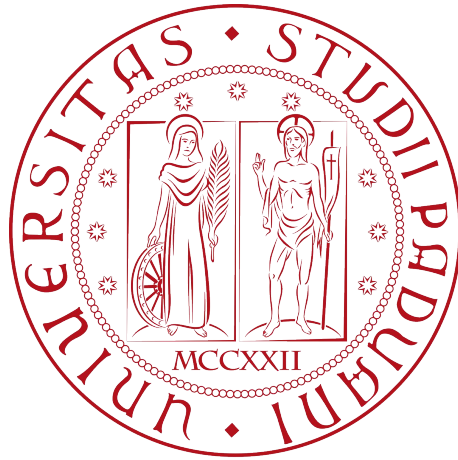


UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA



Dipartimento di Fisica e Astronomia "Galileo Galilei"
Corso di Laurea in Astronomia

Tesi di Laurea

**STUDIO DELLA RELAZIONE TRA LA MASSA DEL
BUCO NERO E LA MASSA DELL'ALONE DI
MATERIA OSCURA DELLE GALASSIE**

Relatore
Prof. Enrico Maria Corsini

Laureando
Luca Filotto

Anno Accademico 2021/2022

*Alla mia famiglia,
che mi ha sostenuto sempre nonostante le difficoltà.*

*Ai miei amici,
che hanno sempre avuto fiducia in me.*

*A me stesso,
che non ha mai mollato.*

Riassunto

Lo studio delle correlazioni tra la massa dei buchi neri supermassicci e le proprietà delle galassie che li ospitano ha rivelato la loro evoluzione congiunta. Mentre è confermato il legame tra il buco nero supermassiccio e la componente sferoidale della galassia, risultati controversi sono stati trovati studiando i buchi neri supermassicci e gli aloni di materia oscura. In questa tesi viene analizzato un campione di 296 galassie per cui il progetto *Calar Alto Legacy Integral Field Area* (CALIFA) ha determinato la dispersione di velocità stellare σ_e entro il raggio efficace R_e e la massa dell'alone oscuro $M_{\text{DM},e} = M_{\text{DM}}(R < R_e)$ e $M_{\text{DM},1.5R_e} = M_{\text{DM}}(R < 1.5R_e)$. Le galassie hanno redshift z compreso tra 0.005 e 0.030 e sono divise in 65 galassie ellittiche e lenticolari e 231 galassie a spirale su un ampio intervallo di tipi morfologici. Le galassie hanno il diametro dell'isofota D_{25} compreso tra 45 e 80 arcsec. La dispersione di velocità σ_e è stata convertita nella massa M_\bullet del buco nero supermassiccio e messa in correlazione con M_{DM} . Sono state studiate le relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$, $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$, $M_\bullet - M_{\text{DM},e}$, $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},e}$, $\sigma_e - M_{\text{DM},1.5R_e}$, $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$, $M_\bullet - M_{\text{DM},1.5R_e}$ e $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$ con una regressione lineare ottenuta con l'algoritmo LTSFIT e i coefficienti di correlazione con quelli di Pearson e Spearman. Le relazioni più stringenti sono quelle tra $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},e}$ per le sole galassie ellittiche e lenticolari e tra $M_\bullet - M_{\text{DM},e}$ per il campione completo di galassie. Queste relazioni rimangono comunque di modesta entità. La dispersione dei dati potrebbe essere ridotta usando misure dirette di M_\bullet e stime di M_{DM} a raggi molto maggiori di R_e .

Indice

1	Introduzione	11
1.1	Buchi neri supermassicci nelle galassie	11
1.1.1	Caratteristiche e proprietà	11
1.1.2	Cenni sull’osservazione dei buchi neri supermassicci	12
1.2	Relazioni di scala per i buchi neri e le galassie ospiti	13
1.2.1	Relazione $M_{\bullet} - L_{\text{bulge}}$	13
1.2.2	Relazione $M_{\bullet} - \sigma$	15
1.2.3	Relazione $M_{\bullet} - M_{\text{bulge}}$	16
1.2.4	Relazione $M_{\bullet} - N_{\text{GC}}$	17
1.3	Relazione $M_{\bullet} - M_{\text{DM}}$	18
1.3.1	Ferrarese (2002)	18
1.3.2	Pizzella et al. (2005)	20
1.3.3	Kormendy & Bender (2011)	22
1.3.4	Sabra et al. (2015)	24
1.3.5	Marasco et al. (2021)	24
1.4	Scopo e schema della tesi	27
2	Acquisizione dei dati	29
2.1	Progetto CALIFA	29
2.1.1	Descrizione del campione di galassie e obiettivi del progetto	29
2.1.2	Configurazione strumentale e modalità di osservazione	30
2.2	Proprietà del campione di galassie	31
2.2.1	Dispersione di velocità stellare σ_e	31
2.2.2	Masses dell’alone di materia oscura $M_{\text{DM},e}$ e $M_{\text{DM},1.5R_e}$	32
2.2.3	Massa M_{\bullet} del buco nero supermassiccio	33
3	Analisi dei dati	45
3.1	Algoritmo di regressione lineare LTSFIT	45
3.2	Coefficienti di correlazione di Pearson e Spearman	46

3.2.1	Coefficiente di Pearson	46
3.2.2	Coefficiente di Spearman	47
3.3	Studio delle relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$ e $M_\bullet - M_{\text{DM},e}$	48
3.3.1	Relazione $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$	49
3.3.2	Relazione $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$	50
3.3.3	Relazione $M_\bullet - M_{\text{DM},e}$	51
3.3.4	Relazione $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},e}$	52
3.3.5	Relazioni per $M_{\text{DM}}(R < 1.5R_e)$	53
4	Risultati e conclusioni	55
4.1	Risultati	55
4.1.1	Confronto tra le relazioni lineari e a legge di potenza	55
4.1.2	Confronto tra le galassie ellittiche e lenticolari e quelle a spirale	56
4.2	Conclusioni	56
	Bibliografia	57

Elenco delle figure

1.1	Relazione $M_{\bullet} - L_{K,\text{bulge}}$ (Kormendy & Ho 2013)	14
1.2	Relazione $M_{\bullet} - \sigma$ (Kormendy & Ho 2013)	15
1.3	Relazione $M_{\bullet} - M_{\text{bulge}}$ (Kormendy & Ho 2013)	16
1.4	Relazione $M_{\bullet} - N_{\text{GC}}$ (Kormendy & Ho 2013)	17
1.5	Relazione $v_c - \sigma_c$ (Ferrarese 2002)	19
1.6	Relazione $M_{\text{DM}} - M_{\bullet}$ (Ferrarese 2002)	21
1.7	Relazione $v_c - \sigma_c$ (Pizzella et al. 2005)	22
1.8	Relazione $v_c - \sigma$ (Kormendy & Bender 2011)	23
1.9	Relazioni $M_{\bullet} - v_c$ e $M_{\bullet} - \sigma$ (Sabra et al. 2015)	25
1.10	Relazione $M_{\bullet} - M_{\text{DM}}$ (Marasco et al. 2021)	26
2.1	Istogrammi delle frequenze di T, z, M_R e R_e	34
3.1	Relazione $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$	49
3.2	Relazione $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$	50
3.3	Relazione $M_{\bullet} - M_{\text{DM},e}$	51
3.4	Relazione $\log M_{\bullet} - \log M_{\text{DM},e}$	52

Elenco delle tabelle

2.1	Il campione di galassie	44
3.1	Relazione $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$	49
3.2	Relazione $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$	50
3.3	Relazione $M_{\bullet} - M_{\text{DM},e}$	51
3.4	Relazione $\log M_{\bullet} - \log M_{\text{DM},e}$	52

3.5	Relazione $\sigma_e - M_{\text{DM},1.5R_e}$	53
3.6	Relazione $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$	53
3.7	Relazione $M_\bullet - M_{\text{DM},1.5R_e}$	54
3.8	Relazione $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$	54

Capitolo 1

Introduzione

In questo capitolo viene fornito un quadro generale sui buchi neri supermassicci contenuti nelle galassie. Nella Sezione 1.1 vengono descritte le proprietà di questa categoria di oggetti e i metodi principali per poterli individuare e studiare. Nella Sezione 1.2 sono riportate le principali relazioni di scala tra la massa dei buchi neri supermassicci e alcune componenti e proprietà delle galassie che li ospitano. Nella Sezione 1.3 vengono riassunti i lavori di alcuni gruppi di ricerca che negli ultimi decenni hanno posto la loro attenzione sulla relazione tra la massa dei buchi neri supermassicci e la massa dell'alone di materia oscura, tema principale di questa tesi. Infine, in Sezione 1.4 viene riassunto lo scopo di questo elaborato e come sono strutturati i diversi capitoli, dall'introduzione fino all'analisi dei dati e ai risultati ottenuti.

