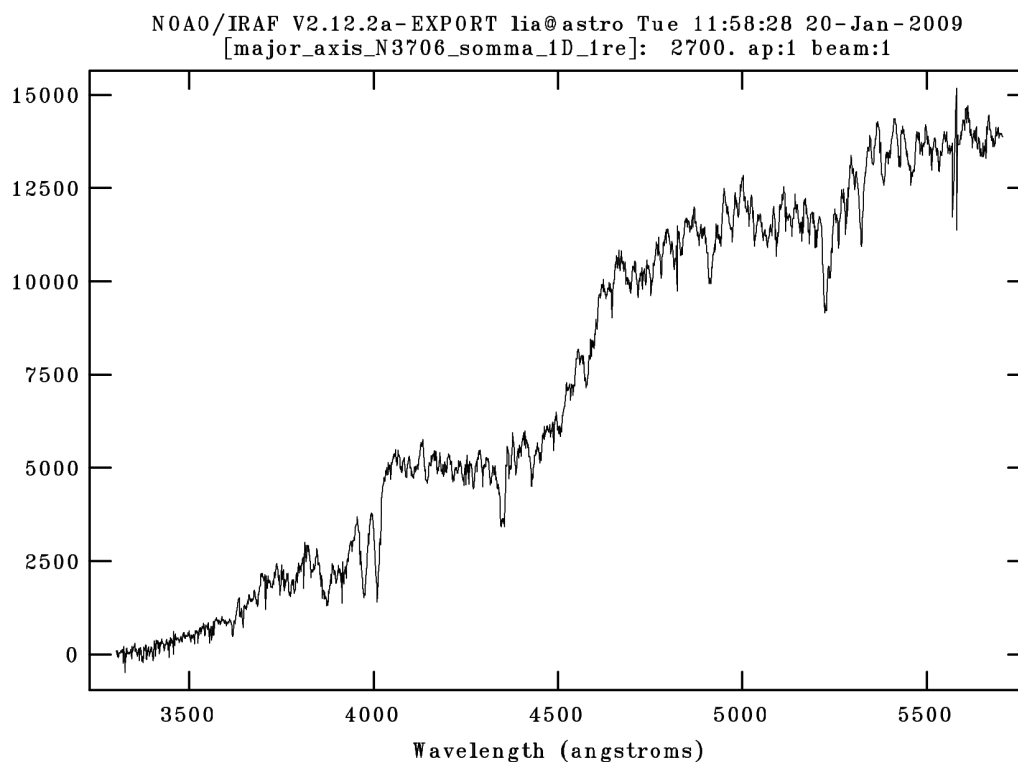


Figura 60: Spettro d'emissione estratto a 1 Re. Tra 4000 e 4500 angstrom si nota un avvallamento, non presente negli altri spettri. Sono comunque ben visibili anche in questo caso le righe d'assorbimento e la maggior luminosità nel rosso.

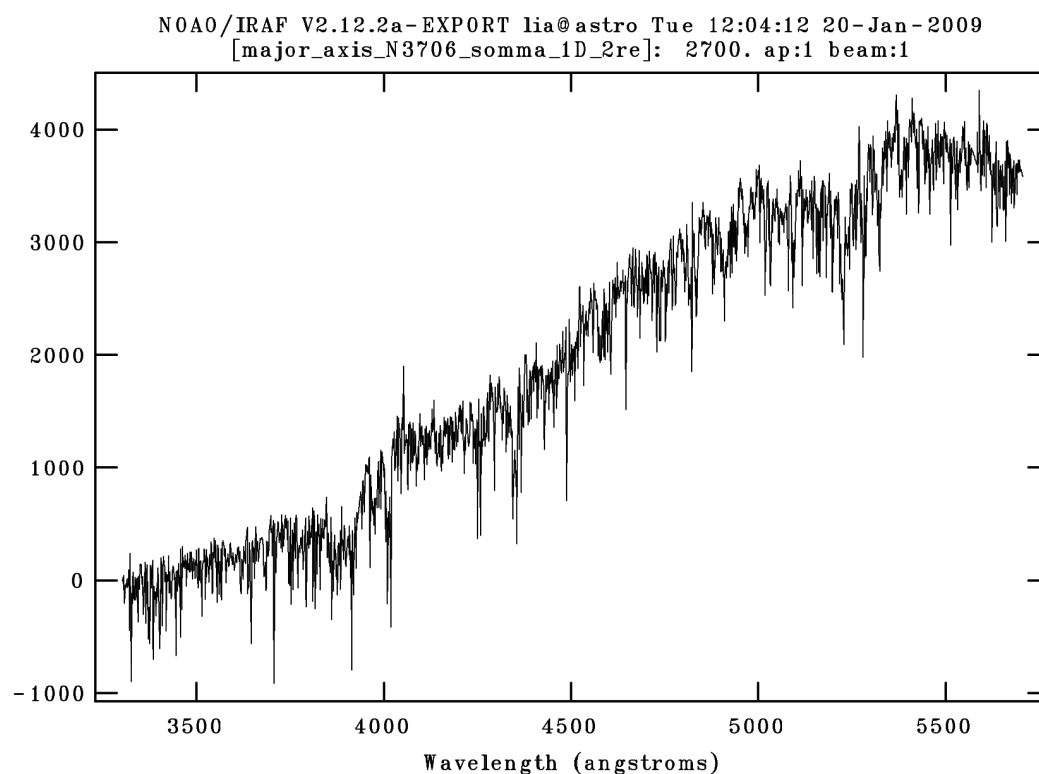


Figura 61: Spettro estratto a 2 Re. La luminosità è molto minore rispetto agli altri spettri e il rapporto segnale/rumore è decisamente diminuito: "a occhio" è difficile determinare le righe d'assorbimento. È comunque ancora ben visibile la prevalenza di luce rossa.

Spettri d'emissione di alcune stelle di riferimento

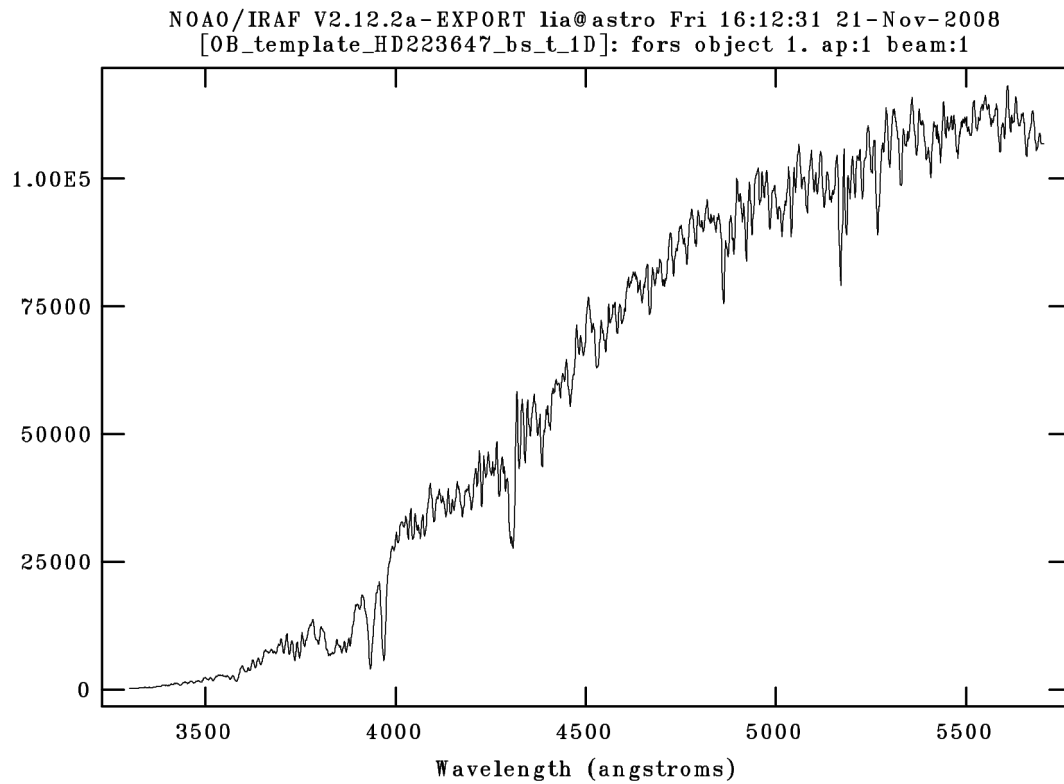


Figura 62: Spettro d'emissione della stella HD 223647. Questa stella è chiaramente più intensa nel rosso, e sono visibili molte righe d'assorbimento.

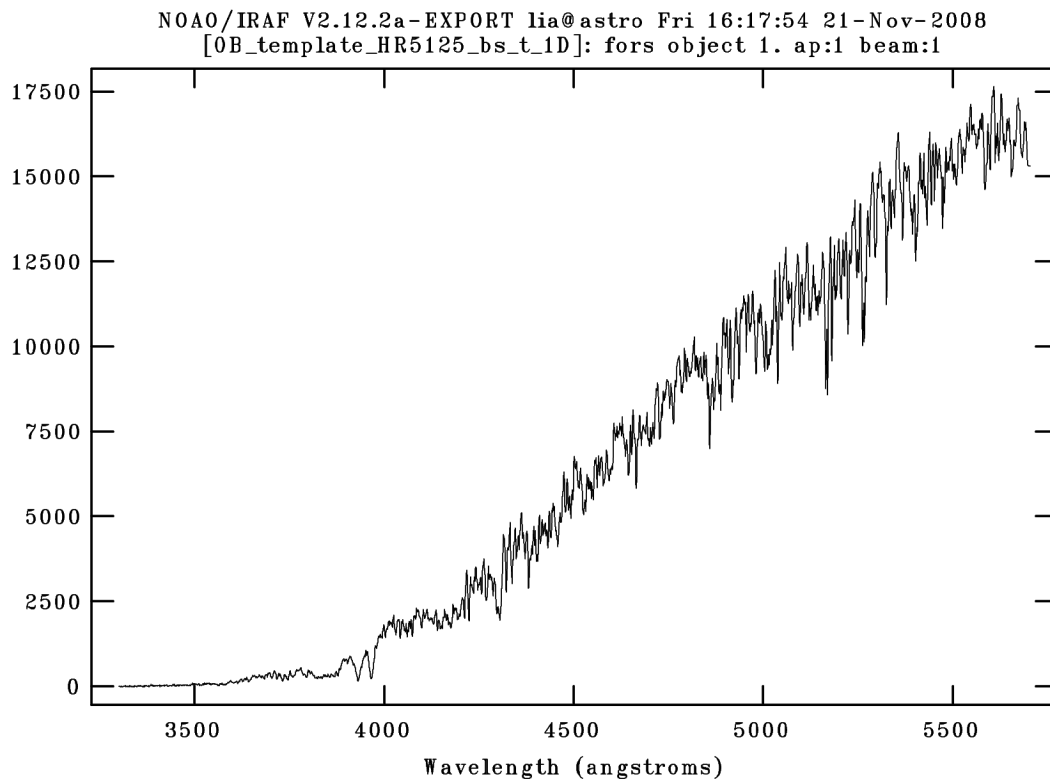


Figura 63: Spettro d'emissione della stella HR 5125.

