

Università degli Studi di Padova

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di Laurea in Astronomia

Stima della massa della galassia NGC 7448

Studente:

Matteo Carta ⁽¹⁾

Anno Accademico 2022-2023

(1) Si ringrazia il professor Pizzella per la supervisione e la fornitura dei dati sperimentali.

Indice

Abstract	1
1 Introduzione	2
1.1 Obiettivo	2
1.2 Cenni teorici	2
2 Strumenti ed osservazioni	4
2.1 Strumenti	4
2.2 Osservazioni	5
3 Riduzione dati	6
3.1 Bias	6
3.2 Flat field	7
3.3 Correzione per masterbias e masterflat	9
3.4 Raggi cosmici	9
3.5 Calibrazione in lunghezza d'onda	11
3.6 Allineamento lungo y e combinazione delle immagini	11
3.7 Sottrazione del cielo e del continuo	12
4 Analisi dati	14
4.1 Metodo di Monte Carlo	14
4.2 Calcolo della velocità di sistema	15
4.3 Calcolo della massa	16
4.4 Incertezza sulla velocità con le righe del cielo	17
4.5 Velocità eliocentrica	18
5 Discussione	19
6 Conclusioni	20

Abstract

L'obiettivo di questa esperienza è stato quello di misurare la massa della galassia NGC 7448 attraverso l'analisi dello spettro acquisito dal telescopio Galileo presso l'osservatorio astrofisico di Asiago, utilizzando il programma di riduzione dati IRAF. Utilizzando un'approssimazione ad un modello sferico della galassia, con gas in equilibrio su orbite circolari, si è potuta derivare dapprima una velocità di sistema pari a 2215.90 ± 0.30 km/s grazie al metodo di Monte Carlo la quale è risultata ragionevole, se corretta per il moto di rivoluzione della Terra attorno al Sole e del Sole attorno al centro galattico (velocità eliocentrica), con i dati disponibili sul NED. Da questa velocità di sistema si è potuta stimare la velocità di rotazione del gas e quindi calcolare la massa della galassia fino all'ultimo raggio osservato posto a circa 10.6 kpc di distanza dal centro, pari a $(6.83 \pm 0.44) \cdot 10^{10}$ M_⊕.

Infine, l'errore associato alla velocità di sistema è stato stimato anche tramite una relazione derivata dallo studio delle righe del cielo, il quale ha portato a un errore di 0.49 km/s, comparabile con quello calcolato tramite il metodo di Monte Carlo.

1 Introduzione

1.1 Obiettivo

Con la seguente esperienza ci si è posti come obiettivo quello di calcolare la massa della galassia NGC 7448 e gli errori ad essa associati, tramite l'analisi della curva di rotazione della medesima, ottenuta con lo spettrografo montato sul telescopio astrofisico Galileo di Asiago la sera del 23 Novembre 2022.

1.2 Cenni teorici

La tecnica spettroscopica utilizzata per l'acquisizione dei dati è quella longslit, ovvero una fenditura lunga di larghezza variabile, in genere pochi secondi d'arco (100-500 micron), posta nel fuoco dello strumento che funge da maschera per eliminare la luce in eccesso. I raggi in ingresso vengono resi paralleli da un collimatore che vanno poi a colpire il grating, ovvero il reticolo, che nel caso di Asiago ha 1200 tratti per mm ed è a riflessione. Infine la luce viene raccolta dal CCD (*Charged Coupled Device*), che converte i fotoni in conteggi (chiamati anche ADU, *Analog Digital Unit*) secondo la formula:

$$\text{ADU}(x, y) = \text{I}(x, y) \cdot \text{FF}(x, y) + \text{BIAS}(x, y) + \text{DARK}(x, y)$$

dove I è l'intensità luminosa che arriva sul CCD, FF è il flat field, il *bias* è un termine aggiunto dagli amplificatori e i *dark* sono i conteggi rilevati per agitazione termica. Essendo il CCD raffreddato a temperature molto basse le *dark currents* risultano trascurabili.

Per ottenere il *bias* basta prendere una posa di 0 secondi ad otturatore chiuso, e facendo la media dei conteggi si ottiene il livello zero del CCD che andrà sottratto alle immagini della galassia per evitare che anche nelle pose scientifiche risultino dei conteggi aggiuntivi.

Il flat field invece si ottiene facendo pose di un campo uniforme, per esempio con una lampada interna oppure puntando alla cupola chiusa o ancora verso una zona uniforme del cielo, possibilmente all'alba o al crepuscolo poiché non ci sono sorgenti luminose che potrebbero causare delle irregolarità nella risposta del sistema di acquisizione dell'immagine.

In questo modo è possibile correggere le immagini tenendo conto della variazione di sensibilità delle varie regioni del CCD.

Una volta acquisite e ridotte le immagini con la procedura che verrà spiegata in seguito (vd. capitolo 3), si può procedere al vero e proprio calcolo della massa della galassia, utilizzando la formula:

$$M(R) = \frac{V_C^2(R) \cdot R}{G} \quad (1.1)$$

dove $M(R)$ è la massa totale della galassia (in masse solari) in funzione del raggio, V_C è la velocità circolare di rotazione del gas in km/s, R è il raggio della galassia in parsec e G la costante di gravitazione universale

$$G = 4.301 \cdot 10^{-3} \text{ m}^2 \text{s}^{-2} \text{pc}^2 \text{M}_\odot$$

Questa formula fornisce una buona stima della massa, a patto che la galassia abbia una distribuzione simmetrica del gas (dato che si assume la velocità circolare). Infatti, dal momento che NGC 7448 è classificata come galassia a spirale, è possibile utilizzare la riga H α , tracciante di stelle giovani e formazione stellare, per calcolare la velocità di rotazione del gas. In particolare si utilizza il redshift delle righe di emissione: la lunghezza d'onda in cui osserviamo le righe della galassia è leggermente spostata verso il rosso o blu, a seconda del verso di rotazione, rispetto a quella di laboratorio, e ciò permette di calcolare la velocità tramite la formula

$$V_{\text{oss}} = zc$$

dove c è la velocità della luce e z è il redshift, che vale:

$$z = \frac{\lambda_{\text{oss}} - \lambda_{\text{lab}}}{\lambda_{\text{lab}}}$$

dove λ_{oss} è la lunghezza d'onda osservata della riga e λ_{lab} è la lunghezza d'onda di laboratorio. Questa velocità va poi deprojectata dividendola per il seno dell'angolo di inclinazione:

$$V_C = \frac{V_{\text{oss}}}{\sin(i)} \quad (1.2)$$

Per calcolare il raggio invece è sufficiente conoscere la distanza della galassia, nota dagli archivi (o eventualmente calcolabile grazie alla legge di Hubble: $D = V/H_0$, con V la velocità di recessione della galassia e H_0 la costante di Hubble pari a $H_0 = 73.4 \text{ km/s/Mpc}$) e il raggio della galassia in secondi d'arco, facilmente misurabile dalle osservazioni:

$$R(\text{pc}) = \frac{R(\text{arcsec}) \cdot d(\text{pc})}{206264.8} \quad (1.3)$$

dove 206264.8 sono gli arcosecondi in un radiante.