1.1 Buchi neri supermassicci nelle galassie

1.1.1 Caratteristiche e proprietà

I buchi neri, e in particolare i buchi neri supermassicci (SBH, dall'inglese *Supermassive Black Holes*), rappresentano alcuni degli oggetti più esotici dell'intero Universo. Questi oggetti sono stati predetti dalla teoria della Relatività Generale di Einstein, che li identifica come regioni dello spazio-tempo dove la gravità è così elevata che niente può sfuggirle. Per essere precisi, un buco nero è una singolarità nello spazio-tempo circondata da un orizzonte degli eventi: una superficie ideale matematica le cui dimensioni sono legate alle proprietà intrinseche del buco nero. L'orizzonte degli eventi si comporta come una membrana unidirezionale che permette alla radiazione elettromagnetica e alla materia di entrare, ma non di uscire (Tremaine 2014). I buchi neri isolati e privi di carica elettrica sono caratterizzati semplicemente dalla massa M_{\bullet} e dal loro momento angolare (Begelman & Rees 2009).

L'orizzonte degli eventi può essere associato al cosiddetto raggio di Schwarzschild nel caso di

buchi neri non rotanti, secondo la relazione

$$r_s = \frac{2GM_\bullet}{c^2} \quad .$$

I buchi neri stellari sono oggetti estremamente difficili da osservare poiché non emettono luce e sono generalmente di piccole dimensioni. Per fare un esempio pratico, un buco nero con una massa simile a quella del nostro Sole ($1 M_\odot \sim 2 \times 10^{30}$ kg) avrebbe le dimensioni di un paio di chilometri (Tremaine 2014). I SBH al centro delle galassie risultano, invece, più facili da individuare. Infatti, il gas attorno al SBH assume la forma di un disco in rotazione denominato disco di accrescimento. Il gas che orbita attorno al pozzo gravitazionale perde progressivamente momento angolare, si avvicina verso l'orizzonte degli eventi e si scalda, emettendo radiazione elettromagnetica nelle dominie dell'ultravioletto e dei raggi X. Tale radiazione può essere rilevata dai telescopi al di fuori dell'atmosfera terrestre, che risulta opaca a quelle lunghezze d'onda. I SBH possono essere considerati come delle fornaci particolarmente efficienti che utilizzano il gas del disco di accrescimento come carburante per emettere radiazione osservabile. Il grado di efficienza della trasformazione massa-energia raggiunge il 10-40%; un valore incredibile se confrontato con l'efficienza delle reazioni termo-nucleari che avvengono nelle stelle ($\sim 0.3\%$) o con la fissione degli atomi di uranio nelle centrali atomiche ($\sim 0.1\%$) (Tremaine 2014).

Possiamo distinguere i SBH da quelli stellari, che si formano nelle fasi finali della vita di stelle sufficientemente massicce, attraverso una classificazione basata sulle loro masse. In particolare, la maggior parte dei SBH ha massa compresa tra circa $10^6 - 10^{9.5} M_\odot$, mentre i buchi neri stellari sono caratterizzati da masse dell'ordine delle decine di masse solari (Kormendy & Ho 2013).

1.1.2 Cenni sull'osservazione dei buchi neri supermassicci

Un evento che ha segnato l'inizio delle osservazioni e degli studi sui SBH è quello associato alla scoperta della sorgente radio 3C273 (Schmidt 1963), successivamente identificata come quasar (dalla contrazione delle parole inglesi *Quasi-Stellar Radiosource*). Questo quasar ha un redshift $z = 0.158$, ovvero si trova ad una distanza di circa 800 Mpc ed è circa dieci volte più luminoso delle galassie più brillanti (Kormendy & Ho 2013).

I quasar appartengono ad una categoria di sorgenti compatte, chiamate nuclei galattici attivi (AGN, dall'inglese *Active Galactic Nuclei*) e situate al centro di alcune galassie. Questi quasar sono difficili da osservare proprio perché, essendo così luminosi e puntiformi, tendono a nascondere la galassia che li ospita e ad essere confusi con le stelle. Tuttavia, come succede per 3C273, alcuni quasar sono forti sorgenti radio e questo permette di distinguerli dalle altre stelle di luminosità simili (Tremaine 2014). Questi oggetti sono particolarmente importanti per l'osservazione dei buchi neri poiché in essi si trovano SBH con masse che raggiungono $\sim 10^{10} M_\odot$.

I getti di plasma dovuti al gas del disco di accrescimento in rotazione attorno al SBH, che i quasar emettono, raggiungono distanze dell'ordine dei megaparsec e velocità prossime a quelle della luce. Queste caratteristiche possono essere spiegate solamente considerando la presenza di SBH. I quasar rappresentano, quindi, un'evidenza osservativa dell'esistenza di SBH al centro delle galassie.

Si stima che al centro di ogni galassia ci sia un SBH e la Via Lattea non è da meno. Nella direzione della sorgente radio Sagittarius A* si trova un SBH con una massa dell'ordine di un milione di masse solari recentemente osservato dalla rete di telescopi radio Event Horizon Telescope (Akiyama et al. 2022). All'inizio degli anni novanta, il lancio del telescopio spaziale Hubble (HST) ha permesso di ampliare il catalogo di buchi neri noti. Grazie alla sua risoluzione angolare e alla sua posizione al di fuori dell'atmosfera terrestre, HST ha dedicato centinaia di ore alla ricerca di SBH, per poi essere affiancato da telescopi a terra forniti di sistemi di ottiche adattive per correggere gli effetti dovuti all'atmosfera terrestre (Tremaine 2014).

Per determinare la massa dei SBH si utilizzano metodi basati sullo studio della dinamica stellare e del gas. I SBH al centro delle galassie hanno un effetto osservabile sulle orbite delle stelle e del gas che, come per i pianeti del nostro sistema solare, risentono della presenza di una concentrazione di massa e seguono moti di tipo kepleriano.

1.2 Relazioni di scala per i buchi neri e le galassie ospiti

In questa sezione vengono descritte alcune relazioni di scala tra la massa dei SBH e le proprietà caratteristiche delle galassie: luminosità L_{bulge} dello sferoide, dispersione di velocità σ delle stelle dello sferoide, massa M_{bulge} dello sferoide e numero N_{GC} degli ammassi globulari nelle galassie.

Le prime relazioni ad essere state studiate sono quelle che legano la massa dei SBH alla luminosità dello sferoide e alla dispersione di velocità. Nel corso degli anni sono state poi proposte sempre nuove relazioni e i risultati ottenuti sulla base dei diversi campioni di galassie utilizzate hanno permesso di vincolare sempre meglio i modelli teorici utilizzati per legare l'evoluzione dei SBH con quella delle loro galassie ospiti.

Le relazioni riportate in seguito fanno riferimento a quanto pubblicato da Kormendy & Ho (2013).

1.2.1 Relazione $M_{\bullet} - L_{\text{bulge}}$

La prima relazione di scala ad essere proposta fu quella tra $M_{\bullet} - L_{\text{bulge}}$ (Dressler & Richstone 1988). Successivamente, tale relazione venne aggiornata da Kormendy & Richstone (1995) andando a considerare anche la scoperta del SBH al centro di NGC 4258 attraverso le tecniche di osservazione dei maser (dall'inglese *Microwave Amplification by Stimulated Emission of Ra-*

diation). Una svolta importante venne quando si cambiò la banda fotometrica d'osservazione dal visibile all'infrarosso per ridurre gli effetti di assorbimento dovuti alle polveri, riducendo in modo significativo la dispersione dei dati (Marconi & Hunt 2003).

La relazione fornita da Kormendy & Ho (2013) è

$$\frac{M_{\bullet}}{10^9 M_{\odot}} = (0.544^{+0.067}_{-0.059}) \left(\frac{L_{K,\text{bulge}}}{10^{11} L_{K,\odot}} \right)^{1.22 \pm 0.08} . \quad (1.1)$$

Questa relazione rappresenta la retta che meglio approssima i dati in Figura 1.1.

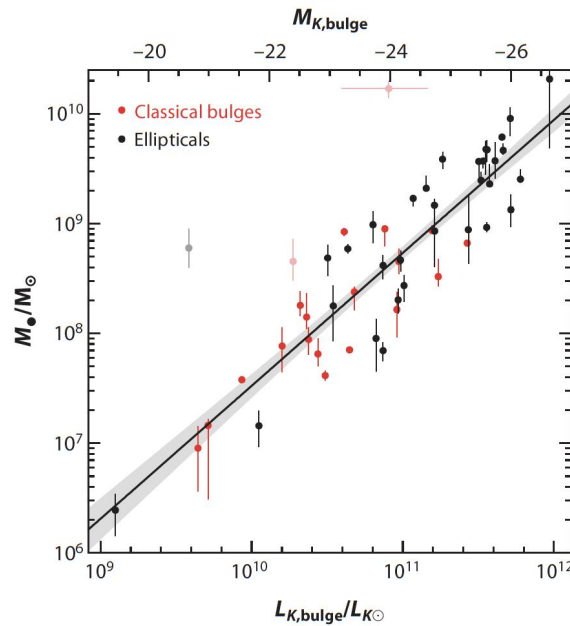


Figura 1.1: Relazione $M_{\bullet} - L_{K,\text{bulge}}$ di Kormendy & Ho (2013) con i valori M_{\bullet} determinati dalle curve di rotazione del gas ionizzato. I cerchi rossi fanno riferimento a galassie con sferoidi classici, mentre quelli neri rappresentano le galassie ellittiche. La linea continua rappresenta la retta che meglio approssima i dati, ottenuta con il metodo dei minimi quadrati simmetrici (Tremaine et al. 2002) e con l'intervallo delle bande d'errore impostato a 1σ .