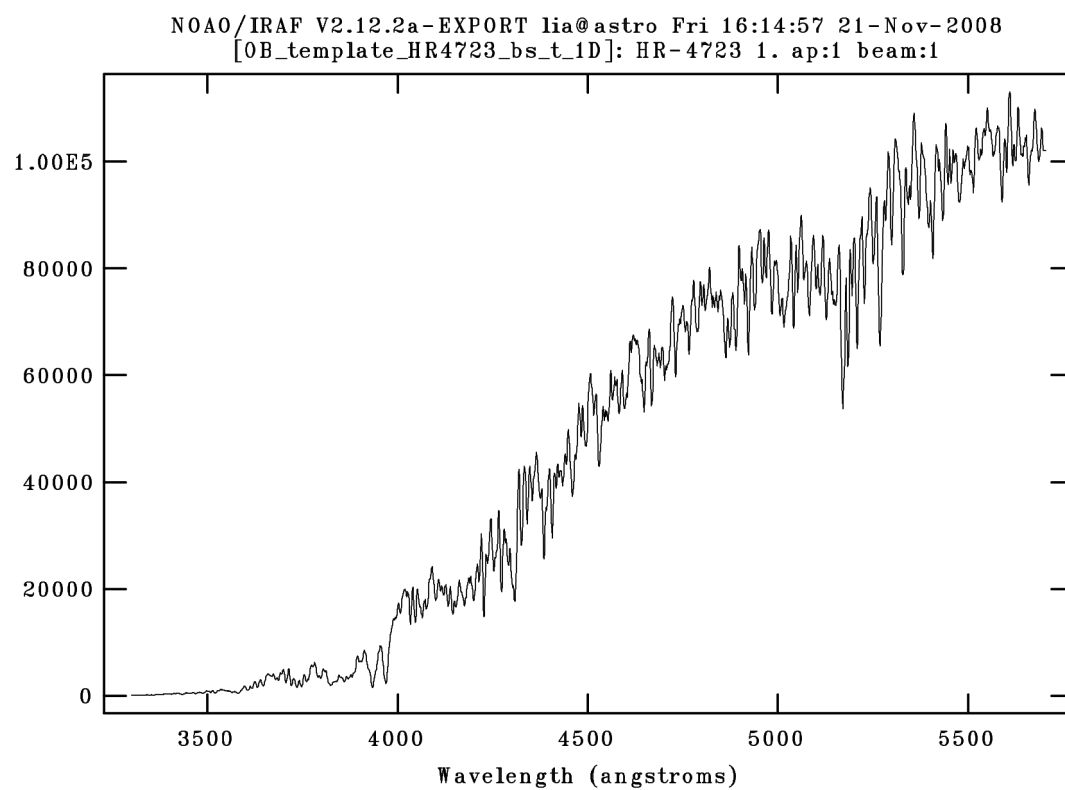


Figura 64: Spettro d'emissione della stella HR 4723.

8 ANALISI DEI RISULTATI

8.1 Componente stellare

NGC 5018

Dal confronto tra gli spettri di NGC 5018 e delle stelle di riferimento da noi ottenuti si può notare una grande somiglianza. In entrambi i casi prevale la luce rossa (grandi lunghezze d'onda) e le posizioni delle righe d'assorbimento sono molto simili.

Come ci aspettavamo quindi le stelle che compongono NGC 5018 sono prevalentemente simili a quelle osservate e scelte come riferimento, cioè stelle giganti rosse e vecchie (figure 62, 63, 64, 65).

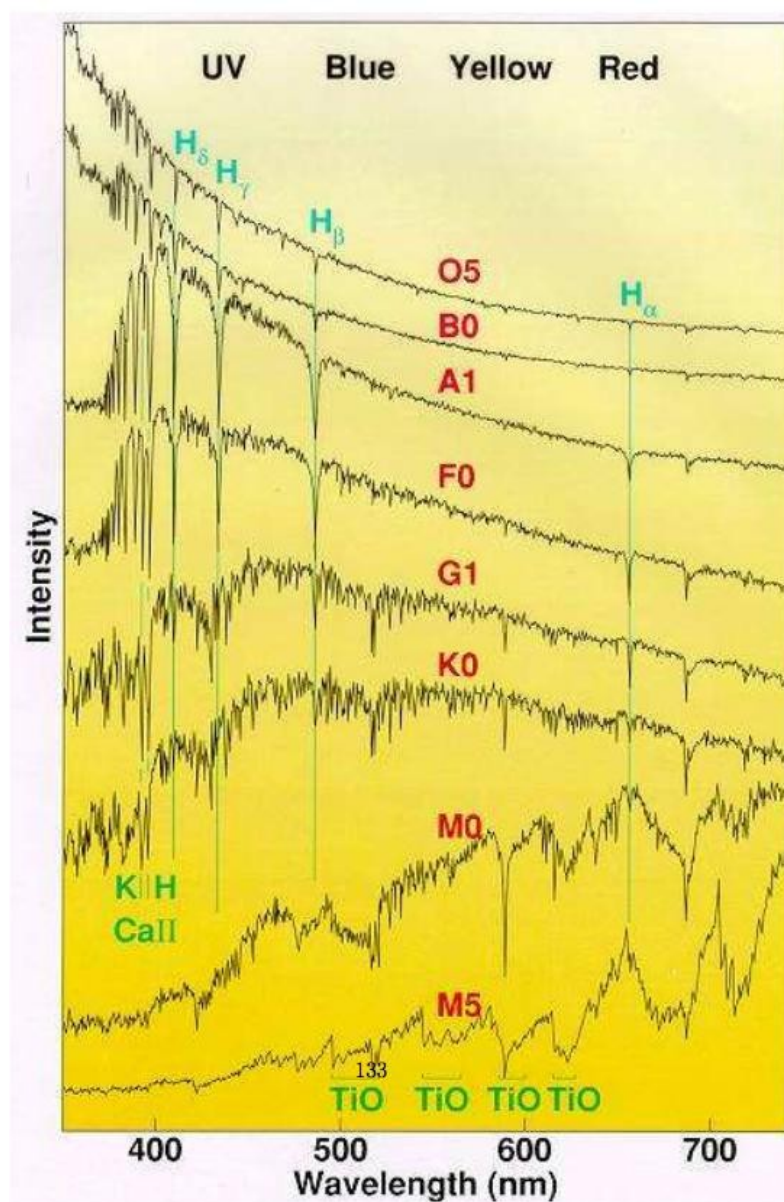


Figura 65: Spettri di stelle appartenenti a differenti classi spettrali, con segnati gli elementi responsabili della principali righe d'assorbimento. A classi diverse corrispondono spettri con struttura differente. Gli spettri di stelle di tipo K0 sono i più simili alle galassie ellittiche che abbiamo studiato.

Le righe d'emissione presenti negli spettri ci permettono di individuare alcuni degli elementi presenti in queste stelle. Come si vede nella figura 66, su uno spettro della galassia abbiamo identificato le righe d'assorbimento corrispondenti al calcio (righe K, H e G rispettivamente a 3971.2 Å, 4006.2 Å e 4344.8 Å), all'idrogeno (4908.8 Å) e al magnesio (5221.8 Å). Le righe in questione sono molto profonde, il che ci attesta una forte presenza di questi elementi nelle stelle di NGC 5018. Per identificare queste righe d'assorbimento abbiamo confrontato il nostro spettro con quello di stelle della stessa classe spettrale di quelle che compongono questa galassia, che abbiamo trovato su pubblicazioni relative ad altri studi (Jacoby et al., 1996; Kinney, 1999; Maeder, 2006).

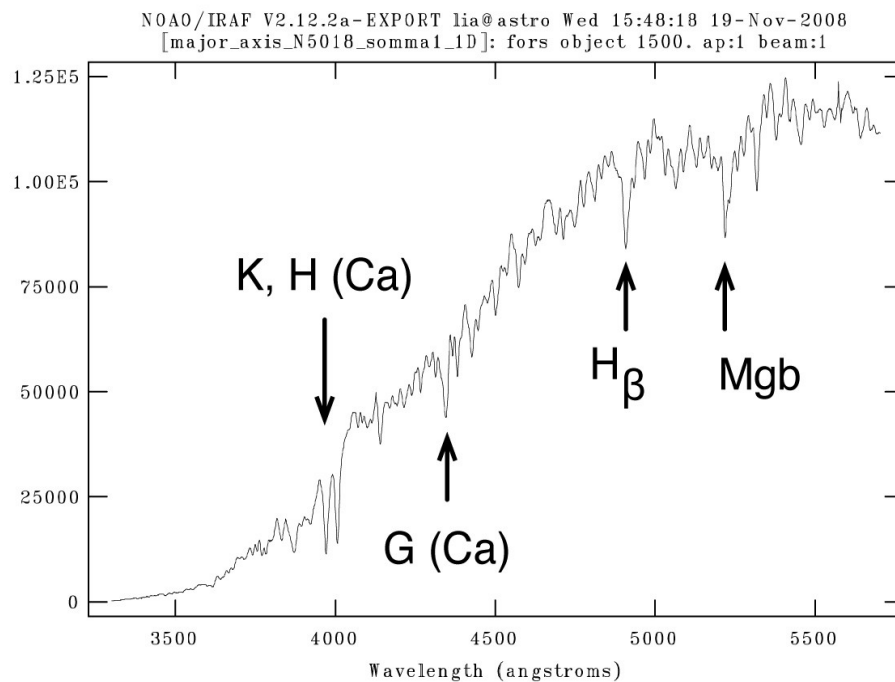


Figura 66: Sullo spettro di NGC 5018 sono state identificate le righe d'assorbimento corrispondenti al calcio (Ca) all'idrogeno ($H\beta$) e al magnesio (Mgb).

Come vedremo nel paragrafo seguente queste righe sono spostate in lunghezza d'onda a causa dell'effetto Doppler. Sono comunque ben riconoscibili in quanto, anche se spostate, mantengono sempre la stessa struttura (ad esempio le tre righe del calcio sono sempre raggruppate in questo ordine). Per identificarle siamo ricorsi a degli spettri standard di stelle o di galassie ellittiche dove sono segnate le righe maggiormente presenti (un esempio in figura 65).

Osservando gli spettri della galassia estratti a diverse distanze dal centro notiamo che seppure la luminosità diminuisce con l'aumentare della distanza (abbiamo visto che la densità delle galassie ellittiche è nettamente maggiore al centro) la struttura degli spettri rimane sostanzialmente uguale: si riscontra sempre una maggiore luminosità nel rosso e la presenza delle stesse righe d'assorbimento. Questo significa che la componente stellare è simile in tutte le regioni considerate, mentre per le galassie disco il tipo di stelle cambia notevolmente dal centro verso l'esterno (stelle vecchie e gialle nel *bulge* centrale, stelle giovani e blu nel disco esterno).

NGC 3706

La componente stellare di NGC 3706 è molto simile a quella di NGC 5018.