2 Strumenti ed osservazioni

2.1 Strumenti

Lo strumento utilizzato per l'acquisizione dei dati è il telescopio Galileo in configurazione Cassegrain, situato presso l'osservatorio astrofisico di Asiago (Longitudine : E11° 31' 35.138" — Latitudine : +45° 51' 59.340" — Altitudine : 1044.2 m slm).

Il telescopio, avente montatura di tipo equatoriale, è dotato di uno specchio primario parabolico di diametro 122 cm e uno specchio secondario iperbolico di 52 cm, con una lunghezza focale totale pari a 12 m e un rapporto focale di f/10.

Il fuoco Cassegrain è equipaggiato con uno spettrografo a riflessione Boller & Chivens (figura 2.1), che in questo caso era dotato di un reticolo da 1200 tr/mm. Il CCD ha una dimensione di 2048x512 pixel, con una scala di 1"/px, un *gain* di 1.4 e⁻/ADU e un *Readout noise* (RON) di 3 e⁻ rms.

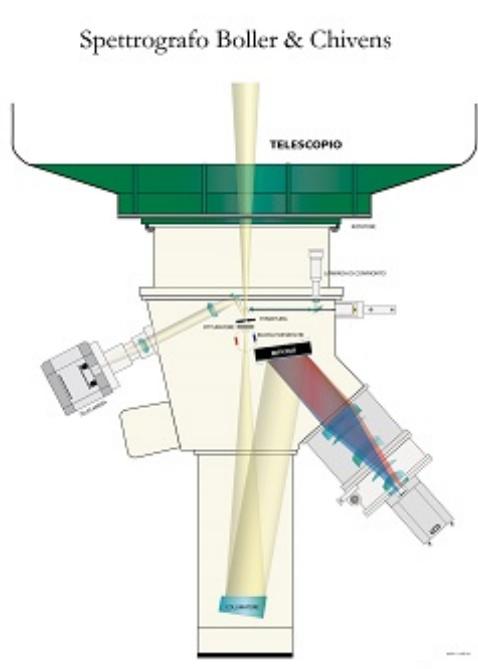


Figura 2.1: Struttura dello spettrografo a riflessione Boller & Chivens, montato sul piano focale Cassegrain del telescopio.



Figura 2.2: Immagine del telescopio Galileo presso l'osservatorio astrofisico di Asiago.

2.2 Osservazioni

Prima di procedere con la vera e propria osservazione dell'oggetto di interesse, è stato necessario verificare che questo fosse visibile durante la notte della data scelta.

A tale scopo si sono verificate le coordinate sul NED⁽¹⁾ che sono state riportate su Staralt⁽²⁾; se l'oggetto supera l'altezza di 45° sull'orizzonte dopo il crepuscolo, allora la sua visibilità è buona e si può procedere con l'acquisizione dati, a patto che le condizioni meteorologiche siano favorevoli: in particolare l'umidità non deve superare il 97% e devono essere assenti qualsiasi tipo di precipitazioni che potrebbero portare danni alla strumentazione.

Prima dell'inizio della notte si è proceduto all'acquisizione dei bias, di cui sono state raccolte 10 pose.

Una volta che il Sole scende 10° sotto l'orizzonte si può quindi prendere una posa della stella standard spettrofotometrica, che in questo caso è stata di 20 secondi per la stella HR7950.

Successivamente, sono state inserite le coordinate della galassia nel sistema di puntamento del telescopio; in seguito, è stata individuata una stella discretamente brillante nel campo di vista, che è stata inserita nella camera di guida per consentire al telescopio di inseguire la galassia nel corso della notte e mantenere la sua posizione al centro della fenditura. Prima dell'acquisizione delle immagini della galassia, è stata presa una posa della lampada Fe-Ar: queste andranno prese fra una posa e l'altra e serviranno per poter calibrare l'immagine finale in lunghezza d'onda. Quindi, si è proceduto a raccogliere 5 pose della galassia, ciascuna della durata di 30 minuti, alternate a pose della lampada, per un totale di 8 esposizioni della lampada.

Infine, sono state acquisite nuovamente 10 pose di bias e 4 pose di un minuto a cupola chiusa per il flat field. Dunque, in totale, durante la notte di osservazione, sono state ottenute le seguenti immagini:

- 1 esposizione da 20 secondi della stella spettrofotometrica per la calibrazione in flusso;
- 5 esposizioni di 30 minuti della galassia;
- 8 esposizioni di 10 secondi della lampada Fe-Ar per la calibrazione in lunghezza d'onda;
- 20 pose di 0.2 secondi a otturatore chiuso per il bias (di cui ne sono state utilizzate solamente le ultime 10 al termine della notte);
- 4 esposizioni di 60 secondi a cupola chiusa per il flat field.

(1) <https://ned.ipac.caltech.edu/>

(2) <http://catserver.ing.iac.es/staralt/>

3 Riduzione dati

3.1 Bias

Come prima cosa si è proceduto a creare le immagini correttive da applicare successivamente allo spettro della galassia: il **masterbias** e il **masterflat**. Il bias è uno scatto correttivo che indica il livello di segnale che viene rilevato dal sensore quando non viene esposto ad alcun segnale (livello zero del CCD).

Prendere immagini di bias in momenti diversi può aiutare a identificare eventuali variazioni nel segnale, che possono essere dovute a cambiamenti ad esempio dell'ottica o della temperatura; in questo modo, è possibile correggere queste variazioni e migliorare la precisione delle immagini catturate dal CCD.