L'Equazione (1.1) è associata a galassie ellittiche e con sferoidi classici. Le relazioni $M_{\bullet} - L_{\text{bulge}}$ e $M_{\bullet} - M_{\text{bulge}}$ sono importanti dal punto di vista della coevoluzione tra i SBH e le galassie ospiti perché, come suggerito da Kormendy & Richstone (1995), la presenza dello sferoide influisce sulla formazione di SBH. Infatti, l'assenza di un SBH nella galassia M33 senza sferoide potrebbe essere una chiara indicazione delle caratteristiche principali che una galassia dovrebbe avere per poter ospitare un SBH.

1.2.2 Relazione $M_\bullet - \sigma$

Dal momento che la luminosità dello sferoide correla con la sua dispersione di velocità σ (Faber & Jackson 1976), la relazione $M_\bullet - L_{K,\text{bulge}}$ può essere trasformata in una relazione $M_\bullet - \sigma$. La correlazione $M_\bullet - \sigma$ venne tuttavia scoperta da Ferrarese & Merritt (2000) e Gebhardt et al. (2000) solo successivamente. Questa correlazione, che permette di ricavare M_\bullet a partire da un'osservabile facilmente ricavabile, è stata poi ripresa da ulteriori autori ampliando il campione di oggetti studiati e aggiungendo nuclei galattici attivi, ammassi globulari e oggetti nell'Universo lontano. L'espressione riportata da Kormendy & Ho (2013) risulta

$$\frac{M_\bullet}{10^9 M_\odot} = (0.310_{-0.033}^{+0.037}) \left(\frac{\sigma}{200 \text{ km s}^{-1}} \right)^{4.38 \pm 0.29} \quad (1.2)$$

e la correlazione è mostrata in Figura 1.2.

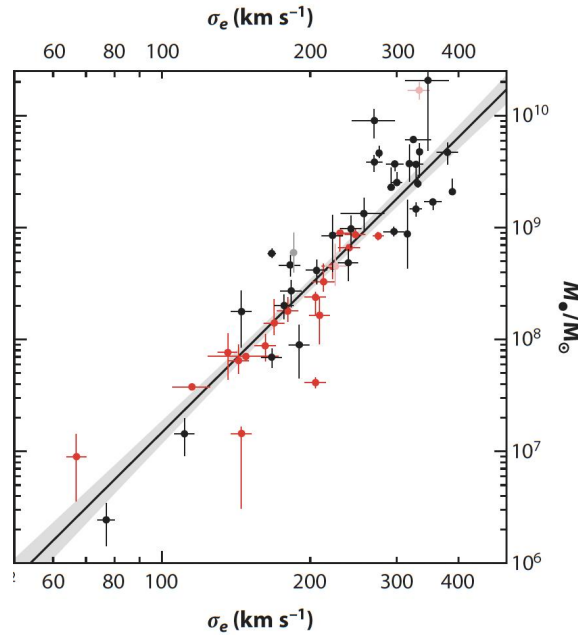


Figura 1.2: Relazione $M_\bullet - \sigma$ tratta da Kormendy & Ho (2013) per un campione di galassie ellittiche (cerchi neri) e con sferoide classico (cerchi rossi). Le barre d'errore sono impostate a 1σ e la retta che meglio approssima i dati è stata ottenuta dal metodo dei minimi quadrati simmetrici (Tremaine et al. 2002).

Sebbene ci siano ancora pareri contrastanti sulla validità di questa correlazione nell'ambito delle galassie con sferoidi classici o pseudo-sferoidi, la scoperta di una possibile relazione tra M_\bullet e σ ha spinto i modelli teorici ad indagare gli effetti di *feedback* degli AGN sull'evoluzione delle galassie (Kormendy & Ho 2013). Tali processi sono legati all'interazione tra gli SBH e le galassie ospiti (Fabian 2012) e potrebbero spiegare il mantenimento del gas caldo nelle galassie giganti

e come mai, ad alti valori di M_\bullet , le galassie non diventino più massicce a causa dei barioni trattenuti nel gas (Kormendy & Ho 2013). Gli effetti del *feedback* degli AGN dipendono dal redshift z considerato, poiché a diversi tempi cosmici corrispondono differenti processi evolutivi delle galassie e delle stelle.

1.2.3 Relazione $M_\bullet - M_{\text{bulge}}$

Per quanto concerne la relazione tra la massa dei SBH e quella dello sferoide, Kormendy & Ho (2013) sottolineano come non sia sufficiente moltiplicare l'Equazione (1.1) per il rapporto massa-luminosità M/L , poiché questo è influenzato dall'età delle popolazioni stellari, dalla loro metallicità e dal contributo della massa di materia oscura (Graves & Faber 2010). Kormendy & Ho (2013) utilizzano quindi il rapporto M/L_K perché non affetto dall'assorbimento da parte delle polveri e dall'età delle popolazioni stellari. A partire da queste considerazioni, l'Equazione (1.1) assume la forma

$$\frac{M_\bullet}{10^9 M_\odot} = (0.49^{+0.06}_{-0.05}) \left(\frac{M_{\text{bulge}}}{10^{11} M_\odot} \right)^{1.17 \pm 0.08}, \quad (1.3)$$

che è rappresentata in Figura 1.3.

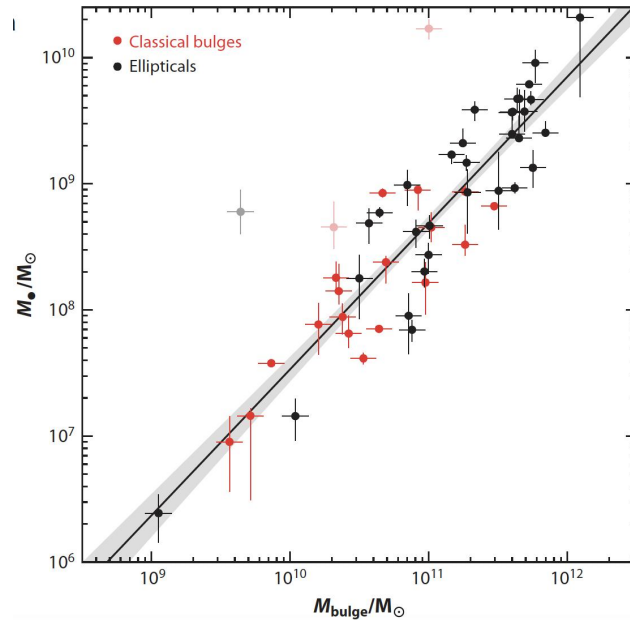


Figura 1.3: Relazione $M_\bullet - M_{\text{bulge}}$ trovata da Kormendy & Ho (2013). La retta che meglio approssima i dati (linea continua) rappresenta l'Equazione (1.3). I cerchi neri sono i dati relativi alle galassie ellittiche e quelli rossi rappresentano le galassie con uno sferoide classico. La retta è stata ottenuta dal metodo dei minimi quadrati simmetrici (Tremaine et al. 2002).

1.2.4 Relazione $M_{\bullet} - N_{GC}$

Burkert & Tremaine (2010) hanno scoperto che la massa dei SBH correla con il numero di ammassi globulari N_{GC} delle galassie. La correlazione tra le due quantità sembrava essere più stretta rispetto a quella $M_{\bullet} - \sigma$. In Figura 1.4 sono riportati i dati del campione di Harris & Harris (2011) e la retta che meglio li approssima.

$$\log\left(\frac{N_{GC}}{500}\right) = (1.017 \pm 0.132) \log\left(\frac{M_{\bullet}}{10^8 M_{\odot}}\right) - (0.393 \pm 0.106) \quad (1.4)$$

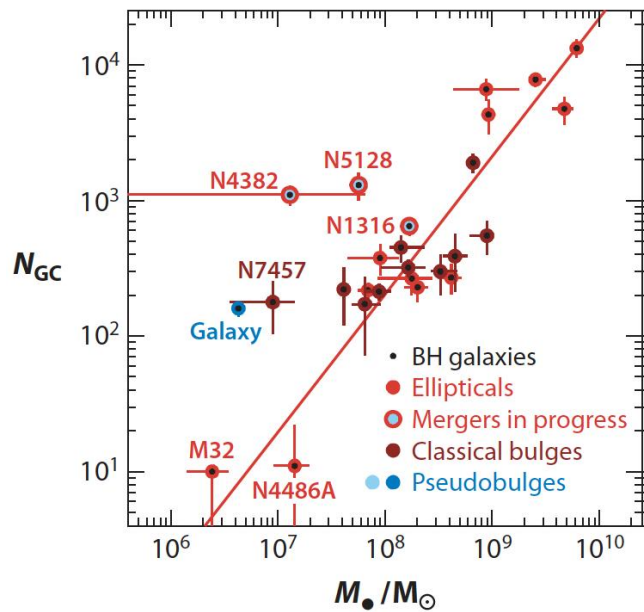


Figura 1.4: Relazione $M_{\bullet} - N_{GC}$ tratta da Kormendy & Ho (2013). La linea continua rappresenta la retta che meglio approssima i dati relativi alle galassie ellittiche (cerchi rossi pieni) e a quelle con uno sferoide classico (cerchi marroni pieni). La linea continua corrisponde all'Equazione (1.4) ed è stata ottenuta con il metodo dei minimi quadrati simmetrici (Tremaine et al. 2002) omettendo le galassie che stanno subendo una fusione e NGC 7457. La massa dei SBH è stata ottenuta con metodi dinamici.