Anche sugli spettri di questa galassia sono presenti le righe d'assorbimento relative al carbonio (righe K, H e G), all'idrogeno e al magnesio. In tutti gli spettri è pure ben visibile la prevalenza di luce rossa che come ci porta a presumere una prevalenza in NGC 3706 di stelle giganti rosse e vecchie, simili a quelle da noi ridotte.

Una particolarità di NGC 3706 si può riscontrare analizzando lo spettro estratto a 1 raggio effettivo, dove si nota un "avvallamento" tra i 4000 e i 4500 Å non presente sugli altri spettri. Questo fatto potrebbe far pensare ad una presenza di polveri in questa regione della galassia, che assorbe parte della luce emessa in questo intervallo di lunghezze d'onda.

8.2 Analisi della cinematica esterna: velocità di allontanamento

NGC 5018

Per calcolare la velocità di allontanamento di NGC 5018 abbiamo ricorso alla formula dell'effetto Doppler (vedi capitolo 1.1) basandoci sulle righe d'assorbimento K e H del calcio, che per una sorgente a riposo si trovano a 3933.7 Å e 3968.0 Å.

Con *IRAF* abbiamo misurato la posizione di queste due righe nello spettro corrispondente al centro della galassia, ottenendo un valore di 3971.2 Å per la riga K e 4006.2 Å per la H.

Entrambe presentano quindi uno spostamento verso il rosso, il che ci conferma che la galassia si sta allontanando dalla Terra.

Se calcoliamo questa velocità otteniamo:

$$v = [(3971.2 \text{ Å} - 3933.7 \text{ Å}) / 3933.7 \text{ Å}] c = 2860 \text{ km/s}$$

utilizzando la riga K e:

$$v = [(4006.2 \text{ Å} - 3968.0 \text{ Å}) / 3968.0 \text{ Å}] c = 2888 \text{ km/s}$$

utilizzando la riga H.

Le velocità calcolate nei due casi presentano una differenza di 28 km/s, cioè circa del 1%. Questa differenza, molto piccola, è giustificabile dal fatto che la risoluzione in velocità con cui sono stati ripresi i dati è di 200 km/s (vedi appendice), e dal margine d'errore con cui sono state fatte le misurazioni delle righe.

Come si vede nella figura 67 per misurare con *IRAF* la posizione di una riga bisogna selezionare i due punti della sua "base"; da questo riferimento il programma calcola la posizione della sua punta. Per questa operazione si assume che la forma della riga sia una curva gaussiana. Questo naturalmente, anche se si tratta di una buona approssimazione, non è esattamente corretto e crea quindi un certo errore. Il valore misurato varia pure leggermente a dipendenza dei punti dove si è

seleziona la base della riga.

La velocità di allontanamento di NGC 5018 indicata dalla NASA⁴³ corrisponde a 2816 ± 1 km/s (Rothberg & Joseph, 2006). La differenza rispetto ai nostri valori è nello stesso ordine di grandezza di quella riscontrata tra i due calcoli, ed è quindi pienamente giustificabile. Come tutte le misurazioni poi anche quelle riportate dal NED presentano un margine d'errore, per ragioni molto simili a quelle già citate, inoltre durante i nostri calcoli non abbiamo considerato il movimento della Terra⁴⁴.

Possiamo quindi ritenerci soddisfatte del risultato ottenuto: siamo riuscite a calcolare la velocità di allontanamento di NGC 5018 con un margine d'errore rispetto al valore “ufficiale” molto basso.

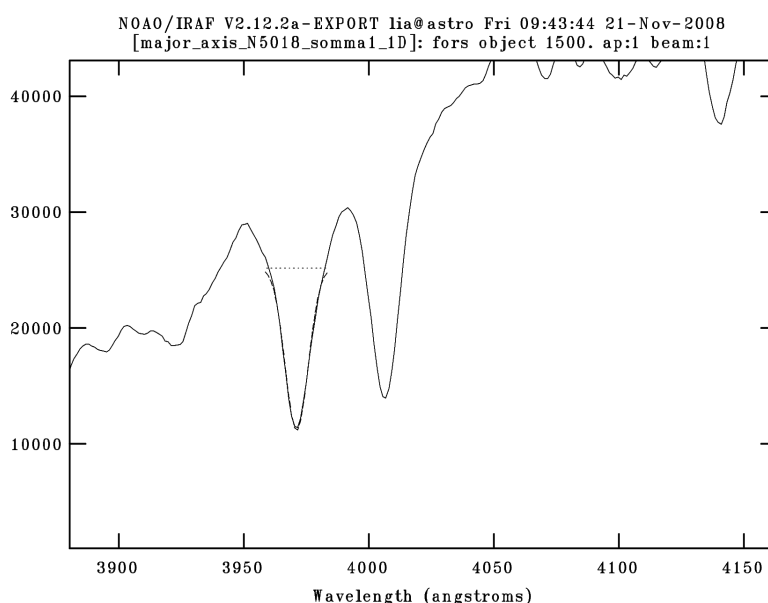


Figura 67: Ingrandimento delle righe d'assorbimento K e H del calcio.

NGC 3706

Per calcolare la velocità di allontanamento di NGC 3706 abbiamo proceduto con lo stesso metodo esposto per NGC 5018.

Sullo spettro corrispondente al centro della galassia le righe d'assorbimento K e H del calcio si trovano rispettivamente a $3972.3 \text{ \AA}$ e $4006.8 \text{ \AA}$.

⁴³ Tutti le misurazioni e le scoperte riportate in pubblicazioni astronomiche sono raccolte nel *Nasa/Ipac Extragalactic Database* (NED), che contiene informazioni riguardanti oltre 300000 corpi extra-galattici.
<http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

⁴⁴ La formula dell'effetto Doppler che abbiamo utilizzato assume che solo la sorgente delle onde è in movimento. Anche la Terra però si muove rispetto alla sorgente, il che comporterebbe un'ulteriore variazione della lunghezza d'onda osservata.

Possiamo quindi determinare la velocità di allontanamento:

$$v = [(3972.3 \text{ \AA} - 3933.7 \text{ \AA}) / 3933.7 \text{ \AA}] c = 2944 \text{ km/s}$$

utilizzando la riga K e:

$$v = [(4006.6 \text{ \AA} - 3968.0 \text{ \AA}) / 3968.0 \text{ \AA}] c = 2934 \text{ km/s}$$

utilizzando la riga H.

La velocità d'allontanamento per NGC 3706 riportata sul NED è di $2977 \pm 15 \text{ km/s}$ (de Vaucouleurs et al., 1991). Anche in questo caso la differenza tra i due dati calcolati e quello della NASA è minima, vale quindi il discorso fatto per NGC 5018.

8.3 Calcolo della distanza

NGC 5018

Ora che conosciamo la velocità di allontanamento possiamo calcolare la distanza di NGC 5018 dalla Terra grazie alla Legge di Hubble:

$$d = v/H_0$$

dove d è la distanza, v la velocità di allontanamento e H_0 la costante di Hubble, che assumiamo pari a 74 (km/s)/Mpc .

Come velocità consideriamo quella calcolata con la riga K del calcio, 2860 km/s , perciò:

$$d = (2860 \text{ km/s}) / [74 \text{ (km/s)/Mpc}] = 38.65 \text{ Mpc}$$

In questo caso il valore riportato sul NED è di 36.9 Mpc , con un margine d'errore di $\pm 2.6 \text{ Mpc}$.

NGC 3706

Per calcolare la velocità di allontanamento di NGC 3706 ci siamo basate sulla velocità ottenuta a partire dalla posizione della riga K del calcio.

La distanza è quindi:

$$d = (2944 \text{ km/s}) / [74 \text{ (km/s)/Mpc}] = 39.72 \text{ Mpc}$$

In questo sul NED è riportata una distanza di $38.0 \pm 2.7 \text{ Mpc}$.

8.4 Analisi della cinematica interna

NGC 5018

L'analisi della cinematica interna di NGC 5018 è possibile grazie allo studio della curva di rotazione e del grafico di dispersione di velocità, che sono stati estratti dal Dr. Eric Emsellem a partire dallo spettro da noi ridotto (figura 68).

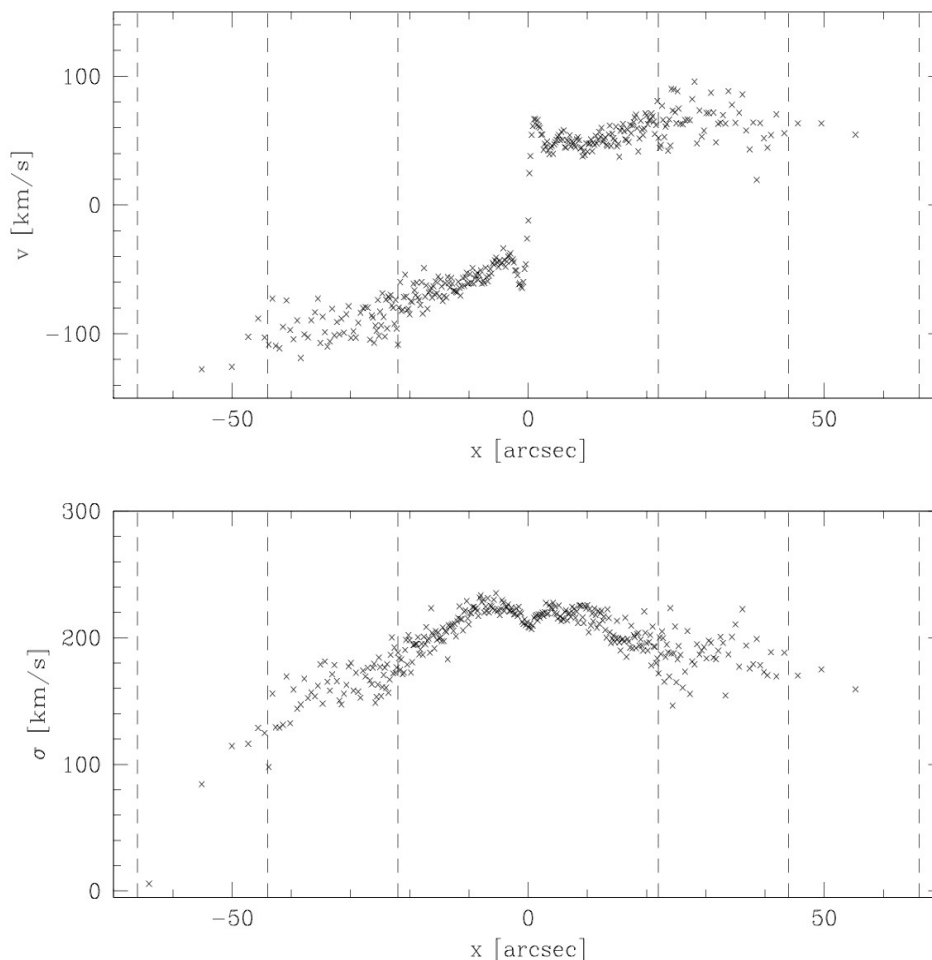


Figura 68: Curva di rotazione (in alto) e grafico della dispersione di velocità (in basso) relativi all'asse maggiore della galassia ellittica NGC 5018. La velocità media di rotazione (in km/s) e la dispersione di velocità (pure in km/s) sono riportati in funzione della posizione lungo l'asse, cioè della distanza dal centro galattico (in secondi d'arco). Alla curva di rotazione è stata sottratta la velocità di allontanamento globale della galassia. Le linee tratteggiate indicano la posizione di 1 re (per questa galassia 22 secondi d'arco), 2 re e 3 re.