Si è quindi proceduto a combinare assieme la serie di bias, composta da 10 scatti mediante il comando **zerocombine**, utilizzabile recandosi nella libreria **ccdred** (locata in **noao → imred → ccdred**) il quale, pixel per pixel, fa la media su tutte le immagini; bisogna prima però creare il file *bias.list* contenente i nomi dei 10 bias. Viene quindi dato il seguente comando:

```
zerocombine @bias.list out=bias.fits ccdtype=''  
reject=minmax nlow=1 nhig=1 combine=average
```

Il file di output sarà il nostro masterbias (figura 3.1), denominato *bias.fits*, sul quale si è scelta come **rejection** (ovvero come metodo di selezione e scarto dei vari pixel) il **minmax**: questo processo va a selezionare il pixel avente il valore più alto e quello con il valore più basso e li scarta dall'immagine finale.

Questo viene fatto principalmente a causa dei raggi cosmici: infatti l'atmosfera è continuamente investita da questi raggi energetici i quali, entrando a contatto con particelle in atmosfera, generano una cascata di particelle secondarie che cadono fino a terra e che vengono rivelate di continuo dai CCD usati durante le osservazioni.

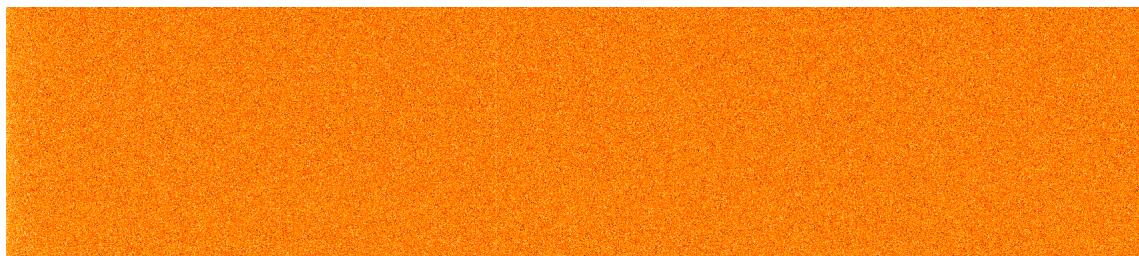


Figura 3.1: Immagine finale di masterbias.

Per ottenere un'immagine scientifica a basso rumore è importante combinare più immagini di bias per creare il masterbias: ciò è necessario poiché il rumore del singolo bias è principalmente determinato dal readout noise del CCD, cioè il rumore associato alla lettura dell'immagine. Combinando 10 immagini di bias, ad esempio, si riduce il rumore di un fattore $\sqrt{10}$:

$$\text{noise}_{\text{mb}} = \frac{\text{noise}_b}{\sqrt{10}}$$

Sottraendo il masterbias all'immagine, il rumore si somma quadraticamente:

$$\text{noise}_{\text{s-mb}} = \sqrt{\text{noise}_s^2 + \frac{\text{noise}_b^2}{10}}$$

Il rumore delle immagini scientifiche sarà al minimo il rumore di lettura (in realtà maggiore per l'errore poissoniano dei foton), e dunque in questo modo il rumore rimane pressoché invariato.

3.2 Flat field

Le immagini di flat field (figura 3.2) permettono di correggere le disomogeneità di sensibilità dovute alla fenditura o al CCD (ad esempio fringing, polvere sull'ottica ecc.).



Figura 3.2: Singolo flat field: si nota il fenomeno del fringing alle lunghezze d'onda maggiori e anche la presenza dell'overscan sulla destra e della zona non illuminata del CCD in basso.

Si crea una lista con i nomi dei file, *flat.list*, e analogamente a quanto fatto con il comando zerocombine, si utilizza il comando **flatcombin** anch'esso locato nella libreria **ccdred**:

```
flatcombin @flat.list out=flatm.fits combine=average
reject=avsigclip ccdtype=' process=yes
```

Anche qui si calcola la media dei frames, però con un metodo di **rejection** dei dati chiamato average sigma clipping il quale calcola la media e la deviazione standard e va a eliminare tutti i punti che deviano di 3 sigma. Il parametro **process** invece sta

ad indicare che le immagini vengono prima processate seguendo i parametri settati su `ccdproc`, i quali sono stati impostati come segue:

```
epar ccdproc

(oversca=          no) Apply overscan strip correction?
(trim =           yes) Trim the image?
(zerocon=         yes) Apply zero level correction?
(darkcor=          no) Apply dark count correction?
(flatcor=          no) Apply flat field correction?
(trimsec= [1:2046,60:512]) Trim data section
(zero =           bias.fits) Zero level calibration image
(dark =            ) Dark count calibration image
(flat =           ) Flat field images
```

i quali indicano che i flat elaborati saranno privati dell'overscan e verrà sottratto loro il masterbias.

Bisogna adesso procedere a normalizzare il flat field per ottenere il masterflat. Si usa il comando:

```
blkavg flatm.fits wk30 1 453
```

per creare una media degli ADU per ogni colonna di pixel; i parametri indicano di effettuare la media dal pixel ad $y = 1$ a quello ad $y = 453$ (cioè la dimensione dell'immagine tagliata). Il risultato viene salvato come una riga di pixel nel file `wk30`. Quindi, viene reiterato il processo per ogni riga tramite il comando `blkrep`:

```
blkrep wk30 wk31 1 453
```

Questo, replica la riga del file `wk30` nel file `wk31` un tot di volte quanti sono il numero di righe dell'immagine originale. Per ottenere l'immagine di masterflat si divide l'immagine `flatm.fits` per `wk31`, così da ottenere un'immagine normalizzata (media delle ADU=1):

```
imarith flatm.fits / wk31 flatnorm.fits
```

il cui output è appunto il masterflat (figura 3.3).

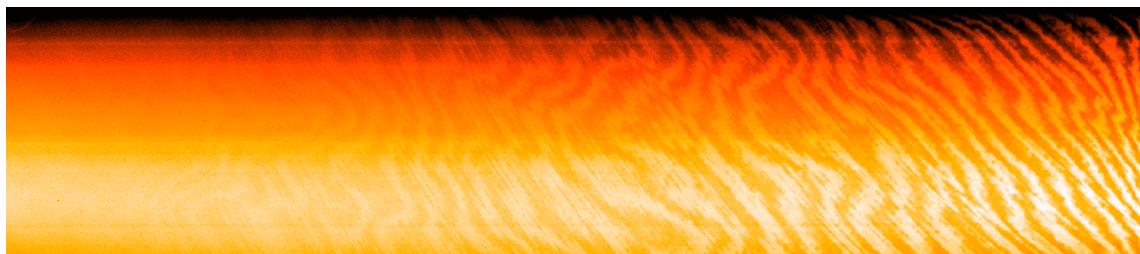


Figura 3.3: Immagine finale di masterflat.