Burkert & Tremaine (2010) concludono che M_{\bullet} correla più strettamente con gli ammassi globulari rispetto alla dispersione di velocità e suggeriscono che la crescita rapida dei SBH possa avvenire nelle fusioni di galassie che producono i più grandi ammassi globulari (Ashman & Zepf 1992, Zepf & Ashman 1993). Harris & Harris (2011) suggeriscono che la correlazione $M_{\bullet} - N_{GC}$ sia legata alle condizioni di alta densità in cui sia i SBH che gli ammassi globulari si sono formati durante il periodo di formazione delle galassie ($z \sim 2 - 7$). Snyder et al. (2011) sostengono che non vi sia correlazione diretta tra M_{\bullet} e N_{GC} , ma che entrambi correlino con l'energia di

legame delle galassie. Rhode (2012) appoggia la correlazione indiretta di Snyder et al. (2011) aggiungendo che in qualche modo le due quantità sono legate perché entrambe dipendono dalla profondità delle buche di potenziale delle galassie. Infine, Kormendy & Ho (2013) confermano che sferoidi classici e galassie ellittiche mostrano la stessa correlazione tra N_{GC} e M_\bullet .

1.3 Relazione $M_\bullet - M_{\text{DM}}$

La relazione tra la massa dei SBH e la massa M_{DM} merita un approfondimento a parte per le discussioni che ha sollevato e le implicazioni sulla formazione delle galassie.

1.3.1 Ferrarese (2002)

Ferrarese (2002) fu la prima a suggerire una correlazione tra M_\bullet e M_{DM} utilizzando la dispersione di velocità dello sferoide per il calcolo di M_\bullet e la velocità circolare v_c delle galassie per il calcolo di M_{DM} . Il campione utilizzato comprendeva 16 galassie a spirale e 20 galassie ellittiche. A partire dalla relazione $M_\bullet - \sigma$, nella forma $M_\bullet \propto \sigma^\alpha$, Ferrarese (2002) trova

$$M_\bullet = (1.66 \pm 0.32) \times 10^8 \left(\frac{\sigma_c}{200 \text{ km s}^{-1}} \right)^{4.58 \pm 0.52} M_\odot \quad (1.5)$$

dove la σ_c è la dispersione di velocità normalizzata all'apertura di un ottavo del raggio efficace dello sferoide seguendo il lavoro di Jorgensen et al. (1995). Il raggio efficace dello sferoide R_e corrisponde al raggio entro il quale è contenuta metà della luce dello sferoide stesso.

Per esprimere la relazione tra v_c e σ_c , Ferrarese (2002) utilizza come campione solo 13 galassie a spirale caratterizzate da $R(v_c)/R_{25} > 1$ e $\sigma_c > 70 \text{ km s}^{-1}$, dove R_{25} rappresenta il raggio della galassia a cui corrisponde l'isofota con valore della magnitudine in banda $B = 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$. La retta che meglio approssima i dati è

$$\log v_c = (0.84 \pm 0.09) \log \sigma_c + (0.55 \pm 0.19) \quad . \quad (1.6)$$

Nell'Universo dominato dalla costante cosmologica Λ , la massa M_{DM} è univocamente determinata dalla velocità dell'alone v_{vir} misurata al raggio R_{vir} . Quest'ultimo rappresenta il raggio per il quale la densità media della materia supera la densità media dell'Universo di un fattore costante e $v_{\text{vir}} = v(R_{\text{vir}})$. In particolare vale la proporzionalità $M_{\text{DM}} \propto v_{\text{vir}}^3$. Ferrarese (2002) adotta lo stesso modello cosmologico ΛCDM usato da Bullock et al. (2001; $\Omega_\Lambda = 0.7$, $\Omega_m = 0.3$, $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$) e sotto queste ipotesi si può esplicitare

$$M_{\text{DM}} = 2.7 \times 10^{12} \left(\frac{v_{\text{vir}}}{200 \text{ km s}^{-1}} \right)^3 M_\odot \quad . \quad (1.7)$$

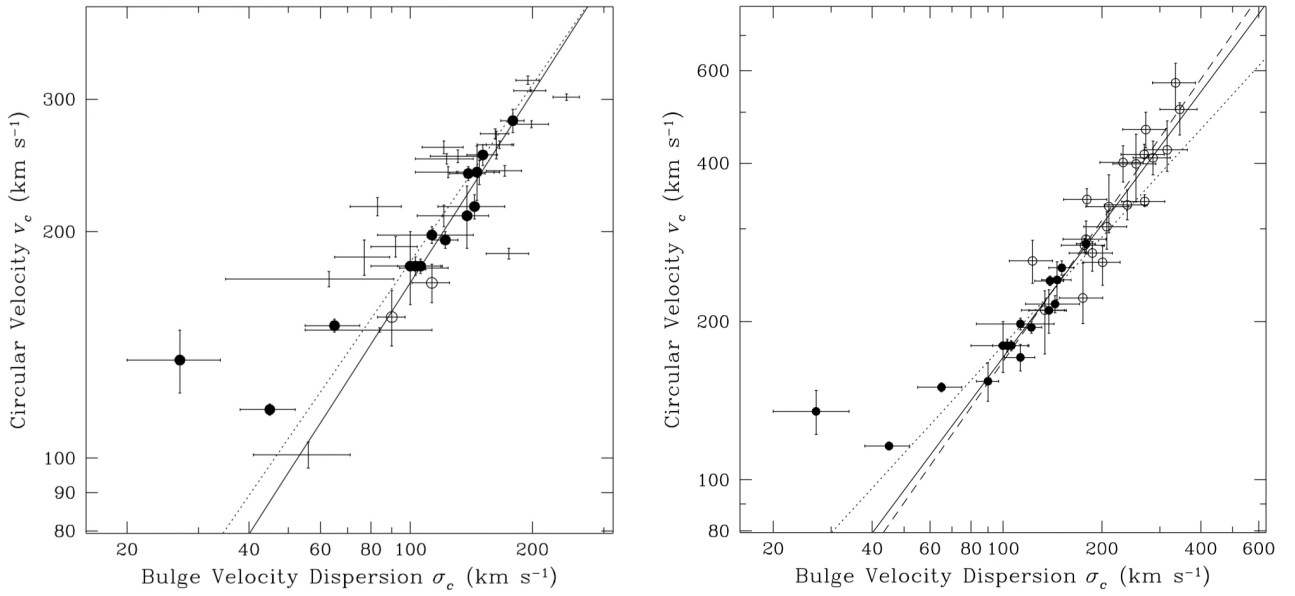


Figura 1.5: Relazione $v_c - \sigma_c$ trovata da Ferrarese (2002). A sinistra il campione comprende 37 galassie. I cerchi pieni rappresentano dati ottenuti dalle curve di rotazione dell'idrogeno neutro attraverso la riga a 21 cm e i cerchi vuoti rappresentano i dati ottenuti dalle curve di rotazione ottiche. La linea continua corrisponde alla retta che meglio approssima i dati delle galassie con $\sigma_c > 70 \text{ km s}^{-1}$ e $R(v_c)/R_{25} > 1$. La linea tratteggiata esclude dall'analisi la galassia NGC 598. A destra i cerchi pieni rappresentano le galassie a spirale con $R(v_c)/R_{25} > 1$ e i cerchi vuoti sono le galassie ellittiche studiate da Kronawitter et al. (2000). La linea continua è la retta che meglio approssima le galassie con $\sigma_c > 70 \text{ km s}^{-1}$, mentre quella tratteggiata esclude dall'analisi la galassia NGC 598.