La **curva di rotazione** (figura 68 in alto) riporta la velocità media lungo la linea di vista con cui si muovono le stelle che si trovano lungo l'asse maggiore di NGC 5018, in funzione della loro distanza dal centro galattico. In questo caso si vede che al moto complesso e disorganizzato, tipico delle galassie ellittiche, si somma un moto rotatorio organizzato di circa 60 km/s. A sinistra le velocità sono negative, ciò significa che le stelle si avvicinano a noi; a destra invece le velocità sono positive in quanto le stelle si allontanano dall'osservatore. Questo moto rotatorio è in parte responsabile della

forma ellittica della galassia.

A circa 5 secondi d'arco, sia a destra sia a sinistra, si nota un “picco” di velocità; a grandi raggi ($x > 5$ secondi d'arco) la velocità di rotazione tende poi a rimanere costante. Confrontando la curva di rotazione col grafico di dispersione di velocità vediamo che in corrispondenza dell'aumento di velocità è presente una diminuzione di dispersione: questo significa che l'energia cinetica, al centro della galassia, contribuisce maggiormente al moto rotatorio piuttosto che a quello disorganizzato, il che potrebbe indurre a ipotizzare la presenza di una piccola struttura a disco nella parte centrale di NGC 5018 (questo fenomeno viene definito *sigma-drop*, vedi Wozniak et al., 2003; Emsellem, 2006).

In genere la forma esatta di una curva di rotazione è difficile da spiegare: questa è dovuta a diversi fattori come ad esempio la frazione di stelle che gira in un senso piuttosto che in un altro, la storia di formazione della galassia e la distribuzione di massa (visibile e oscura). Alcuni di questi aspetti si possono chiarire con l'ausilio di modelli dinamici completi che simulano il movimento delle stelle all'interno della galassia, ma la costruzione di tali modelli è fuori dalla portata del nostro progetto.

Il moto prevalente in una galassia ellittica è di tipo disorganizzato (in questo caso la dispersione di velocità è nell'ordine di 200 km/s, mentre la velocità di rotazione è di solo 60 km/s); per avere delle informazioni riguardo al reale movimento delle stelle all'interno di essa dobbiamo quindi ricorrere alla **dispersione di velocità**. Questo grafico riporta l'intervallo delle velocità sulla linea di vista con cui si muovono le stelle in ogni punto dell'asse maggiore di NGC 5018, in funzione della loro distanza dal centro della galassia.

Anche in questo caso la curva scende molto lentamente, tende quasi ad appiattirsi man mano che ci si allontana dal centro. Come si è spiegato nel capitolo 4.2 visto che la luminosità diminuisce drasticamente con l'aumentare del raggio (vedi figura 69) ci aspetteremmo che anche la dispersione di velocità diminuisca molto. Questo non accade: per poter spiegare il reale andamento della curva dobbiamo perciò considerare della materia in più rispetto a quella visibile, che agisca anch'essa gravitazionalmente sulle stelle.

Visto che le galassie ellittiche sono povere di gas e polveri e che la massa di eventuali pianeti e altri corpi è irrilevante rispetto a quella stellare, possiamo presumere la presenza di una grande quantità di materia oscura all'interno di NGC 5018.

I nostri grafici presentano dati accettabili fino a circa 2.5 raggi effettivi: questo risultato non fornisce una reale conferma della presenza di materia oscura nella galassia, anche in questo caso bisognerebbe infatti costruire un modello dinamico che tenga conto, oltre a velocità e dispersione, dei momenti d'ordine superiore (vedi Carollo et al., 1995; Rix et al., 1997). Si tratta comunque di una prima indicazione di questa presenza.

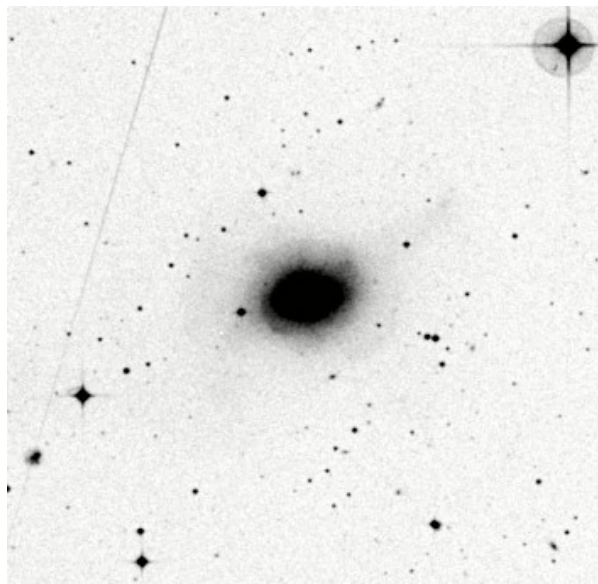


Figura 69: Fotografia in negativo della galassia ellittica NGC 5018. Si può notare che la galassia è molto più luminosa al centro e che ai bordi esterni presenta delle strutture simili a code (vedi anche figura 13). I punti neri presenti sono stelle della nostra galassia.

Entrambi i grafici mostrano che il moto delle stelle che compongono NGC 5018 non è simmetrico a destra e a sinistra. Nella curva di rotazione le velocità a sinistra aumentano in valore assoluto, mentre dall'altra parte rimangono costanti; nel grafico di dispersione invece la curva scende più rapidamente a sinistra rispetto a destra.

Questo è probabilmente spiegabile osservando attentamente una fotografia della galassia (figura 69). Ai lati più esterni di NGC 5018 si notano due estensioni simili a code: questa è una traccia del fatto che NGC 5018 è il frutto di una collisione tra due galassie (fenomeno definito *merger*, vedi Rothberg & Joseph, 2006). La collisione non è perfettamente terminata (le code che si vedono sono delle parti delle due galassie iniziali), perciò questa galassia non ha ancora raggiunto completamente l'equilibrio dinamico: è questo fattore che potrebbe spiegare l'assimmetria osservata.

NGC 3706

L'analisi della cinematica interna di NGC 3706 è molto simile a quella effettuata per NGC 5018 (entrambe infatti sono galassie ellittiche giganti).

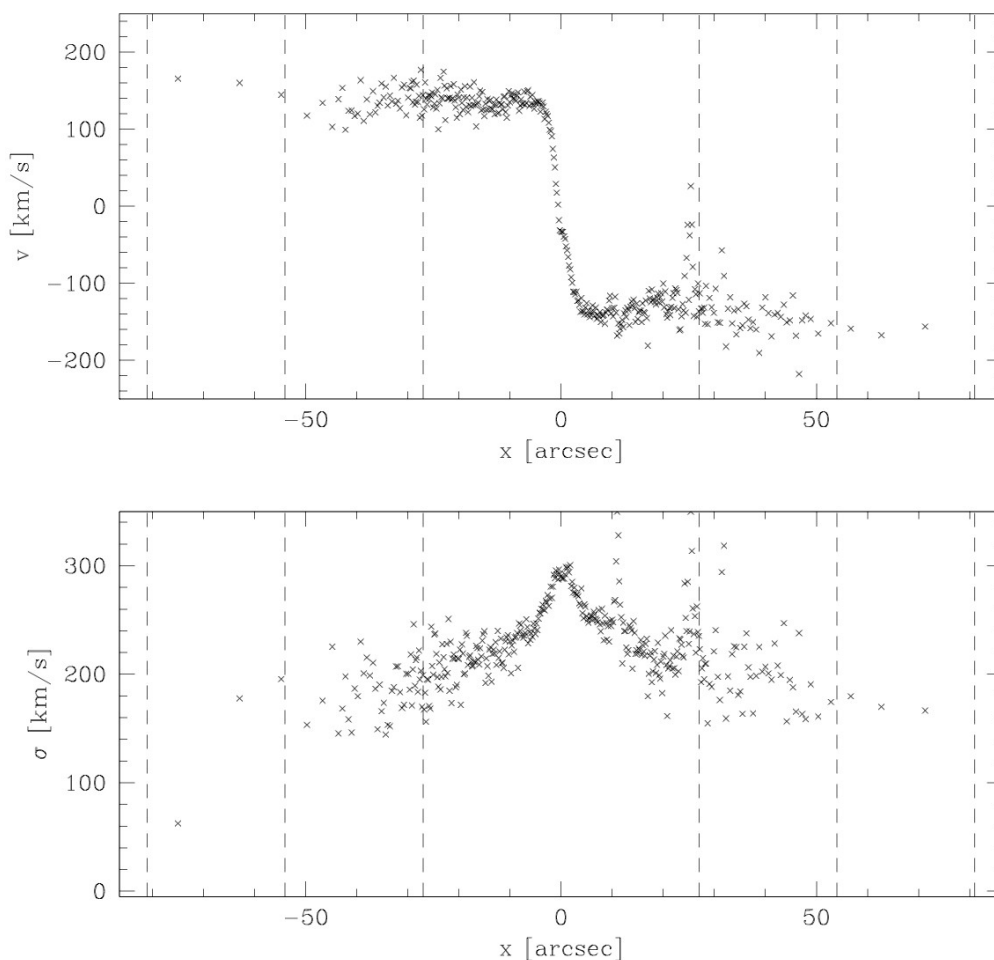


Figura 70: Curva di rotazione (in alto) e grafico della dispersione di velocità (in basso) relativi all'asse maggiore della galassia ellittica NGC 3706. La velocità media di rotazione (in km/s) e la dispersione di velocità (pure in km/s) sono riportati in funzione della distanza dal centro galattico (in secondi d'arco). Come per NGC 5018 alla curva di rotazione è stata sottratta la velocità di allontanamento globale della galassia. Le linee tratteggiate indicano la posizione di 1 re (27 secondi d'arco), 2 re e 3 re.

Anche in questo caso osservando la curva di rotazione (figura 70) si nota un moto rotatorio ordinato che si sovrappone a quello disordinato. La rotazione è di circa 150 km/s (più del doppio di quella di NGC 5018) e avviene in senso inverso rispetto al moto presente nell'altra galassia. Questa maggiore rotazione potrebbe spiegare il fatto che NGC 3706 è leggermente più appiattita di NGC 5018 (Carollo & Danziger, 1994).

Sia la curva di rotazione sia la dispersione di velocità di NGC 3706 sono simmetrici rispetto al centro galattico; come evidenziato dalla figura 71 la galassia è perfettamente ellittica (non presenta code o altre forme particolari). Questi due fattori sono degli indicatori circa il raggiunto equilibrio dinamico della galassia.

Il secondo grafico indica un'elevata dispersione di velocità in corrispondenza del centro della galassia, fatto che esclude la presenza di una struttura ordinata in questa regione. Come in NGC 5018 però la dispersione diminuisce molto più lentamente di quello che ci si potrebbe aspettare dall'andamento della luminosità (vedi figura 71): anche in questa galassia possiamo quindi presumere la presenza di una grande quantità di materia oscura.