3.3 Correzione per masterbias e masterflat

Ottenuti masterbias e masterflat, si procede con la correzione delle immagini della galassia e delle lampade grazie al comando `ccdproc`, il quale applicherà la seguente formula:

$$I(x, y) = \frac{ADU(x, y) - BIAS(x, y)}{FLAT(x, y)}$$

Analogamente a quanto fatto prima, si crea una lista in cui si scriveranno i nomi dei file da correggere, `object.list` e in più si crea un'altra lista, `objectp.list` che contiene i nomi degli stessi file ma con l'aggiunta di una *p* finale: questa sarà la lista di file che verranno creati e a cui verrà applicata la correzione. Si modificano i parametri come segue:

```
epar ccdproc

(oversca=          no) Apply overscan strip correction?
(trim =           yes) Trim the image?
(zerocor=          yes) Apply zero level correction?
(darkcor=          no) Apply dark count correction?
(flatcor=          yes) Apply flat field correction?
(trimsec=         [1:2046,60:512]) Trim data section
(zero =            bias.fits) Zero level calibration image
(dark =             ) Dark count calibration image
(flat =      flatnorm.fits) Flat field images
```

e infine si lancia il comando:

```
ccdproc @object.list @objectp.list
```

3.4 Raggi cosmici

I raggi cosmici, come precedentemente spiegato, concretamente si visualizzano nell'immagine come punti ad elevate ADU di varie dimensioni.

Viene definito un nuovo comando di iraf per poterli eliminare dalle immagini. Un metodo efficace per rimuovere i raggi cosmici consiste nell'uso del programma “*lacos_spec.cl*”

Per poterlo utilizzare su IRAF, bisogna però prima definire il nuovo *task* nella libreria `stsda` con il comando

```
task lacos_spec = lacos_spec.cl
```

Vengono poi modificati i parametri nel modo seguente (con `epar lacos_spec`):

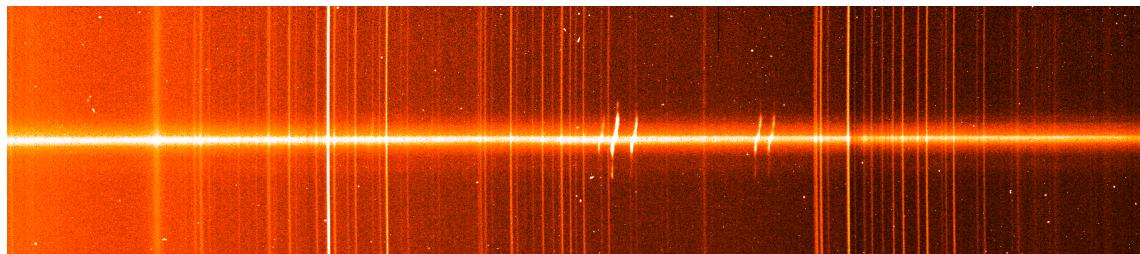
```
GAIN=0.97 RON=2.9 xorder=0 yorder=0
```

dove gli ultimi due parametri sono necessari affinché durante il processo non venga sottratto anche il cielo. Il valore del gain viene utilizzato per convertire i conteggi degli elettroni presenti nello spettro, e la conoscenza del readout noise consente di stimare la deviazione standard associata al rumore di lettura. In questo modo, *lacos-spec* è in grado di distinguere i raggi cosmici dal segnale reale, poiché questi producono picchi anomali che superano il livello di rumore gaussiano previsto per lo spettro.

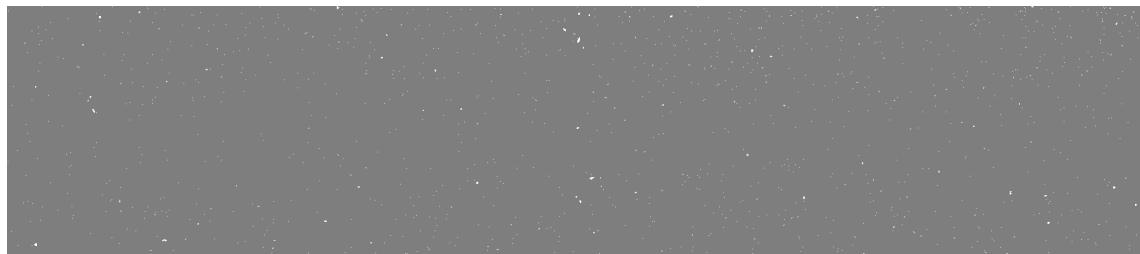
Ad esempio, eseguendo

```
lacos_spec IMA108920p.fits IMA108920pc.fits IMA108920pc.pl
```

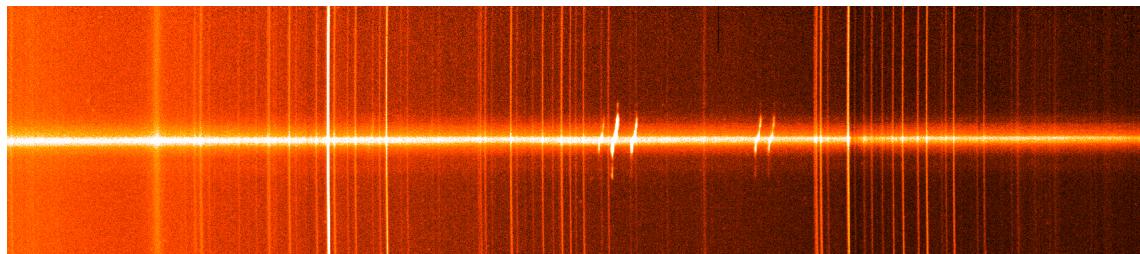
il programma mi restituisce due immagini: *IMA108920pc.fits* sarà l'immagine privata dai raggi cosmici mentre *IMA108920pc.pl* sarà la maschera applicata all'immagine di partenza.



(a) Immagine della galassia non modificata: sono ancora presenti i raggi cosmici.



(b) Maschera generata dal programma che verrà applicata all'immagine iniziale.



(c) Immagine finale privata dei raggi cosmici.

Figura 3.4: Output del programma *lacos-spec*.

Questo processo deve essere eseguito per ogni immagine della galassia.