In prima approssimazione, assumendo $v_{\text{vir}} \sim v_c$ e combinando le Equazioni (1.5), (1.6) e (1.7), Ferrarese (2002) ottiene

$$\frac{M_{\bullet}}{10^8 M_{\odot}} \sim 0.027 \left(\frac{M_{\text{DM}}}{10^{12} M_{\odot}} \right)^{1.82}. \quad (1.8)$$

Tuttavia, dal momento che il rapporto v_c/v_{vir} e la forma delle curve di rotazione dipendono dal profilo radiale di densità di massa della materia oscura adottato, Ferrarese (2002) segue il lavoro di Bullock et al. (2001) e utilizza il profilo di Navarro et al. (1995). Utilizzando l'Equazione (1.7), M_{DM} può essere espressa in funzione della velocità v_c come

$$\frac{M_{\text{DM}}}{10^{12} M_{\odot}} \sim 1.40 \left(\frac{v_c}{200 \text{ km s}^{-1}} \right)^{3.32}. \quad (1.9)$$

Dalle Equazioni (1.5), (1.6) e (1.9) si può ottenere una nuova relazione tra M_\bullet e M_{DM}

$$\frac{M_\bullet}{10^8 M_\odot} \sim 0.10 \left(\frac{M_{\text{DM}}}{10^{12} M_\odot} \right)^{1.65} . \quad (1.10)$$

Da un confronto tra le Equazioni (1.8) e (1.10) possiamo evincere come la dipendenza di M_\bullet da M_{DM} sia funzione del profilo di densità di massa adottato per la materia oscura. In particolare, la relazione espressa dall'Equazione (1.10) ha una pendenza leggermente inferiore rispetto a quella descritta nell'Equazione (1.8).

Infine, una terza relazione $M_\bullet - M_{\text{DM}}$ può essere ottenuta a partire da $v_c - \sigma_c$ adottando un profilo di densità di massa della materia oscura derivato da Seljak (2002) combinando la relazione Tully & Fisher (1977) per le galassie a spirale con le relazioni fondamentali delle galassie ellittiche. Assumendo $v_{\text{vir}}/v_c(R) \sim 0.56$ la relazione $M_\bullet - M_{\text{DM}}$ diventa

$$\frac{M_\bullet}{10^8 M_\odot} \sim 0.67 \left(\frac{M_{\text{DM}}}{10^{12} M_\odot} \right)^{1.82} . \quad (1.11)$$

Le diverse relazioni sono riportate in Figura 1.6.

1.3.2 Pizzella et al. (2005)

Pizzella et al. (2005) analizzano la correlazione tra v_c e σ_c per un campione composto da 40 galassie a disco ad alta brillantezza superficiale (HSB, dall'inglese *High Surface Brightness*), 8 galassie a spirale a bassa brillantezza superficiale (LSB, dall'inglese *Low Surface Brightness*) e 24 galassie ellittiche caratterizzate da curve di rotazione piatte.

Il campione di galassie HSB è composto da galassie a disco con un tipo morfologico compreso tra S0 e Scd, inclinazione $i \geq 30^\circ$ e distanza $D < 80$ Mpc. Il campione di galassie LSB, invece, è costituito da galassie a disco comprese tra Sa e Irr, con inclinazione $30^\circ \leq i < 70^\circ$ e distanza $D < 65$ Mpc.

Pizzella et al. (2005) utilizzano 23 galassie (15 HSB e 8 LSB) provenienti dal loro stesso campione, 16 galassie a spirale riprese da Ferrarese (2002) e 9 da Baes et al. (2003) e 24 galassie ellittiche con curve di rotazione piatte con dati relativi a v_c e σ_c presenti in letteratura. I dati del campione sono riportati in Figura 1.7 e la legge di potenza che meglio li descrive è

$$\log v_c = (0.74 \pm 0.07) \log \sigma_c + (0.80 \pm 0.15) , \quad (1.12)$$

dove v_c e σ_c sono espresse in km s^{-1} .

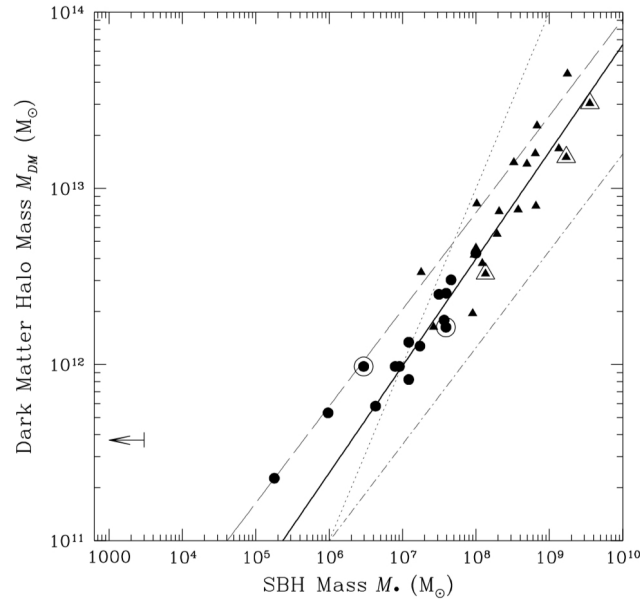


Figura 1.6: Relazione $M_{\text{DM}} - M_{\bullet}$ trovata da Ferrarese (2002). La σ_c viene trasformata in M_{\bullet} con l'Equazione (1.5) e la velocità circolare v_c in M_{DM} seguendo il lavoro di Bullock et al (2001). I cerchi e i triangoli rappresentano rispettivamente le galassie a spirale e quelle ellittiche. I simboli con un contorno della medesima forma rappresentano galassie con M_{\bullet} determinata tramite stime dinamiche. La linea continua corrisponde alla retta che meglio approssima i dati una volta assunta la relazione tra v_{vir} e v_c (Bullock et al. 2001). La linea tratteggiata a sinistra rappresenta l'Equazione (1.8) con l'ipotesi di $v_{\text{vir}} = v_c$. Infine, se $v_c/v_{\text{vir}} = 1.8$ (Seljak 2002), i dati dovrebbero disporsi sulla retta tratteggiata a punti, corrispondente all'Equazione (1.11).

Utilizzando una relazione lineare al posto della legge di potenza, Pizzella et al. (2005) trovano la relazione

$$v_c = (1.32 \pm 0.09) \sigma_c + (46 \pm 14) \quad . \quad (1.13)$$

In ultima analisi, la retta che meglio approssima le galassie LSB è

$$v_c = (1.35 \pm 0.19) \sigma_c + (81 \pm 23) \quad . \quad (1.14)$$

Pizzella et al. (2005) concludono che, data M_{DM} e la correlazione $M_{\bullet} - \sigma$, le galassie LSB ospiterebbero un SBH di massa inferiore rispetto a quello delle galassie HSB. Assunta poi l'ipotesi che SBH correli con v_c dell'alone, le galassie LSB dovrebbero ospitare buchi neri più massicci per un dato valore della dispersione di velocità.

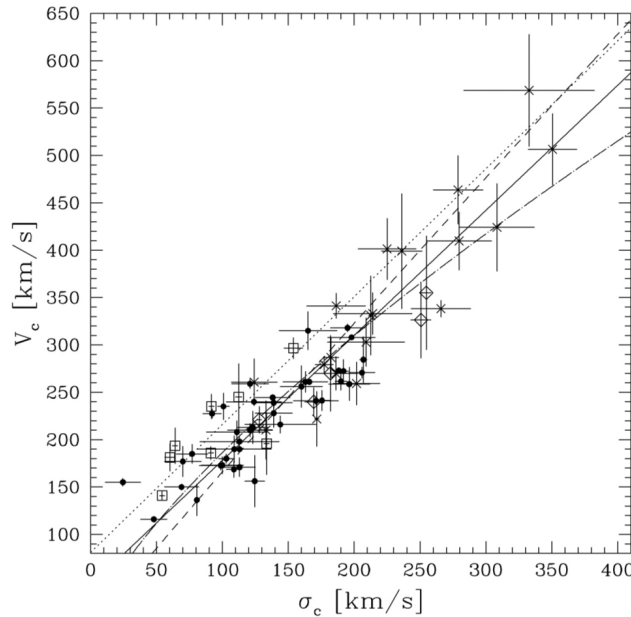


Figura 1.7: Relazione $v_c - \sigma_c$ tratta da Pizzella et al. (2005) e applicata ad un campione di galassie a disco ed ellittiche. I cerchi pieni rappresentano le galassie HSB, i quadrati le galassie LSB, i rombi le galassie ellittiche con v_c ottenuta dall'analisi dell'idrogeno neutro e le croci le galassie ellittiche con v_c ottenuta da modelli dinamici. La linea continua rappresenta la retta espressa dall'Equazione (1.13), mentre la curva a tratto e punto fa riferimento alla legge di potenza dell'Equazione (1.12). Entrambe le espressioni sono applicate alle galassie HSB e alle galassie ellittiche. La curva a punti rappresenta la retta che meglio approssima le galassie LSB di Equazione (1.14) e la linea tratteggiata l'andamento a legge di potenza per le galassie a spirale con $\sigma_c > 80 \text{ km s}^{-1}$ di Baes et al. (2003)

1.3.3 Kormendy & Bender (2011)

Kormendy & Bender (2011) riesaminano la relazione di Ferrarese (2002) utilizzando un campione di galassie a disco ed escludendo quelle ellittiche (Figura 1.8). Decidono di utilizzare questo campione per capire se M_{DM} correla con M_{\bullet} anche in assenza dello sferoide, che sappiamo essere correlato con il SBH. In Figura 1.8 viene esplicitata l'Equazione (1.15) che lega v_c con σ trovata da Kormendy & Bender (2011) con il metodo dei minimi quadrati simmetrici di Tremaine et al. (2002)

$$\log v_c = (0.90 \pm 0.15) \log \sigma + (0.20 \pm 0.03) \quad . \quad (1.15)$$

Dalla Figura 1.8 si osserva inoltre come le galassie senza sferoide mostrino una correlazione debole tra v_c e σ . Questo deriva dal fatto che nuclei più grandi si associano a galassie più grandi, con più gas e senza sferoide (Böker et al. 2004). La linea continua che lega i dati

originari di Ferrarese (2002) fornisce $\chi^2 = 0.25$ e un coefficiente di correlazione di Pearson $r_p = 0.95$, la correlazione tra i dati colorati è caratterizzata da $\chi^2 = 15.7$ e $r_p = 0.70$. Una correlazione così poco stretta tra i dati colorati è legata solo alla presenza di nuclei più grandi all'interno dei nuclei delle galassie più grandi e che presentano più gas. Kormendy & Bender (2011) suggeriscono quindi che la forte correlazione tra i puntini neri (Ferrarese 2002) in Figura 1.8 sia solo il risultato della cospirazione tra materia barionica e oscura.