In entrambi i grafici si notano dei picchi a 11, 25 e 32 secondi d'arco (a destra). Questi picchi sono dovuti ad alcune stelle della nostra Via Lattea che durante le osservazioni si sono trovate lungo la fenditura, il cui spettro d'emissione si è sommato a quello della galassia. In questi punti non si osserva quindi unicamente la luce emessa da NGC 5018, e i dati corrispondenti non possono venir presi in considerazione per l'analisi.

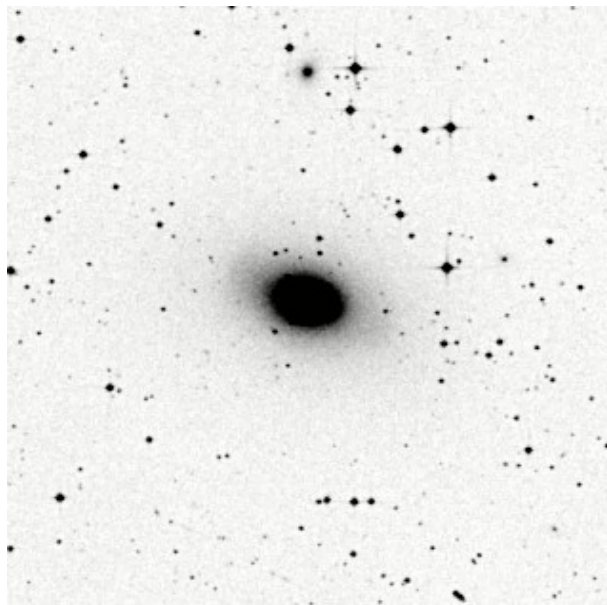


Figura 71: Fotografia in negativo della galassia ellittica NGC 3706. Come per NGC 5018 si vede che la luminosità è molto maggiore al centro rispetto al resto della galassia.

È ora d'obbligo una precisazione circa l'esattezza dei dati. In tutti i grafici, sia di NGC 5018 sia di NGC 3706, si vede che la differenza reciproca tra i vari punti continua a crescere con l'aumentare della distanza dal centro: questo è causato dalla drastica diminuzione di luminosità che rende sempre più difficile una misurazione precisa di velocità e dispersione. In ogni caso è comunque sempre ben visibile l'andamento generale delle curve.

Nelle regioni più esterne invece la distanza tra i punti sono continua ad aumentare (in ascissa) in quanto è necessario incrementare il *pixel binning* (vedi capitolo 6.5.a) man mano che diminuisce la velocità.

Al momento stiamo elaborando dei grafici dove è possibile quantificare l'errore di ogni misurazione.

CONCLUSIONI

L'obiettivo del nostro progetto è stato raggiunto: siamo riuscite a ridurre gli spettri d'emissione relativi all'asse maggiore delle galassie ellittiche giganti NGC 5018 e NGC 3706, dai quali è stato possibile misurare il movimento delle stelle che le compongono (velocità media e dispersione). Con una prima analisi di questi dati siamo state in grado di determinare la componente stellare delle galassie; abbiamo inoltre potuto confermare ed estendere fino a circa 2.5 raggi effettivi le informazioni riguardanti la loro cinematica e l'eventuale presenza di materia oscura all'interno di esse ottenute da studi precedenti (Carollo & Danziger, 1994; Carollo et al., 1995).

In ambito scientifico una ricerca non si può mai dire conclusa, ma ogni risultato è il punto di partenza per un ulteriore studio. Da parte nostra stiamo ancora elaborando i dati riguardanti gli altri assi (minore e obliquo) delle galassie, al fine di poter pubblicare quanto scoperto in una rivista scientifica.

Un'altra possibile continuazione del lavoro consiste nell'estrazione dei momenti di velocità di ordine superiore, che assieme alla curva di rotazione e alla dispersione di velocità potranno essere utilizzati per l'elaborazione di modelli dinamici. Questi modelli potrebbero permettere di confermare la presenza di materia oscura all'interno di NGC 5018 e NGC 3706 finora supposta.

Questa esperienza, oltre che per i risultati scientifici ottenuti, è stata pure molto arricchente e soddisfacente a livello personale: abbiamo avuto la possibilità di immergerci nel mondo per noi del tutto nuovo della ricerca scientifica e di confrontarci con astronomi professionisti, i quali ci hanno trasmesso il loro entusiasmo e la passione per l'astronomia. Siamo convinte che il bagaglio di conoscenze, sia scientifiche sia personali, acquisito durante questo lavoro, sarà molto prezioso per il nostro futuro accademico.

9 APPENDICE

9.1 Dimostrazione: attrazione gravitazionale subita da una stella

Supponiamo di avere una galassia di forma sferica⁴⁵ ed una stella di massa m che orbita a distanza R dal suo centro. Vogliamo dimostrare che l'attrazione gravitazionale subita da questa stella dipende unicamente dalla massa presente all'interno della sfera di raggio R delimitata dalla sua orbita.

Consideriamo due elementi di volume simmetrici (alla stessa distanza dal centro) di altezza h molto piccola e larghezza rispettivamente l_1 e l_2 , distanti r dall'orbita e quindi $R+r$ dal centro (figura 70).

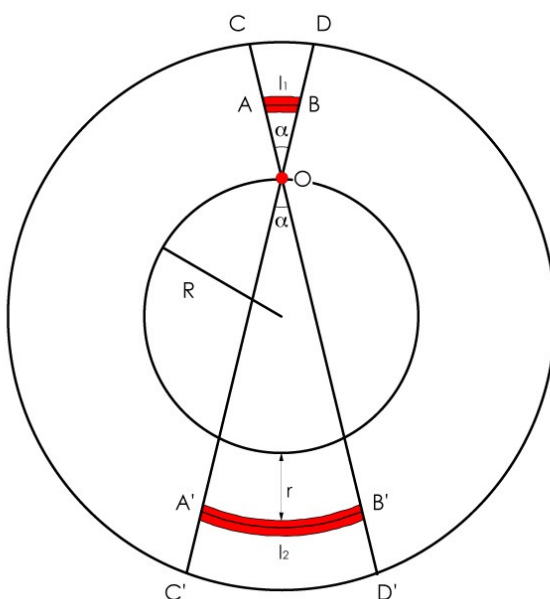


Figura 70: Sezione della galassia sferica presa in considerazione per la dimostrazione. In rosso sono segnati la posizione della stella (in O) e i due elementi di volume di larghezza rispettivamente l_1 e l_2 e altezza h .

Le loro masse M_1 e M_2 sono proporzionali ad h , ρ (densità) e l^2 secondo le espressioni:

$$M_1 = h \rho k l_1^2$$

$$M_2 = h \rho k l_2^2$$

dove k è la costante di proporzionalità che dipende dalla figura scelta come superficie del volume (quadrato, esagono...). La densità ρ dipende solamente dalla distanza dal centro ed è quindi uguale per i due elementi.

⁴⁵ In questa dimostrazione prendiamo in considerazione una galassia sferica, simile quindi a quelle ellittiche; in modo analogo si può però dimostrare lo stesso per una galassia con forma simile a un disco.

Per effettuare una dimostrazione completa, che tenga conto della reale struttura delle galassie, occorrerebbe utilizzare tecniche di calcolo molto più complesse; quella qui proposta consiste comunque una buona approssimazione.

Per angoli α molto piccoli le figure OAB e OA'B' possono essere assunte come triangoli isosceli simili ed è perciò possibile ricavare l_1 e l_2 dalle relazioni tra questo tipo di triangoli:

$$l_1 / l_2 = r / (2R+r)$$

Calcolando il rapporto tra le due masse si ottiene quindi:

$$M_1 / M_2 = (k h \rho l_1^2) / (k h \rho l_2^2) = l_1^2 / l_2^2 = r^2 / (2R+r)^2$$

I moduli delle forze di attrazione gravitazionale prodotte dai due elementi di volume sulla stella valgono:

$$|F_1| = GM_1 m / r^2$$

$$|F_2| = GM_2 m / (2R+r)^2$$

Calcoliamo ora il rapporto tra i due:

$$|F_1| / |F_2| = (GM_1 m / r^2) / (GM_2 m / (2R+r)^2) = (M_1 / M_2) ((2R+r)^2 / r^2)$$

e sostituendo a (M_1 / M_2) il valore prima trovato:

$$|F_1| / |F_2| = (r^2 / (2R+r)^2) ((2R+r)^2 / r^2) = 1$$

Questo significa che $|F_1|$ e $|F_2|$ hanno lo stesso valore.

Abbiamo dimostrato che le forze gravitazionali prodotte dai due elementi di volume hanno moduli equivalenti, ma trovandosi ai due opposti della stella presentano senso inverso. Questo significa che le due forze si annullano.

Quanto dimostrato si può rifare per altri valori di r in modo da riempire le due regioni esterne all'orbita della stella delimitate dalla “clessidra” CDOC'D'. Le forze prodotte da questi volumi si elimineranno sempre a due a due e così la massa in essi presente non influenzerà il moto della stella.

Possiamo ora pensare di portare al limite (far tendere a zero) l'angolo α e riempire tutta la sfera di infinite “clessidre” come quella presa prima in considerazione. Ripetendo per ognuno il discorso fatto sopra si vedrà che tutte le forze d'attrazione dovute alla massa esterna alla sfera di raggio R tendono ad annullarsi, dimostrando l'ipotesi iniziale che la stella subisce unicamente l'influsso gravitazionale della massa presente all'interno della sfera delimitata dalla sua orbita.

9.2 Calcolo della risoluzione

La risoluzione degli spettri dipende dal grism e dal tipo di fenditura utilizzati durante le osservazioni. Cambia infatti da come viene deviata o rifratta la luce all'interno dello spettrografo.

Solitamente si definiscono tre tipi di risoluzione: spaziale, in velocità e in lunghezza d'onda.

Per le nostre osservazioni è stato utilizzato il grism 600B+12, sensibile specialmente nel rosso, che ha una risoluzione spaziale di 0.2 arcsec/pixel e una risoluzione in velocità di 200 km/s.

La risoluzione in lunghezza d'onda si calcola moltiplicando la dispersione del grism per la larghezza della fenditura misurata in pixel. In questo caso la dispersione vale 1.2 Å/pixel mentre la larghezza della fenditura, in arcosecondi, è di 1.3 arcsec, perciò:

$$\text{risoluzione in } \lambda = (1.2 \text{ Å/pixel})[(1.3 \text{ arcsec})/(0.2 \text{ arcsec/pixel})] = 7.8 \text{ Å}$$

9.3 Procedimento tecnico

In questa appendice abbiamo riportato le *task* utilizzate durante il processo di riduzione con i relativi parametri più importanti.

I punti da 2 a 10 sono stati ripetuti per ogni notte e per ogni spettro da ridurre, ci limitiamo però a mostrare come esempio quanto fatto con un singolo spettro dell'asse maggiore di NGC 5018 (inizialmente chiamato FORS.2000-04-01T08:19:57.187, poi OB1_major_N5018_a).