3.5 Calibrazione in lunghezza d'onda

Per calibrare la lunghezza d'onda, è necessario utilizzare un frame acquisito con le stesse condizioni e lo stesso set-up strumentale delle immagini scientifiche da calibrare. Questo, deve contenere righe spettrali emesse con un buon segnale e lunghezza d'onda nota.

In questo caso, si è utilizzata una lampada a ferro-argon della quale si sono acquisiti gli spettri immediatamente prima e subito dopo la ripresa dell'oggetto in esame.

Dopo aver identificato le righe, si crea una mappa per associare i valori in x con le lunghezze d'onda in angstrom: questo processo viene eseguito in sequenza utilizzando i comandi `identify`, `reidentify`, `fitcoord` e `transform` in IRAF.

Attraverso il comando `identify` si entra nel terminale grafico dove verrà mostrato lo spettro dell'immagine selezionata in cui si dovranno individuare, grazie all'aiuto dell'atlante, alcune delle righe di emissione; se ne individuano tre particolarmente riconoscibili, rispettivamente a 6752 Å, 7147 Å, 6032 Å.

Fatto questo il programma riesce in automatico a individuare le altre righe a partire dalla tabella contenente tutte le lunghezze d'onda delle varie righe.

A questo punto, sempre all'interno del terminale grafico, si definisce una funzione $\lambda = f(x)$, in modo da poter assegnare ad ogni valore di x un valore di lunghezza d'onda.

Questo lavoro, dovrà essere ripetuto lungo tutto il frame: per farlo ci si avvale del comando `reidentify`. Il comando `fitcoord` permette invece di integrare le informazioni ottenute, e determina una funzione bidimensionale che dice come si passa, su tutta l'immagine, da pixel a lunghezza d'onda.

Infine, il comando `transform` applica questa funzione: prende lo spettro di partenza, lo riarrangia in modo che lo spettro finale abbia lunghezza d'onda nota e interpola l'immagine per determinare che valori avranno tutti i pixel nella nuova griglia.

3.6 Allineamento lungo y e combinazione delle immagini

Durante l'acquisizione delle immagini, fra una posa e l'altra si è spostata volontariamente la galassia lungo la fenditura; questo ha provocato un disallineamento delle varie immagini lungo y che dovrà essere corretto al fine di poter ricavare un'unica immagine finale data dalla loro somma. Si trova quindi il valore del centro dell'emissione della galassia per tutte e 5 le immagini e, partendo da una di riferimento, si calcola la differenza fra i loro centri trovando i seguenti valori:

$$dy = -6.4157, -13.2214, -19.9761, -26.8814$$

Dunque, con il comando `imshift` si procede con il riallineamento di tutte le immagini secondo l'immagine di riferimento:

```
imshift IMA108922pcw IMA108922pcws 0 -6.4157
```

Verificato il corretto allineamento, si può quindi procedere a sommarle per ottenere l'immagine finale (figura 3.5), tramite il comando **imcombine**:

```
imcombine IMA108920pcw IMA108922pcws IMA108924pcws  
IMA108926pcws IMA108928pcws ngc7448_150m comb=sum  
rejec=none
```

dove come metodo di combinazione si è usata la somma e nessun metodo di rejection. Questa immagine sarà equivalente ad una singola posa di 150 minuti ovvero cinque volte il tempo di esposizione di quella singola: questa informazione dovrà quindi essere modificata nell'header dell'immagine, attraverso il comando:

```
hedit ngc7448_150m EXPTIME 9000
```

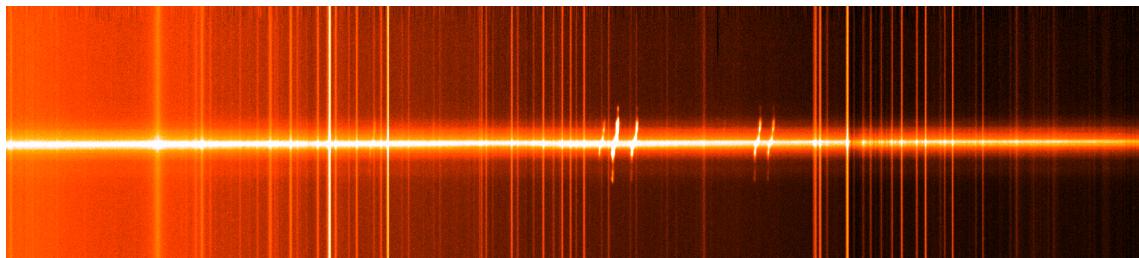


Figura 3.5: Immagine somma delle 5 pose singole della galassia: si nota un incremento del rapporto segnale rumore.

3.7 Sottrazione del cielo e del continuo

L'ultimo passaggio consiste nel rimuovere dall'immagine finale le righe del cielo, caratterizzate dalle emissioni prodotte principalmente dall'atmosfera terrestre (dipendenti dalle condizioni atmosferiche) e da sorgenti artificiali (cioè l'inquinamento luminoso), e il continuo della galassia dovuto alla combinazione delle emissioni degli oggetti luminosi che la compongono.

Al fine di rimuovere le righe del cielo ci si serve del comando **background** situato nell'ambiente **longslit** di IRAF (**noao** → **twodspec** → **longslit**) al quale bisogna specificare l'immagine su cui si intende lavorare, il nome del file in output e le regioni dell'immagine che verranno campionate e da cui verrà ricavato un valore del fondo cielo che sarà poi sottratto; si dovranno quindi scegliere delle regioni di solo cielo, prive di righe di emissione.

A tal scopo, si sono scelte due zone, sopra e sotto, le principali emissioni della galassia attraverso l'uso del parametro **sample**, mentre con il parametro **axis**, si è specificato lungo quale asse deve essere effettuato il calcolo del fondo cielo, in questo caso lungo l'asse **y** che corrisponde al valore 2 del suddetto parametro:

```
backgr ngc7448_150m ngc7448_150mb axis=2 sample=1:125,283:431
```

A questo punto il terminale grafico chiederà di specificare una posizione lungo l'asse x sul quale verrà fatto il fit; si inserisce il valore di $x = 1160$.

Successivamente, per migliorare il fit dei dati, viene selezionata una funzione di interpolazione di Chebychev di ordine 2, utilizzando il comando :ord 2; quindi si clicca **f** per applicarlo. Tale procedura genera quindi l'immagine privata del fondo cielo (figura 3.6).