Kormendy & Bender (2011) concludono che i SBH non correlano con l'alone di materia oscura e che non c'è ragione di spiegare la crescita dei SBH attraverso la materia non barionica e che quindi i SBH coevolvono solamente con gli sferoidi classici e le galassie ellittiche. Tuttavia, dal momento che i SBH non sembrano correlare con le galassie a disco (Kormendy & Gebhardt 2001) e che queste correlano invece con la materia oscura, ci si potrebbe chiedere come i SBH e il disco possano essere legati entrambi alla materia oscura senza tuttavia essere legati tra loro. Kormendy & Bender (2011) giungono alla conclusione che non vi è correlazione tra la materia oscura e i SBH se le galassie non contengono uno sferoide, e che i SBH non correlano direttamente né con la materia oscura né con le galassie a disco, ma coevolvono solamente con gli sferoidi.

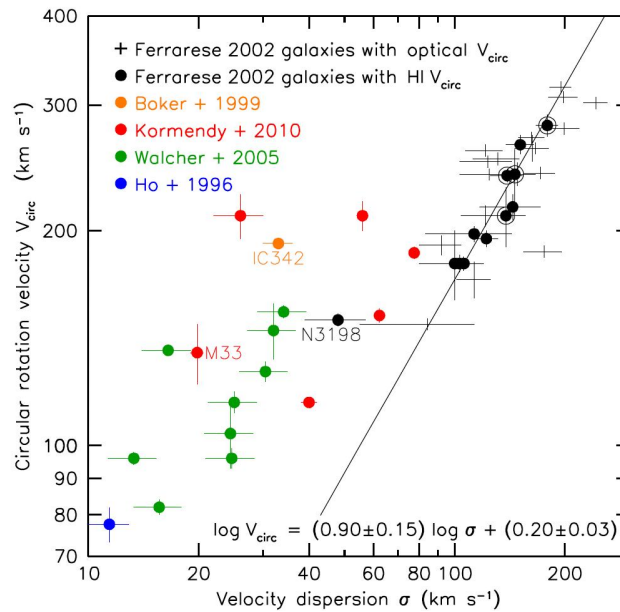


Figura 1.8: Relazione $v_c - \sigma$ tratta da Kormendy & Bender (2011). I cerchi rossi fanno riferimento a sei galassie con ammassi nucleari stellari ma senza sferoide. I dati di colore nero sono esattamente quelli descritti da Ferrarese (2002), con l'aggiunta di un contorno bianco per le galassie con uno sferoide classico. Di questi, i cerchi sono galassie con v_c ottenuta da curve di velocità dell'idrogeno neutro e le croci rappresentano galassie con v_c ottenuta da curve ottiche. Gli altri punti colorati rappresentano le galassie senza sferoide.

1.3.4 Sabra et al. (2015)

Sabra et al. (2015) riprendono lo studio sulla relazione tra M_{\bullet} e M_{DM} utilizzando un campione di 89 galassie con misure dinamiche della massa di SBH. Di queste 89 galassie, 53 galassie hanno velocità circolari misurate e sono rappresentate in Figura 1.9 (a sinistra).

Analizzando i diversi tipi morfologici nel loro insieme si osserva come le galassie a spirale siano caratterizzate in media da una M_{\bullet} inferiore rispetto alle lenticolari ed ellittiche. La retta che meglio approssima i dati è

$$\log\left(\frac{M_{\bullet}}{10^8 M_{\odot}}\right) = (-0.25 \pm 0.11) + (2.28 \pm 0.67) \log\left(\frac{v_c}{200 \text{ km s}^{-1}}\right) \quad , \quad (1.16)$$

con una dispersione interna di 0.75. Utilizzando l'Equazione (1.9) di Ferrarese (2002) e assumendo che la massa totale gravitazionale sia uguale alla massa dell'alone di materia oscura, Sabra et al. (2015) ottengono, a partire dalla relazione di Di Matteo et al. (2003)

$$\log\left(\frac{M_{\bullet}}{10^8 M_{\odot}}\right) = -0.15 + 1.33 \log\left(\frac{M_{\text{DM}}}{10^{12} M_{\odot}}\right) \quad , \quad (1.17)$$

la seguente relazione

$$\log\left(\frac{M_{\bullet}}{10^8 M_{\odot}}\right) = 0.04 + 4.43 \log\left(\frac{v_c}{200 \text{ km s}^{-1}}\right) \quad . \quad (1.18)$$

Adottando i valori di σ disponibili in letteratura, Sabra et al. (2015) ottengono, come retta che meglio approssima i dati, l'espressione

$$\log\left(\frac{M_{\bullet}}{10^8 M_{\odot}}\right) = (0.22 \pm 0.06) + (4.60 \pm 0.31) \log\left(\frac{\sigma}{200 \text{ km s}^{-1}}\right) \quad (1.19)$$

che viene mostrata in Figura 1.9 (a destra).

1.3.5 Marasco et al. (2021)

Marasco et al. (2021) studiano la relazione tra M_{\bullet} e M_{DM} utilizzando un campione di 55 galassie vicine. La massa dei SBH è stata ottenuta tramite stime dinamiche e con i valori caratteristici $M_{\bullet} > 10^6 M_{\odot}$. Per quanto concerne, invece, M_{DM} , Marasco et al. (2021) considerano sia la dinamica degli ammassi globulari per le galassie dei primi tipi morfologici, che curve di rotazione spazialmente risolte ottenute dall'idrogeno neutro per le galassie dei tipi morfologici più avanzati. Per l'alone di materia oscura le 55 galassie utilizzate hanno $M_{\text{DM}} > 5 \times 10^{11} M_{\odot}$.

Il campione di galassie analizzato è stato costruito combinando dati provenienti da studi diffe-

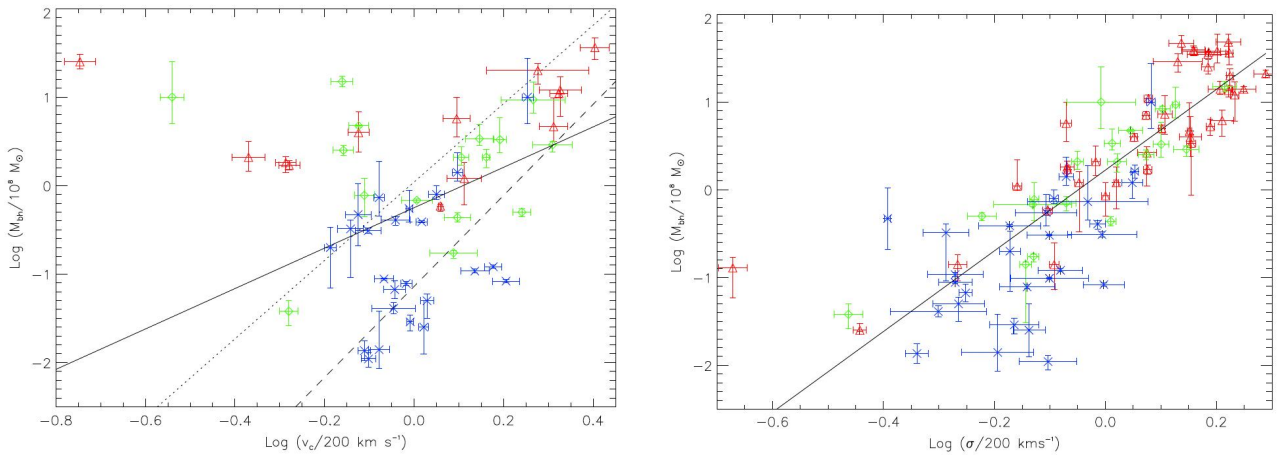


Figura 1.9: Relazioni $M_{\bullet} - v_c$ e $M_{\bullet} - \sigma$ ottenute da Sabra et al. (2015). A sinistra la relazione $M_{\bullet} - v_c$ si basa su un campione di 53 galassie con misure dinamiche di M_{\bullet} . Le galassie ellittiche sono rappresentate dai triangoli rossi, le lenticolari da rombi verdi e le spirali da croci blu. La linea continua rappresenta la retta che meglio approssima i dati escluse le galassie con $v_c \lesssim 100 \text{ km s}^{-1}$ ed è descritta dall'Equazione (1.16). La retta a punti, invece, è descritta dall'Equazione (1.18). A destra la relazione $M_{\bullet} - \sigma$ si basa su un campione di 89 galassie con gli stessi colori e simboli del grafico a sinistra. La retta continua rappresenta la migliore approssimazione dei dati ed è espressa dall'Equazione (1.19).