1) *implot*: esaminare dei flat per determinare trimsec e biassec

2) *cdhedit*: aggiungere imagetype

```
images =          FORS.2000-04-01T08:19:57.187 CCD images
paramete=         imagetype) Image header parameter
value  =          object ) Parameter value
```

3) *ccdproc*: trimmare e sottrarre overscan a tutti i bias

```
images =          @bias-2000-06-22
(output =         )
(ccdtype=         zero) CCD image type to correct
(oversca=         yes) Apply overscan strip correction?
(trim  =          yes) Trim the image?
(zeroacor=        no) Apply zero level correction?
(flatcor=         no) Apply flat field correction?
```

(trimsec= [18:2063,1:2048]) Trim data section
(zero =) Zero level calibration image
(flat =) Flat field images

4) zerocombine: combinare tutti i bias per creare un masterbias

input = @bias-2000-06-22
(output = masterbias1)
(combine= average) Type of combine operation
(reject = minmax) Type of rejection
(ccdtype= zero) CCD image type to combine

5) ccdproc: trimmare e sottrarre overscan e masterbias ai flat

images = @flat-2000-06-22
(output =)
(ccdtype= flat) CCD image type to correct
(oversca= yes) Apply overscan strip correction?
(trim = yes) Trim the image?
(zerocor= yes) Apply zero level correction?
(flatcor= no) Apply flat field correction?
(illumco= no) Apply illumination correction?
(biassec= [1:15,1:2048]) Overscan strip image section
(trimsec= [18:2063,1:2048]) Trim data section
(zero = masterbias1) Zero level calibration image
(flat =) Flat field images

6) flatcombine: combinare tutti i flat per creare un masterflat

input = @flat-2000-06-22
(output = masterflat1)
(combine= average) Type of combine operation
(reject = avsigclip) Type of rejection
(ccdtype= flat) CCD image type to combine

7) response: normalizzare il masterflat

calibrat= masterflat1.fits) Longslit calibration images
normaliz= masterflat1.fits) Normalization spectrum images

response= nmasterflat1) Response function images
 (interac= yes) Fit normalization spectrum interactively?
 (function= spline3) Fitting function
 (order = 6) Order of fitting function
 (low_rej= 3.) Low rejection in sigma of fit
 (high_re= 3.) High rejection in sigma of fit

8) *ccdproc*: prima correzione spettri scientifici e wave

images = FORS.2000-04-01T08:19:57.187
 (output =)
 (ccdtype= object) CCD image type to correct
 (oversca= yes) Apply overscan strip correction?
 (trim = yes) Trim the image?
 (zerocor= yes) Apply zero level correction?
 (flatcor= yes) Apply flat field correction?
 (biassec= [1:15,1:2048]) Overscan strip image section
 (trimsec= [18:2063,1:2048]) Trim data section
 (zero = masterbias1) Zero level calibration image
 (flat = nmasterflat1) Flat field images
 (illum =) Illumination correction images

images = ORS.2000-07-02T20:14:44.807⁴⁶
 (output = List of output CCD images
 (ccdtype= comp) CCD image type to correct
 (oversca= yes) Apply overscan strip correction?
 (trim = yes) Trim the image?
 (zerocor= yes) Apply zero level correction?
 (flatcor= yes) Apply flat field correction?
 (biassec= [1:15,1:2048]) Overscan strip image section
 (trimsec= [18:2063,1:2048]) Trim data section
 (zero = masterbias1) Zero level calibration image
 (flat = nmasterflat1) Flat field images

⁴⁶ FORS.2000-07-02T20:14:44.807 è il nome dello spettro wave

9) calibrazione in lunghezza d'onda e raddrizzamento

-identify: identificare alcuni picchi dell'immagine wave lungo la linea centrale

images = FORS.2000-07-02T20:14:44.807.fits
(section= middle line) Section to apply to two dimensional images
(databas= database) Database in which to record feature data
(coordli= table_lamp_spectral_lines_Fors) User coordinate list
images = FORS.2000-07-02T20:14:44.807.fits Images containing features to be id
(section= middle line) Section to apply to two dimensional images
(databas= database) Database in which to record feature data
(coordli= table_lamp_spectral_lines_Fors) User coordinate list
(nsum = 20) Number of lines/columns/bands to sum in 2D image
(match = -3.) Coordinate list matching limit
(maxfeat= 50) Maximum number of features for automatic identif
(zwidth = 100.) Zoom graph width in user units
(fwidth = 5.) Feature width in pixels
(cradius= 20.) Centering radius in pixels
(thresho= 4000.) Feature threshold for centering
(minsep = 2.) Minimum pixel separation
(functio= spline3) Coordinate function
(order = 1) Order of coordinate function

-reidentify: identificare i picchi anche su altre linee di dispersione

referenc= FORS.2000-07-02T20:14:44.807.fits Reference image
images = FORS.2000-07-02T20:14:44.807.fits Images to be reidentified
(interac= no) Interactive fitting?
(section= middle line) Section to apply to two dimensional images
(trace = yes) Trace reference image?
(step = 20) Step in lines/columns/bands for tracing an image
(nsum = 50) Number of lines/columns/bands to sum
(nlost = 2) Maximum number of features which may be lost
(cradius= 20.) Centering radius
(thresho= 3000.) Feature threshold for centering
(maxfeat= 50) Maximum number of features for automatic identif
(minsep = 2.) Minimum pixel separation
(databas= database) Database
(logfile= logfile) List of log files

-fitcoords: creare una funzione 2D che servirà a "raddrizzare" le immagini

images = FORS.2000-07-02T20:14:44.807.fits Images whose coordinates are to be fit
(fitname=) Name for coordinate fit in the database
(interac= yes) Fit coordinates interactively?
(combine= no) Combine input coordinates for a single fit?
(databas= database) Database
(functio= chebyshev) Type of fitting function
(xorder = 6) X order of fitting function
(yorder = 6) Y order of fitting function

-transform: applicare la funzione per correggere l'ob

input = FORS.2000-04-01T08:19:57.187.fits, FORS.2000-07-02T20:14:44.807.fits
output = OB1_major_N5018_a_bs, test Output images
(minput =) Input masks
(moutput=) Output masks
fitnames= FORS.2000-07-02T20:14:44.807 Names of coordinate fits in the database
(databas= database) Identify database
(interpt= spline3) Interpolation type

10) background: sottrarre il cielo sull'immagine a 2D

input = OB1_major_N5018_a Input images to be background subtracted
output = OB1_major_N5018_a_bs Output background subtracted images
(axis = 2) Axis along which background is fit and subtracte
(interac= yes) Set fitting parameters interactively?
(functio= chebyshev) Fitting function
(order = 2) Order of fitting function

11) imcopy: tagliare l'immagine per eliminare lo sfasamento dei diversi spettri lungo la slit

input = OB1_major_N5018_a_bs [1:1037] Input images to be background subtracted
output = OB1_major_N5018_a_bs_t Output background subtracted images

12) imcombine: combinare tutti gli spettri di NGC 5018

input = @major_axis_N5018 List of images to combine
output = major_axis_N5018_somma1 List of output images

(combine= average) Type of combine operation
 (reject = minmax) Type of rejection
 (project= no) Project highest dimension of input images?
 (outtype= real) Output image pixel datatype
 (lsigma = 3.) Lower sigma clipping factor
 (hsigma = 3.) Upper sigma clipping factor

13) *apall*: estrazione degli spettri 1D al centro, a 1 e a 2 raggi effettivi

input = major_axis_N5018_somma1 List of input images
 (output = major_axis_N5018_somma1_1D) List of output spectra
 (apertur=) Apertures
 (format = multispec) Extracted spectra format

10 FONTI PRINCIPALI

Libri e pubblicazioni

- Barnes, J., 1993, *A Beginner's Guide to Using IRAF Version 2.10*. NOAO.
- Binney, J., Merrifield, M., 1998, *Galactic Astronomy*. Princeton Series Astronomy.
- Corazzon, P., 1999, *Scienze della terra*. Gli Spilli, Alpha Test.
- Gribbin, J., 2005, *Enciclopedia di astronomia e cosmologia (le Garzantine)*. Garzantini Libri.
- Hack, M., Gjergo, E., 2008, *Così parlano le stelle, il cosmo spiegato ai ragazzi*. Sperling e Kupfer Editori.
- Maeder, A., 2006, *Bases physiques de l'astrophysique*. UNI Genève.
- Massey, P., 1997, *A User's Guide to CCD Reductions with IRAF*. NOAO.
- Massey, P., Valdes, F., Barnes, J., 1992, *A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF*. NOAO.
- O'Brien, K., 2008, *Very Large Telescope, Paranal Science Operations, FORS User Manual*. VLT-MAN-ESO.
- Pala, A. (a cura di), 1965, *Isaac Newton, Principi matematici della Filosofia naturale*. UTET.
- Peacock, J., Schneider, P., 2006, *Fundamental Cosmology, Report No. 3*. ESA-ESO Working Groups.
- Tipler, P.A., 2003, *Invito alla fisica*. Zanichelli.

Articoli

- Bacon, R., et al, 2001, MNRAS, 326, 23B. *The SAURON project-I. The panoramic integral-field spectrograph*.
- Carollo, C.M., et al., 1995, ApJ, 441, 25. *LOSVDs of elliptical galaxies to beyond R_e* .
- Carollo, C.M. & Danziger, I.J., 1994a, MNRAS, 270, 523. *Dynamics and stellar populations in early-type galaxies*.
- Carollo, C.M. & Danziger, I.J., 1994b, MNRAS, 270, 743. *Colours, line strengths and stellar kinematics of NGC 2663 and 5018*.
- Copin, Y., Cretton, N., Emsellem, E., 2004, A&A, 415, 889. *Axisymmetric dynamical models for SAURON and OASIS observations of NGC3377*.

- de Vaucouleurs, G., et al., 1991, Trbc, book. *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*.
- de Zeeuw, P. T., et al. 2002, MNRAS, 329, 513. *The panoramic integral-field spectrograph*.
- Emsellem, E., 2006, astro, ph, 10834E. *The origin of sigma-drops: mapping stellar kinematics and populations in spiral*.
- Friedli, D., 1999, ASPC, 187, 88. *Birth, Aging, and Death of Galactic Bars*.
- Jacoby, G., 1998, yCat, 3092, 0J. *A Library of Stellar Spectra (Jacoby+1984)*.
- Kinney, A., 1999, hst, prop, 8375K. *Accretion Disks and Dust Disks in Active Elliptical Galaxies*.
- Lin, C.C. & Shu, F., 1964, ApJ, 140, 646L. *On the Spiral Structure of Disk Galaxies*.
- Rix, H.W., et al., 1997, ApJ, 488, 702R. *Dynamical Modelling of Velocity profiles: The Dark Halo around the Elliptical Galaxy NGC 2434*.
- Rothberg, B. & Joseph, R. D., 2006, AJ, 131, 185R. *A Survey of Merger Remnants. II. The Emerging Kinematic and Photometric Correlations*.
- Rothberg, B. & Joseph, R. D., 2006, AJ, 132, 976R. *A Survey of Merger Remnants. III. Are Merger Remnants Supported by Rotation or Anisotropy?*
- Wozniak, H., et al., 2003, A&A, 409, 469W. *Numerical simulations of central stellar velocity dispersion drops in disc galaxies*.
- Zwicky, F., 1937, Apj, 86, 217. *On the Masses of Nebulae and Clusters of Nebulae*.