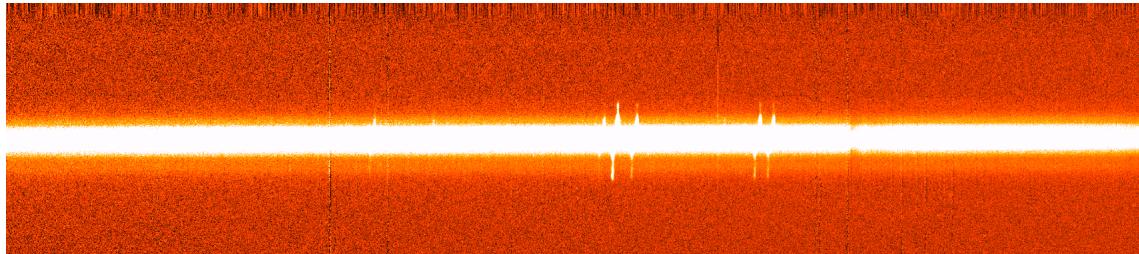


Figura 3.6: Immagine somma privata delle righe del cielo.

Per la rimozione del continuo stellare (figura 3.7) si procede in modo analogo, cambiando però direzione del fit lungo l'asse x (che corrisponde al valore 1 del parametro **axis**):

```
backgr ngc7448_150mb ngc7448_150mbc axis=1
```

Sul terminale grafico si inserisce il valore 206 che corrisponde al centro della galassia; viene quindi mostrato lo spettro lungo la direzione X ad un'altezza di $y = 206$. Qui, bisognerà selezionare le porzioni prive di emissioni cliccando il tasto **s** lungo lo spettro, all'inizio e alla fine di tali regioni. Quindi, si fitterà il profilo con un polinomio di ordine 7 con :ord 7 e lo si applica con **f**.

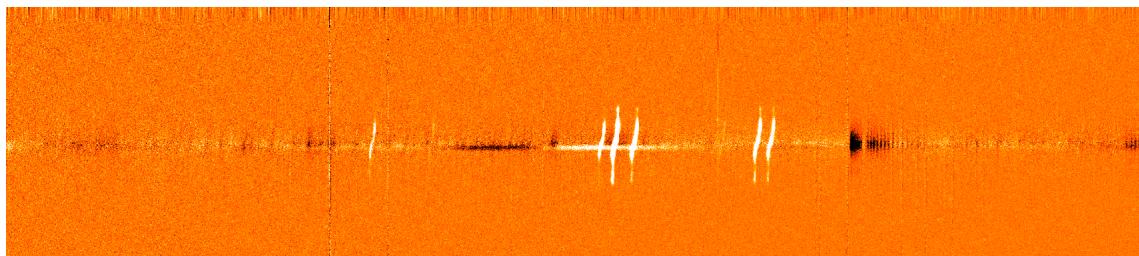


Figura 3.7: Immagine somma privata delle righe del cielo e del continuo della galassia.

Terminate queste operazioni, si procede dunque all'analisi dei dati.

4 Analisi dati

Si procede ora ai calcoli necessari per stimare la massa della galassia: a tal fine, si calcolerà la velocità di rotazione di ciascun punto della galassia rispetto al suo centro. Una volta ottenute queste informazioni, sarà possibile effettuare la stima della massa della galassia.

Per quantificare l'incertezza sulla velocità e sulla massa, si utilizzano due metodi:

- il metodo di Monte Carlo;
- la relazione tra incertezza sulla velocità e il rapporto segnale-rumore, la quale viene ottenuta dall'analisi delle righe del cielo.

4.1 Metodo di Monte Carlo

Il metodo di Monte Carlo permette di generare un numero di N fit gaussiani che meglio approssimano il segnale delle emissioni contenute in un intervallo dello spettro, aggiungendo di volta in volta del rumore allo spettro di partenza. Questa tecnica produce risultati equiparabili alle osservazioni realmente effettuate ed è utile per determinare con grande precisione l'incertezza sulla velocità.

A tal fine si è deciso di utilizzare il programma *Montecarlo_7448ciclo_3line2* che consente di lavorare nell'intervallo contenente le righe di emissione dell' $H\alpha$ e le due righe NII; il rumore viene invece ricavato da un intervallo adiacente a quest'ultimo (figure 4.1 e 4.2).

Il programma restituisce un file di testo contenente i valori di posizione, velocità, dispersione di velocità, altezza, continuo e relativi errori.

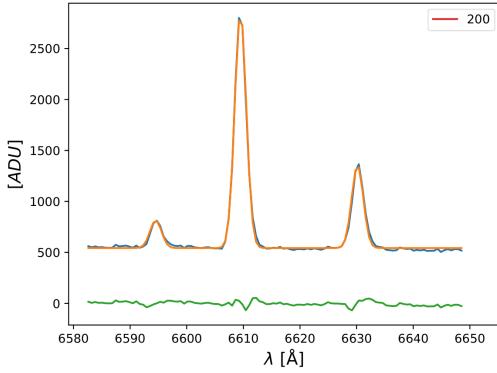


Figura 4.1: Fit gaussiano delle tre righe a $y = 200$ pixel: la funzione blu è lo spettro osservato, quella arancione è il fit, quella verde è il residuo tra le due.

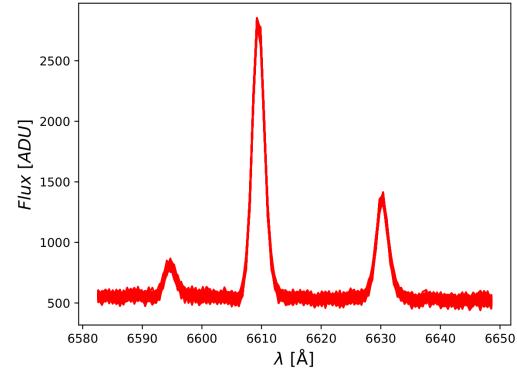


Figura 4.2: Grafico delle simulazioni effettuate alla posizione $y = 200$ pixel a seguito dell'aggiunta di rumore.