renti. La massa dell'alone di materia oscura delle 55 galassie è stata calcolata entro il raggio per il quale la densità media di materia oscura diviene uguale a duecento volte la densità critica dell'Universo ($M_{\text{DM}} \equiv M_{200}^{\text{crit}}$). Una parte del campione comprende 18 galassie provenienti da Posti & Fall (2021) con misure delle masse dei SBH ottenute dalla dinamica stellare e 30 galassie dal campione di Terrazas et al. (2017) con diversi tipi morfologici e masse dei SBH ottenute dalla dinamica stellare, del gas e dei maser. Le ultime 7 galassie del campione sono state prese da de Nicola et al. (2019) e da Kormendy & Ho (2013). Per la maggior parte delle 55 galassie utilizzate, la M_{DM} è stata quindi determinata dalle curve di rotazione (21 galassie da HI, 3 da H α , 1 da CO e 2 dalla cinematica stellare). Marasco et al. (2021) utilizzano dati provenienti dalle curve dell'idrogeno neutro che funge da tracciante della massa delle galassie fino a grandi distanze dal centro ($\sim 50 \text{ kpc}$), andando così a vincolare meglio la distribuzione di materia oscura. Infine, due galassie sono state studiate con i raggi X e quattro attraverso i modelli dinamica stellare.

In Figura 1.10 viene rappresentata la relazione $M_{\bullet} - M_{\text{DM}}$. Le galassie dei primi tipi morfologici tendono ad occupare la zona in alto a destra, caratterizzata da valori maggiori di M_{\bullet} e M_{DM} , mentre le galassie dei tipi morfologici più avanzati si distribuiscono maggiormente nella zona in basso a sinistra, con valori più bassi di M_{DM} e di M_{\bullet} . La retta che meglio approssima i dati è

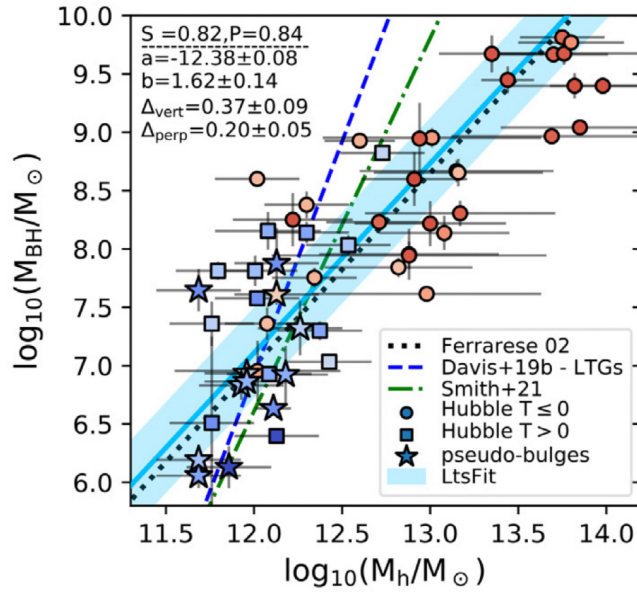


Figura 1.10: Relazione $M_{\bullet} - M_{\text{DM}}$ tratta da Marasco et al. (2021). I cerchi rappresentano le galassie dei primi tipi morfologici ($T \leq 0$), i quadrati le galassie dei tipi morfologici più avanzati ($T > 0$) e le stelle le galassie a spirale che ospitano pseudo-sferoidi. In alto a sinistra sono riportati i coefficienti Spearman (S) e Pearson (P) e i coefficienti della retta (linea continua azzurra) che meglio approssima i dati ottenuti da LtsFit di Cappellari et al. (2013). La retta è descritta dall’Equazione (1.20). Le quantità Δ_{vert} e Δ_{perp} rappresentano rispettivamente le deviazioni intrinseche espresse in dex lungo le direzioni verticali e perpendicolari.

$$\log M_{\bullet} = (-12.38 \pm 0.08) + (1.62 \pm 0.14) \log M_{\text{DM}} \quad . \quad (1.20)$$

Trasformando l’Equazione (1.20) da una legge logaritmica ad una legge di potenza, possiamo ottenere una relazione da confrontare con le relazioni di Ferrarese (2002), Pizzella et al. (2005), Kormendy & Ho (2013) e Sabra et al. (2015).

$$\frac{M_{\bullet}}{10^8 M_{\odot}} \sim 0.11 \left(\frac{M_{\text{DM}}}{10^{12} M_{\odot}} \right)^{1.62} \quad . \quad (1.21)$$

Questa relazione è molto vicina all’Equazione (1.10) di Ferrarese (2002). Marasco et al. (2021) trovano che M_{\bullet} e M_{DM} correlano fortemente tra loro e che gli andamenti osservati possono essere riprodotti nell’ambito di un semplice modello d’equilibrio sotto l’assunzione del modello cosmologico Λ CDM. Secondo questo modello, la formazione delle galassie è legata in parte ad un incremento positivo dato dal raffreddamento e dal collasso gravitazionale della riserva di gas entro il potenziale gravitazionale descritto dall’alone di materia oscura (White & Rees 1978),

e in parte da una serie di meccanismi negativi come per esempio il riscaldamento del gas e la sua successiva espulsione causati dai *feedback* della formazione stellare (Larson 1974) e dai nuclei galattici attivi (Silk & Rees 1998). Questo conflitto tra accrescimento ed espulsione, raffreddamento e riscaldamento del gas, regola la riserva di gas a disposizione per la formazione stellare e per la crescita dei SBH.

1.4 Scopo e schema della tesi

Lo scopo di questa tesi è studiare la relazione tra la massa dei SBH e la massa M_{DM} dell'alone di materia oscura per un campione di 296 galassie analizzate da CALIFA, focalizzando l'attenzione sulle possibili correlazioni tra $M_{\bullet} - M_{\text{DM}}$ e $\sigma - M_{\text{DM}}$. Le relazioni sono state analizzate attraverso i coefficienti di correlazione di Pearson e Spearman e le regressioni lineari ottenute con l'algoritmo LTSFIT di Cappellari et al. (2013). La tesi è così strutturata:

- nel Capitolo 1 viene fornito un quadro generale sui buchi neri supermassicci contenuti nelle galassie. Nella Sezione 1.1 vengono descritte le proprietà di questa categoria di oggetti e i metodi principali per poterli individuare e studiare. Nella Sezione 1.2 sono riportate le principali relazioni di scala tra la massa dei buchi neri supermassicci e alcune componenti e proprietà delle galassie che li ospitano. Nella Sezione 1.3 vengono riassunti i lavori di alcuni gruppi di ricerca che negli ultimi decenni hanno posto la loro attenzione sulla relazione tra la massa dei buchi neri supermassicci e la massa dell'alone di materia oscura, tema principale di questa tesi. Infine, in Sezione 1.4 viene riassunto lo scopo di questo elaborato e come sono strutturati i diversi capitoli, dall'introduzione fino all'analisi dei dati e ai risultati ottenuti.
- nel Capitolo 2 viene delineato il campione di galassie da studiare. In Sezione 2.1 vengono descritti gli obiettivi del progetto CALIFA, le sue modalità d'osservazione e le caratteristiche del campione di galassie osservato. In Sezione 2.2 vengono descritte le misure della dispersione di velocità σ_e e delle masse dell'alone di materia oscura $M_{\text{DM},e}$ e $M_{\text{DM},1.5R_e}$.
- nel Capitolo 3 viene descritta l'analisi dei dati del campione di galassie selezionato e vengono riportati i risultati ottenuti. In Sezione 3.1 viene descritto il metodo di regressione lineare adottato per l'analisi, mentre in Sezione 3.2 sono descritti i coefficienti di correlazione di Spearman e Pearson. Infine, in Sezione 3.3 sono presentate le relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$, $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$, $M_{\bullet} - M_{\text{DM},e}$, $\log M_{\bullet} - \log M_{\text{DM},e}$ e i coefficienti delle rette che meglio approssimano i dati. La stessa analisi è stata ripetuta per le relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},1.5R_e}$, $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$, $M_{\bullet} - M_{\text{DM},1.5R_e}$ e $\log M_{\bullet} - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$.
- nel Capitolo 4 vengono discussi i risultati e presentate le conclusioni. In Sezione 4.1 vengono confrontate le relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$ e $M_{\bullet} - M_{\text{DM},e}$ con le relazioni a legge di

potenza, $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$ e $\log M_{\bullet} - \log M_{\text{DM},e}$. Viene poi posta l'attenzione sulle differenze tra i risultati forniti dalle regressioni lineari per il campione delle sole galassie ellittiche e lenticolari e per quello delle sole galassie a spirale. In Sezione 4.2 viene riportato un commento finale sui risultati ottenuti in questa tesi e vengono evidenziati i valori dei coefficienti di correlazione e della dispersione intrinseca.