Siti internet

- http://archive.eso.org/eso/eso_archive_main.html
- <http://nedwww.ipac.caltech.edu>
- <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- <http://www.spacetelescope.org/>
- <http://www.iraf.net/>
- <http://www.pd.astro.it/MOSTRA/NEW/A0000IDX.HTM>
- http://www.theblueplanet.ch/infocenter/lente/materia_oscura.html

- <http://www.galaxyzooforum.org/index.php?topic=1923.0>
- <http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/spectrographs.html>
- <http://astronomy.nmsu.edu/nicole/teaching/ASTR505/lectures/lecture26/slide01.html>
- <http://astronomy.nmsu.edu/nicole/teaching/ASTR505/lectures/lecture26/slide01.html>
- <http://it.wikipedia.org/wiki/>

11 ALLEGATI

11.1 Proposal

Al nostro lavoro alleghiamo il *proposal* originale per la richiesta dei dati che abbiamo ridotto e analizzato, redatto nel 2000 dal Dr. H.-W. Rix e dal Dr. Nicolas Cretton.

Oltre allo scopo del progetto originario il testo contiene molte informazioni riguardo al tipo di osservazioni richieste, alle galassie e alle stelle in questione, agli strumenti da utilizzare...

Questo *proposal* è stato accettato da una commissione, che ogni anno valuta i diversi progetti proposti, e sono così state eseguite quasi tutte le osservazioni richieste (alcune stelle di calibrazione sono state tralasciate).



EUROPEAN SOUTHERN OBSERVATORY

Organisation Européenne pour des Recherches Astronomiques dans l'Hémisphère Austral
Europäische Organisation für astronomische Forschung in der südlichen Hemisphäre

VISITING ASTRONOMERS SECTION • Karl-Schwarzschild-Straße 2 • D-85748 Garching bei München • e-mail: visas@eso.org • Tel.: +49-89-32 00 62 23

APPLICATION FOR OBSERVING TIME

PERIOD: **68**

To be submitted only to: proposal@eso.org

Important Notice:

By submitting this proposal, the PI takes full responsibility for the content of the proposal, in particular with regard to the names of COIs and the agreement to act according to the ESO policy and regulations, should observing time be granted

1. Title Dynamical Structure and Dark Matter Content of Giant Elliptical Galaxies					Panel: B-4				
2. Abstract The amount of dark matter (DM) around elliptical galaxies can be quantified easily in the few cases where kinematic tracers such as extended gas rings/disks are present. For the vast majority of (elliptical) galaxies, evidence based on stellar dynamics has been inconclusive for mainly two reasons: (1) good kinematic data often exist only within $1R_{\text{eff}}$, hence constraining merely half of the luminous matter; (2) different orbit and mass distributions can result in very similar observable kinematics. The full distribution of line-of-sight velocities can be used to break that degeneracy, if it is available over a wide range of radii. We propose to continue to use FORS1 with a wide slit during periods of relatively poor seeing to observe such velocity profiles (VPs) at very large radii ($\sim 3 R_{\text{eff}}$) in 2 additional elliptical galaxies. We have developed fully general dynamical models to apply to these data, quantifying the total mass profile and internal dynamics in an unbiased way.									
3. Run	Telescope	Instrument	Time	Month	Moon	Seeing	Sky	Trans.	Obs.Mode
A	UT1	FORS1	19h	feb	d	n	CLR		s
4. Number of nights/hours			Telescope(s)			Amount of time			
a) already awarded to this project:			VLT			1n in 65.N-0285			
b) still required to complete this project:									
5. Special remarks This program can be carried out in horrible seeing and not perfectly photometric conditions.									
6. Principal Investigator: H.-W. Rix (MPIA Heidelberg, D, rix@mpia-hd.mpg.de) Col(s): N. Cretton (MPIA Heidelberg, D)									
7. Is this proposal linked to the PhD thesis preparation of one of the applicants?									

8. Description of the proposed programme

A) Scientific Rationale:

The existence and properties of DM in elliptical galaxies are of fundamental importance since these objects are the most luminous (and potentially the most massive) galaxies. In contrast to spiral galaxies, where HI gas disks provide powerful probes of the local gravitational potential at large radii, in general no easy tracers exist for ellipticals. For some cases one can constrain the gravitational potential at much larger radii ($\sim 10 R_{\text{eff}}$) using X-ray gas (Ikebe et al. 1996, *Nature*, 379, 427; Jones et al. 1997, *ApJ*, 482, 143), globular clusters (Kissler-Patig et al. 1998, *ApJ*, 115, 105), planetary nebulae (Arnaboldi et al. 1998, *ApJ*, 507, 759), HI rings (IC 2006, Franx et al. 1994, *ApJ*, 344, 613) or gravitational lensing (Romanowsky & Kochanek 1999, *ApJ*, 516, 18). But for most ellipticals, one usually has to rely on stellar absorption line spectroscopy to measure the enclosed mass within ($\sim 1'' < R < 100''$).

The questions regarding the dark halos (DHs) of elliptical galaxies are:

- How do they compare to the DHs of spirals of similar luminosity?
- Do they also conspire with the stars to produce a flat circular velocity ($v_c^2 = R \times \partial\Phi/\partial R$)?
- Is there an observable feature at the transition from the inner (light dominated) regions to the outer (dark matter dominated) parts ?

Given that ellipticals are much denser objects than spirals, one might expect centrally peaked v_c , as predicted by the models of Blumenthal et al. (1986, *ApJ*, 301, 27). Rix et al. (1997, *ApJ*, 488, 702) modeled the E0 galaxy NGC 2434 using extended kinematic measurements (up to $2 R_{\text{eff}}$) and found that the best match was obtained with a nearly *flat* circular velocity $v_c \simeq 300$ km/s, higher than for a spiral of the same luminosity.

On the theoretical side, the modelling of galaxy dynamics has long been hampered by two major difficulties. First, different gravitational potentials and different orbital distributions can lead to very similar observed v_{obs} and σ_{obs} . This “mass-anisotropy” degeneracy can now be broken with the use of the full VP, rather than the first two (lowest order) moments (Merritt 1993, *ApJ*, 413, 79; Gerhard 1993, *MNRAS*, 265, 213). Thanks to advance in detector efficiency, wide slits, and bigger telescopes, these VPs can now be measured at large radii ($2-4 R_{\text{eff}}$), thus constraining a larger portion of the luminous matter (Carollo et al. 1995, *ApJ*, 441, L25; Statler et al. 1996, *AJ*, 111, 1512; Gerhard et al. 1998, *MNRAS*, 295, 197). Moreover, better data analysis technique (Rix & White 1992, *MNRAS*, 254, 389; van der Marel & Franx 1993, *ApJ*, 407, 525) can extract not only the first two moments of these VPs (v_{obs} and σ_{obs}) but also higher order moments.

Second, realistic dynamical models for ellipticals are difficult to construct: there exists a wide variety of orbital shapes (regular and chaotic), and the integrals of motion are generally not analytically known. Simplifying assumptions in the mass and/or dynamical structure (e.g., sphericity and velocity isotropy) makes the detection of DM around elliptical and their deduced dynamical structure suspicious. In this area, there has been recent progress with the construction of fully general dynamical (spherical and flattened) models, based on the Schwarzschild method (Rix et al. 1997; Cretton et al. 1999, *ApJ Supplements*, 124, 383, see also Matthias & Gerhard 1999, *MNRAS*, 310, 879) for a similar technique). These models do not make any a priori assumption about the (an)-isotropy of the galaxy and can be customized to complex mass profiles (see e.g., the models of the S0 galaxy NGC 4342 by Cretton & van den Bosch, 1999, *ApJ*, 514, 704). They have also been used to model the extended data of NGC 2434 (Rix et al. 1997) and the central regions of the compact elliptical M32 (van der Marel et al. 1998, *ApJ*, 493, 613), thus demonstrating their versatility.

Here we propose to combine these three new elements – improved data taking, data analysis and dynamical modelling – to map out the total mass profile across most of the stellar body of some elliptical galaxies, and from there study the properties of DM in these objects. Furthermore, our modelling technique allows us to derive, in an unbiased way, the internal dynamical structure of these objects, directly from the data (see attached Figure 1), which can then be compared to numerical simulations of galaxy formation and dissipationless mergers. Just in the last years the resolution of these simulations has reached a point where a meaningful comparison is possible.

B) Immediate Objective: The immediate objective is to obtain absorption line spectra for 2 giant elliptical galaxies, listed in §12, along three slit positions. The targets were chosen on the basis of their high velocity dispersion in the outer parts ($\sigma \gtrsim 200$ km/s, Carollo et al. 1995), so that FORS1 can provide sufficient resolution. For each object, we wish to obtain very deep exposures on the major and minor axis, with a somewhat less deep exposure along the intermediate axis. From the surface photometry (Carollo & Danziger, 1994, *MNRAS*, 270, 743, and 270, 523) we know that we can reach twice as far in radius as the existing kinematics (that are among the deepest published) and obtaining three times higher S/N at any given radius. We will then apply the modelling described above to these data solving (a) for the most likely gravitational potential and (b) the most likely orbit distribution.

C) Telescope Justification: The advantages of FORS1 and VLT are threefold:

(1) The large aperture enables us to collect an order of magnitude more photons than e.g. the existing deep data from Carollo and Danziger (1994). As we need to reach $\mu_B \sim 25$ mag/arcsec² at sufficient S/N, photon noise is one limiting factor.

8. Description of the proposed programme (continued)

(2) The long slit of FORS1 enables a good (simultaneous) sampling of the sky. As we will measure kinematics where the galaxy is at a few percent of the sky, sky subtraction is crucial. In prior observations at the MMT the modest 150'' slit length and the resulting sky subtraction errors have effectively limited the accuracy of the kinematics at faint levels. Placing the galaxy nucleus alternatingly to the left and right of the slit center (*e.g.* $\pm 100''$ along the 408''-slit), provides an independent sky spectrum with the same instrumental PSF as for the galaxy exposure.

(3) The service mode of the VLT can take full advantage of the fact that we have essentially no requirement on the seeing, as we are taking spectra of a smooth elliptical at large radii.

D) Observing Mode Justification (visitor or service): Observations will be most efficient in service mode, as good seeing conditions are of no advantage in this program and we can utilize periods of substandard seeing. Slightly non-photometric conditions are acceptable, but significant cirrus complicates the sky subtraction.

E) Strategy for Data Reduction and Analysis: We have extensive experience in reducing long-slit spectra, focussing on obtaining kinematics at low surface brightness levels (*e.g.* Rix et al. 1995, ApJ, 438, 155; Rix et al. 1999, ApJ, 513, L25). The observing strategy will be designed to minimize the differential flat-fielding error between the sky and the galaxy, the dominant source of systematic errors in the sky subtraction at the faintest signal levels. The reduced spectra will be analysed with software developed and tested over the years (Rix & White 1992). This will yield the full VP, or equivalently the first four moments of the Gauss-Hermite decomposition. We have developed a modeling tool (Cretton et al. 1999) for constructing general dynamical models and applied to 4 galaxies (NGC 2434, M32, NGC 4342, NGC 2320), demonstrating its flexibility.