4.2 Calcolo della velocità di sistema

I dati appena ottenuti vengono utilizzati dal programma *velcurve_ngc7448_dv_MC.py* per creare il grafico della curva di rotazione sovrapposto alla stessa curva speculare rispetto ad entrambi gli assi (*folding*), in modo tale da verificare le differenze fra le velocità dei due lati della galassia (figura 4.3). Il programma richiede in input i valori della velocità di sistema e del centro della galassia, quindi si procede a tentativi fino a che i due grafici non coincidono il più possibile. Trovati i valori migliori, il programma crea una tabella contenente i dati delle velocità e dei relativi errori rispetto al centro della galassia:

Centro [px]	V_{sys} [km/s]	ΔV [km/s]
208	2215.90	0.30

Tabella 4.1: Tabella contenente il valore del centro della galassia in pixel (sull'asse y), velocità di sistema ed errore associato (ricavati tramite Monte Carlo).

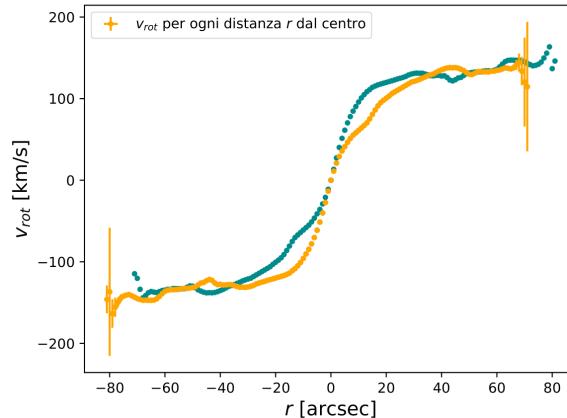


Figura 4.3: Sovrapposizione delle due curve di rotazione.

4.3 Calcolo della massa

Per ricavare la massa si esegue il programma *velcurve_7448_MC.py*, che utilizza le informazioni ricavate precedentemente e i seguenti valori ottenuti dal NED:

- distanza: $D = 26.96 \pm 1.92$ Mpc
- rapporto assi: $(b/a) = 0.457$
- magnitudine apparente in banda H: $m_H = 9.40$

Come prima cosa il programma calcola le velocità di rotazione deproiettate sul piano del disco galattico tramite la formula 1.2:

dove i è l'inclinazione della galassia espressa in radianti, ottenuta dalla seguente relazione:

$$i_{\text{deg}} = \arccos\left(\frac{b}{a}\right) = 62.8^\circ \implies i_{\text{rad}} = i_{\text{deg}} \cdot \frac{\pi}{180} = 1.10 \text{ rad}$$

A questo punto si può ricavare la massa della galassia tramite la formula 1.1:

Massa [$10^{10} M_\odot$]	ΔM [$10^{10} M_\odot$]
6.83	0.44

Tabella 4.2: Tabella contenente il valore della massa e il suo errore associato ricavati dal programma *velcurve3_7448_MC.py*

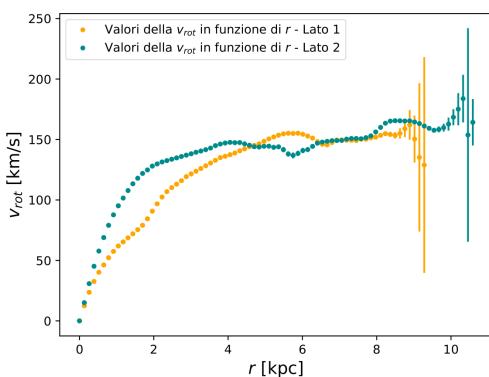


Figura 4.4: Grafico della velocità in funzione della distanza dal centro.

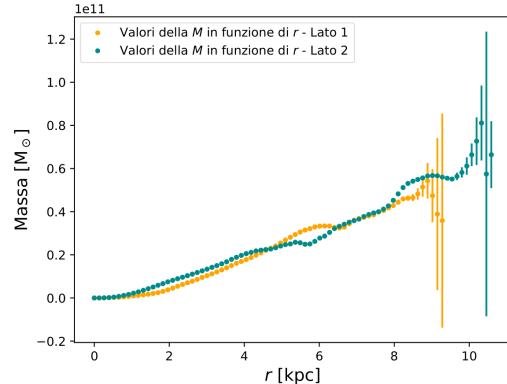


Figura 4.5: Grafico della massa in funzione della distanza dal centro.

Per il calcolo del rapporto M/L viene convertita la magnitudine in luminosità solari⁽¹⁾ tramite la formula

$$L = 10^{0.4(M_{\odot,H} - M_H)}, \quad \text{con} \quad M_H = m_H - 5 \log_{10}(D[pc]) + 5$$

Il risultato di questa operazione porta ad un rapporto massa-luminosità pari a $M/L = 2.34$ in unità solari.

(1) Si è assunta come magnitudine assoluta del Sole in banda H quella ricavata dal seguente articolo, pari a 3.32: <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-4365/aabfdf/pdf>

4.4 Incertezza sulla velocità con le righe del cielo

Un metodo meno preciso di Monte Carlo è quello che sfrutta le righe del cielo per il calcolo dell'incertezza sulle velocità. Questo metodo consiste nel calcolo della velocità media, della deviazione standard e del flusso medio delle righe del cielo grazie al programma python *sky_rotcurv_aut*. Il programma *sky_rms* invece analizza i dati generati dal programma precedente e restituisce la formula 4.1 e i grafici 4.6 e 4.7.

Infatti, tramite il rapporto segnale-rumore (S/N) di ciascuna riga è possibile determinare la funzione che esprime la relazione tra l'incertezza sulla misura delle velocità delle righe del cielo e il rapporto S/N, utile per ricavare l'incertezza sulla velocità della riga $H\alpha$ (figura 4.6).

Il valore costante del rumore da utilizzare per ogni riga si può ottenere usando il comando `imstat` sul file *ngc7448_150m.fits*, il quale mostra una tabella delle statistiche della regione attorno alle righe di interesse (figura 4.7).

SECTION	NPIX	MEAN	STDDEV	MIN	MAX
[638:658,292:388]	2037	169.8	14.15	121.2	218.
[1414:1434,292:388]	2037	72.05	10.88	37.6	117.2

Tabella 4.3: Tabella che rappresenta le statistiche effettuate utilizzando il comando `imstat` sullo spettro della galassia con presenza della componente del cielo.

Si assume come valore di riferimento del rumore il valore medio tra le due deviazioni standard, ovvero $N = 12.5$ ADU. Ora tramite la relazione

$$\log(\Delta V) = a + b \log\left(\frac{S}{N}\right) \implies \Delta V = 10^a \cdot \left(\frac{S}{N}\right)^b \quad (4.1)$$

si effettua una regressione lineare con i dati ottenuti dalle righe del cielo e si ricavano i coefficienti a e b della relazione (figura 4.7):

Coefficiente a	Coefficiente b
1.96	-0.98

Tabella 4.4: Tabella contenente i valori dei coefficienti a e b .

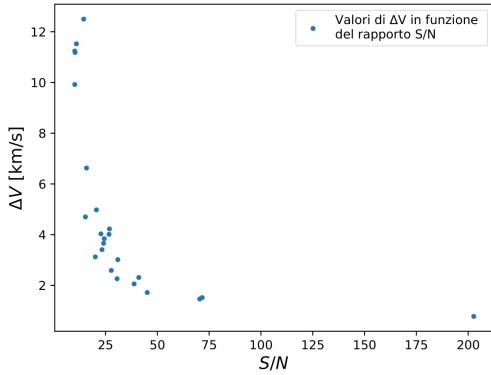


Figura 4.6: Grafico della deviazione standard della velocità in funzione del rapporto segnale-rumore.

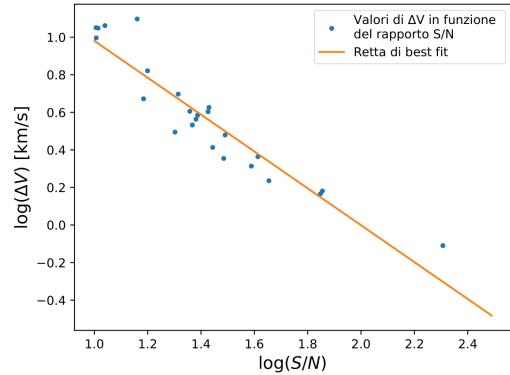


Figura 4.7: Grafico logaritmico della deviazione standard della velocità in funzione del rapporto segnale-rumore.

Il programma *Montecarlo_ngc7448-singola.py* permette di rilevare il flusso in corrispondenza di una posizione specifica della linea di emissione della galassia, in questo caso dell' $H\alpha$. Per permettere il confronto con il metodo di Monte Carlo che utilizza le 3 righe, si sceglie come flusso di riferimento quello relativo al centro della galassia (vd. tabella sotto); utilizzando tale valore all'interno della funzione ricavata precedentemente si ottiene un'incertezza sulla velocità pari a:

Flusso [ADU]	ΔV [km/s]
2573.47	0.49

Tabella 4.5: Tabella contenente i valori del flusso della riga $H\alpha$ al centro ($y = 208$) e l'errore della velocità a seguito dell'applicazione della formula 4.1

4.5 Velocità eliocentrica

La velocità di sistema assunta finora dipende esclusivamente dal moto relativo della galassia rispetto all'osservatorio: va dunque corretta in base al moto di rotazione e rivoluzione terrestre, e a quello di rivoluzione del Sole attorno al centro galattico. Per farlo si utilizza il terminale IRAF entrando nei seguenti pacchetti: `stsda` → `astutil`.

Da qui si esegue il comando `rvcorr` in cui dobbiamo specificare le coordinate della galassia osservata, la data e l'ora di osservazione, nonché il luogo:

```
rvcorr ra=23:00:03 dec=15:58:49 year=2022 month=11
day=23 ut=17:03:07.8 obs=ekar vobs=2215.9
```

che restituisce come output una velocità eliocentrica di

HJD	VHELIO	VDIURNAL	VANNUAL	VSOLAR
2459907.21245	2189.56	0.081	-26.414	7.390

Tabella 4.6: Tabella contenente gli output di `rvcorr`.

5 Discussione

I dati ottenuti indicano una massa di $(6.83 \pm 0.44) \cdot 10^{10} M_{\odot}$, in linea con le masse di galassie simili. La velocità di sistema, ricavata dai dati forniti dalla simulazione di Monte Carlo, risulta anch'essa compatibile: infatti da questa si è potuta calcolare la velocità eliocentrica, ovvero la velocità di sistema corretta per il movimento orbitale della Terra attorno al Sole e del Sole attorno al centro galattico (principalmente).

È stata calcolata una velocità eliocentrica di 2189 km/s mentre il valore disponibile sul NED risulta essere di 2194 ± 1 km/s: una differenza di 5 km/s potrebbe essere ragionevole, nonostante che, durante il folding con il programma *velcurve_ngc7448_dv_MC.py*, una differenza anche di 2 km/s cambiava troppo i due lati della curva, per cui il limite di errore entro cui spaziare era relativamente stretto. Una stima massima la si è ottenuta dall'analisi delle velocità delle righe del cielo: si è infatti trovato che l'errore medio associato alle velocità misurate delle righe del cielo (le quali dovrebbero essere pari a 0) ricavate dal programma *sky_rotcurv_aut*, è pari a circa 5 km/s con un massimo di 11 km /s. Quindi è possibile che questa deviazione sia frutto di un errore casuale.

Per quanto riguarda invece i metodi per la stima dell'incertezza associata alla velocità di sistema, entrambi sono risultati apprezzabili e comparabili. È importante però notare che l'errore associato alla velocità di sistema ottenuto tramite il metodo di Monte Carlo è inferiore rispetto a quello ottenuto tramite la relazione fra errore sulla velocità e rapporto segnale-rumore ricavata dall'analisi delle righe del cielo: questo potrebbe suggerire che il metodo di Monte Carlo sia più preciso per la stima dell'errore sulla velocità di sistema.

6 Conclusioni

In conclusione, i dati ottenuti dalle osservazioni spettroscopiche della galassia analizzata indicano una massa di $(6.83 \pm 0.44) \cdot 10^{10} M_{\odot}$ e una velocità di sistema di 2215.90 ± 0.30 km/s. La velocità eliocentrica, corretta per il moto della Terra attorno al Sole e per il moto del Sole attorno al centro galattico risulta essere di 2189 km/s, in buon accordo con il valore di 2194 ± 1 km/s disponibile sul NED.

La stima dell'errore associato alla velocità di sistema, ottenuta tramite il metodo di Monte Carlo, risulta essere inferiore rispetto a quella ottenuta tramite la relazione fra errore sulla velocità e rapporto segnale-rumore ricavata dall'analisi delle righe del cielo: questo potrebbe suggerire che il metodo di Monte Carlo sia più preciso per la stima dell'errore sulla velocità di sistema.

Infine, i risultati ottenuti sono compatibili con le masse di galassie simili e indicano una velocità di sistema ragionevole per la galassia analizzata.