8. Attachments (Figures)

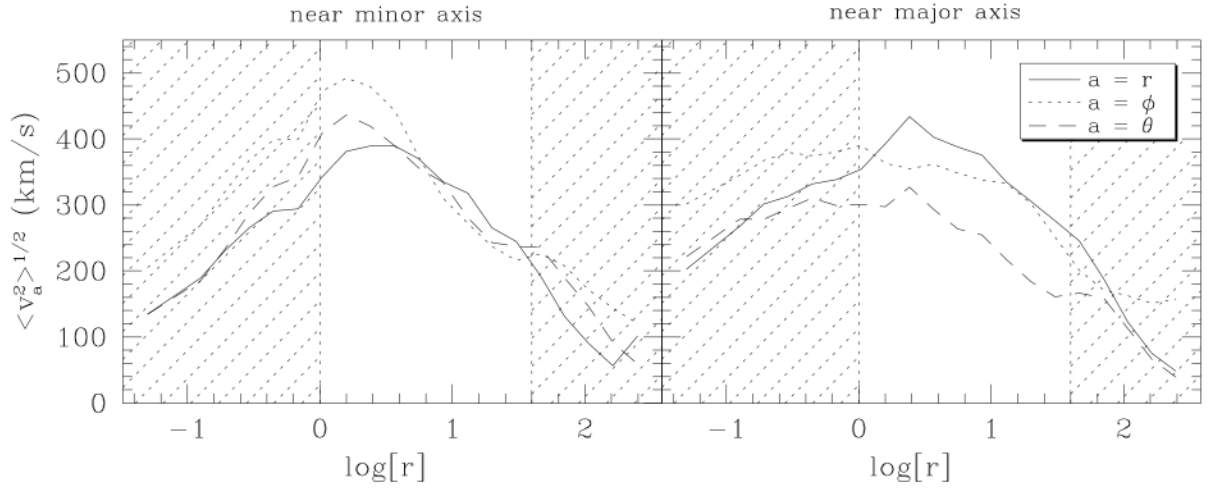


Figure 1 - Internal dynamical structure of the best fit model for NGC 2320.

The model structure was constrained directly from kinematic data (VPs) obtained at 4 m class telescopes (see Figure 2), using the orbit–superposition technique of Cretton et al. 1999. The left panel is an average around the symmetry axis, and the right one around the equatorial plane. We plot here the second moments $\langle v_a^2 \rangle^{1/2}$ in all three directions $a = (r, \phi, \theta)$ as a function of $\log[\text{radius}]$ in arcseconds (see inset in the right panel). The radii outside the range of the kinematic data are indicated with shades. The effective radius of NGC 2320 is $\sim 30''$ (Cretton et al. 2000, ApJ, 536, 319).

8. Attachments (Figures)

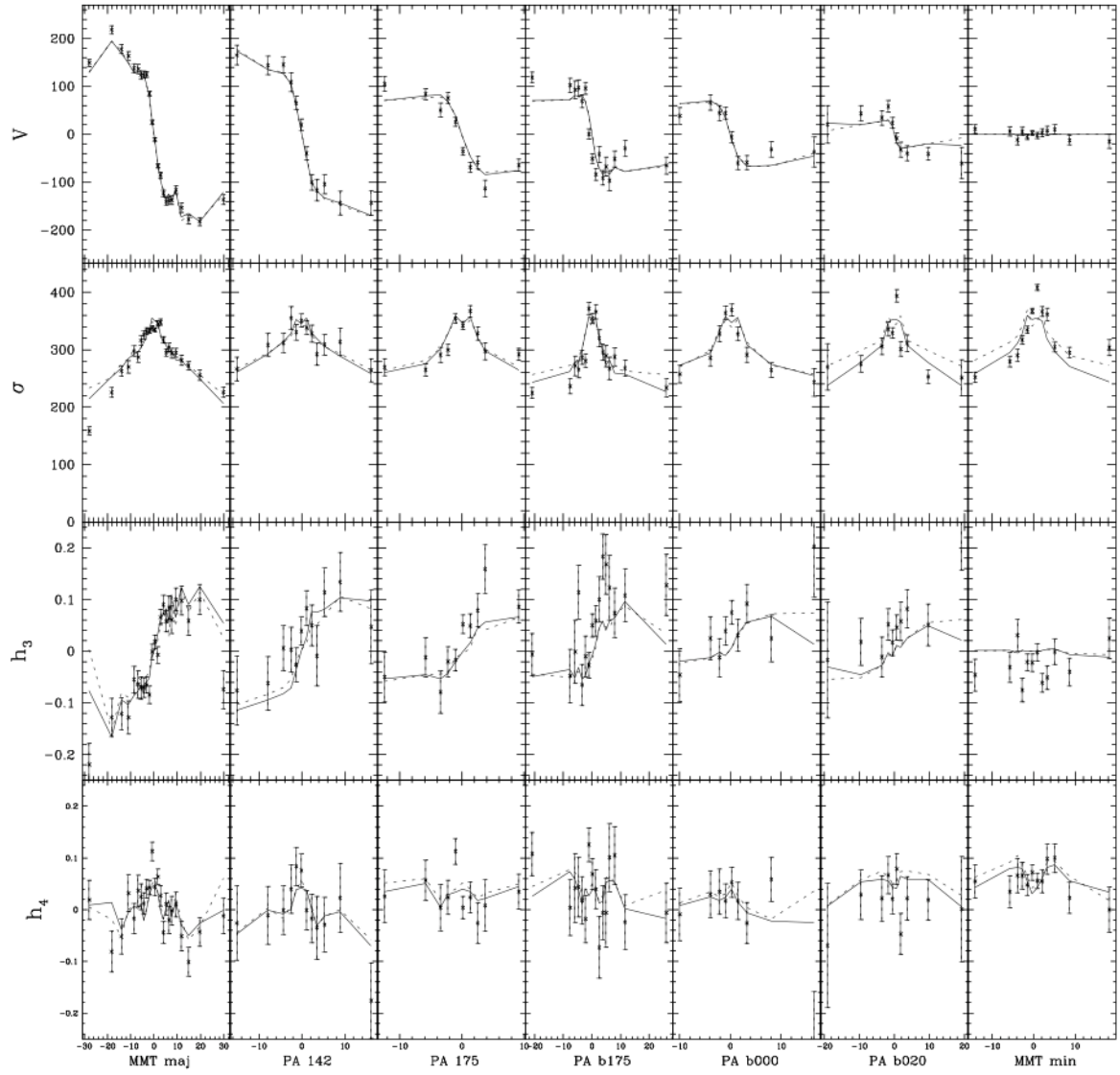


Figure 2 - Data and fits for NGC 2320

Kinematic data for various slits PAs and fits of the two best fit models: the full line is the model where the mass follows the light and the dotted line is the model with the logarithmic potential. The columns have been organized in increasing Position Angle order, starting from the major axis, until the minor axis. The first line shows the mean velocity, the second line is the velocity dispersion, the third and fourth line are the Gauss-Hermite moments h_3 and h_4 that quantify the shape of the observed VPs.

9. Justification of requested observing time and lunar phase

Lunar Phase Justification: We need the darkest possible sky for two reasons: (1) From photon statistics the required exposure time (to reach a given S/N) grows proportionate to the background flux, i.e. a sky that is 0.75 magnitudes brighter would double the total time request. (2) The systematics of sky subtraction are the second important limitation; hence a brighter sky will limit the maximal radius at which kinematics can be measured, regardless of photon counts.

Time Justification: Our goal is to extend the existing kinematics by a factor of two in radius. For dark sky, the achievable S/N per spectral resolution element for the GRIS-600B+12 grism and a 1.31'' slit ($\sigma_{\text{instrument}} \sim 200 \text{ km/s}$) is estimated as

$$\frac{S}{N}(5200\text{\AA}) \approx 20 \left(\frac{t}{1h} \right)^{1/2} \left(\frac{d\Omega}{10 \text{ arcsec}^2} \right)^{1/2} \left(\frac{\eta}{0.11} \right)^{1/2} \left(\frac{f_{\text{galaxy}}}{3 \times 10^{-7} \text{ phot/cm}^2/\text{s}/\text{\AA}/\text{arcsec}^2} \right),$$

where $d\Omega$ is the slit area after radial binning, η is the total instrument efficiency, and $3 \times 10^{-7} \text{ phot/cm}^2/\text{s}/\text{\AA}/\text{arcsec}^2$ corresponds to a B-band surface brightness of 24.5 magnitudes. From this we can calculate how far in radius we reach in 3 hours: $\mu_B = 25.1$, more than twice as far as previous kinematic data, and with smaller error bars. Per object, we need 2×3 hours for the principal (major and minor) axis, and 1.5 hour for a (less extended) intermediate axis. The total exposure time will be split into 10 minutes segments, chopping among the two positions *along* the slit (see §C.2). This procedure will minimize the systematics of the sky subtraction. For 2 objects, the exposure time is 15 hours. Spectral templates, flatfields, arc lamps, readout, etc... will add 25 % overhead. Past experience has shown that $\sigma_{\text{instr.}} \approx \sigma_{\text{galaxy}}$ is just sufficient to obtain good kinematic measurements.

Calibration Request: Standard Calibration

10. Report on the last use of ESO facilities

65.N-0285 / H.-W. Rix / Dynamical structure and dark matter content of giant elliptical galaxies

Telescope	Instrument	Obs. Dates	Completion (%)	Time lost (%)	Reason
VLT	FORS1	1-3 29-30 Jul 2000	30%	0%	priority-B

Current status of obtained data:

Remarks: Due to the priority “B” of our previous proposal (**65.N-0285**), only one object (from an initial list of three) has been observed. The data for that object have been reduced and preliminary tests show that it is of sufficient quality. Full dynamical modeling is underway.

The present proposal asks to observe the remaining two galaxies of the **65.N-0285**-list.

11. Applicant’s publications related to the subject of this application during the past two years

Cretton N., de Zeeuw P.T., van der Marel R.P., Rix H.-W. 1999, ApJ supplements, 124, 383: Axisymmetric three-integral models for galaxies.

Cretton N., van den Bosch F.C., 1999, ApJ, 514, 704: Evidence for a massive black hole in the S0 galaxy NGC 4342.

Cretton N., Rix H.-W., de Zeeuw P.T. 2000, ApJ, 536, 319: The distribution of stellar orbits in the giant elliptical galaxy NGC 2320.

12. List of targets proposed in this programme

Run	Target/Field	α	δ	Equinox	Mag.	Diam.	Additional information
A	NGC 2663	08 45 08.09	-33 47 43.8	B2000	11.9 (B)	3.5 x 2.4	PA _{major} = 111
A	NGC 3706	11 29 44.00	-36 23 32.0	B2000	11.87 (B)	3.0 x 1.8	PA _{major} = 74

13. Scheduling requirements

14. Instrument configuration

Telescope	Instrument	Parameter	Value or list
UT1	FORS1	LSS	GRIS-600B+12