Capitolo 2

Acquisizione dei dati

In questo capitolo viene delineato il campione di galassie da studiare. In Sezione 2.1 vengono descritti gli obiettivi del progetto CALIFA, le sue modalità d'osservazione e le caratteristiche del campione di galassie osservato. In Sezione 2.2 vengono descritte le misure della dispersione di velocità σ_e e delle masse dell'alone di materia oscura $M_{\text{DM},e}$ e $M_{\text{DM},1.5R_e}$.

2.1 Progetto CALIFA

In questa sezione viene descritto il progetto *Calar Alto Legacy Integral Field Area* (CALIFA) facendo riferimento al lavoro di Sánchez et al. (2012).

2.1.1 Descrizione del campione di galassie e obiettivi del progetto

Il progetto CALIFA analizza un campione di circa ~ 600 galassie nell'Universo locale dedicando più di 210 notti all'osservazione con lo spettrofotometro a campo integrale *Potsdam Multi Aperture Spectrograph* (PMAS) montato sul telescopio di 3.5 m dell'Osservatorio Astronomico di Calar Alto. Lo scopo del progetto è quello di ampliare le conoscenze sull'evoluzione delle galassie andando a considerare un campione sufficientemente ampio di galassie tale da permettere un'analisi statistica concreta. Tra gli obiettivi di CALIFA ci sono lo studio delle proprietà delle popolazioni stellari e della storia della formazione delle stelle, la mappatura della distribuzione del gas ionizzato e dell'abbondanza delle specie chimiche della fase gassosa, la misura della cinematica stellare e la ricostruzione della struttura orbitale e della distribuzione di massa (Sánchez et al. 2012).

Il campione iniziale di CALIFA consiste in un insieme di 937 galassie selezionate dal catalogo fotometrico della *Sloan Digital Sky Survey Data Release 7* (SDSS DR7, Abazajian et al. 2009) che garantisce dati fotometrici di buona qualità in diverse bande e la disponibilità di spettri nucleari. CALIFA aggiunge una restrizione rispetto a SDSS sulla base della declinazione degli

oggetti osservati. In particolare, assumere $\delta(\text{J2000.0}) > 7^\circ$ permette di garantire una buona osservabilità delle galassie. I criteri di selezione del campione di CALIFA sono legati al diametro dell'isofota con $45 \text{ arcsec} \leq D_{25} \leq 80 \text{ arcsec}$ e l'intervallo di redshift $0.005 \leq z \leq 0.030$. La scelta dell'intervallo del redshift si basa su due esigenze: gli oggetti entro l'intervallo di luminosità nella banda R devono avere dimensioni apparenti compatibili con il campo di vista di PPAK e le righe di emissione principali di tutte le galassie dovrebbero essere coperte da una singola analisi spettrale. Inoltre, l'intervallo di redshift considerato favorisce magnitudini apparenti elevate delle galassie, escludendo le galassie poco brillanti e quelle nane.

2.1.2 Configurazione strumentale e modalità di osservazione

Le osservazioni di CALIFA sono iniziate nel luglio del 2010 dall'osservatorio di Calar Alto. Lo strumento utilizzato è lo spettrografo PMAS (Roth et al. 2005) nella modalità PPAK (Verheijen et al. 2004, Kelz et al. 2005). Il fascio di fibre PPAK consiste in 382 fibre del diametro di 2.7 arcsec ciascuna. Di queste 382 fibre, 331 sono concentrate su un unico fascio esagonale che copre un campo di vista di $74 \times 64 \text{ arcsec}^2$. Il fondo cielo è campionato da 36 fibre aggiuntive, distribuite in 6 fasci di 6 fibre ciascuna e disposte lungo un cerchio di circa $\sim 72 \text{ arcsec}$ di raggio dal centro del campo di vista. Tutti gli oggetti del campione di CALIFA sono stati osservati utilizzando due diverse configurazioni dello strumento PMAS. Il reticolo V500 ha una risoluzione di $\lambda/\Delta\lambda \sim 850$ a $\sim 5000 \text{ \AA}$ (FWHM $\sim 6 \text{ \AA}$) e copre l'intervallo più ampio di lunghezze d'onda da [OII] $\lambda 3727$ a [SII] $\lambda 6731$. Il reticolo V1200, invece, ha una risoluzione di $\lambda/\Delta\lambda \sim 1650$ a $\sim 4500 \text{ \AA}$ (FWHM $\sim 2.7 \text{ \AA}$). Questo reticolo copre le lunghezze d'onda del blu, includendo [OII] $\lambda 3727$, la discontinuità di Balmer a $\sim 4400 \text{ \AA}$, $H\delta$, $H\gamma$ e [OIII] $\lambda 4363$. La configurazione con V500 è legata allo studio delle popolazioni stellari e delle proprietà del gas ionizzato. La configurazione V1200, invece, si concentra su misure accurate della cinematica del gas ionizzato e della componente stellare, rispettivamente attraverso la riga di emissione [OII] $\lambda 3727$ e le righe d'assorbimento CaII $H + K$. Gli intervalli di lunghezze d'onda adottati per il reticolo V500 permettono di trascurare gli effetti di vignettatura per la componente più rossa della riga di emissione di [SII] $\lambda 6731$ in tutte le fibre dello strumento. Per il reticolo V1200 è stato scelto un intervallo di lunghezze d'onda tale da escludere l'effetto di vignettatura per la riga di emissione più blu di [OII] $\lambda 3727$. Questi criteri di selezione riducono gli intervalli di lunghezze d'onda a disposizione per ciascun reticolo, ma assicurano la copertura delle righe osservate almeno in una delle due configurazioni strumentali. Per ciascun reticolo è stata considerata una configurazione fissa per tutta l'indagine degli oggetti del campione, così da garantire omogeneità all'analisi. Gli intervalli di lunghezza d'onda finali sono $3745 - 7300 \text{ \AA}$ per V500 e $3400 - 4750 \text{ \AA}$ per V1200.

I tempi d'esposizione sono fissi per tutti gli oggetti del campione analizzato. Per il reticolo

V500 una singola esposizione della durata di 900 s per singolo puntamento, mentre per il reticolo V1200 si utilizzano tre esposizioni da 600 s ciascuna.

2.2 Proprietà del campione di galassie

In questa sezione vengono descritti il campione di 296 galassie analizzato in questa tesi e i parametri ad esso associati. Le 296 galassie sono divise in 65 galassie ellittiche e lenticolari e 231 galassie a spirale. Queste galassie fanno parte del campione di 300 galassie descritto da Falcón-Barroso et al. (2017), che a sua volta considera come un sottocampione di CALIFA seguendo i criteri di Walcher et al. (2014) a favore di un ampio intervallo di tipi morfologici delle galassie lungo la sequenza di Hubble, dalle ellittiche e lenticolari alle spirali. Dal campione di 300 galassie di Falcón-Barroso et al. (2017), nell’analisi svolta in questo elaborato saranno scartate le galassie NGC 177, UGC 3539, UGC 8231 e UGC 12518 poiché non presentano misure della dispersione di velocità stellare. Il campione viene rappresentato in Tabella 2.1 e alcune proprietà, quali il coefficiente di Hubble T , il redshift z , la magnitudine assoluta in banda R e il raggio efficace, sono rappresentate sotto forma di istogrammi in Figura 2.1, che mettono in evidenza le differenze tra le sole galassie ellittiche e lenticolari e le sole spirali.

2.2.1 Dispersione di velocità stellare σ_e

Falcón-Barroso et al. (2017) analizzano la cinematica stellare delle galassie per misurare la dispersione di velocità σ_e entro il raggio efficace, utilizzando due configurazioni strumentali dello spettroscopio PMAS: quella a bassa risoluzione con il reticolo V500, nell’intervallo di lunghezze d’onda 3800 – 7000 Å e quella a media risoluzione con V1200, nell’intervallo 3750 – 4550 Å. Il campione di galassie è stato analizzato con il codice `Penalized Pixel Fitting` (pPXF, Cappellari & Emsellem 2004). Falcón-Barroso et al. (2017) operano un ricampionamento dei dati spettroscopici bidimensionali secondo il metodo di Voronoi. Questo metodo risolve in modo ottimale il problema di preservare la massima risoluzione spaziale dei dati, dato un vincolo sul minimo del rapporto segnale-rumore dello spettro risultante (Cappellari & Copin 2003). Le incertezze associate alla misura di σ_e dipendono dai valori di σ_e . Per $\sigma_e \geq 150 \text{ km s}^{-1}$ si ha un errore del 5%, per i valori prossimi a $\sigma_e \sim 20 \text{ km s}^{-1}$ un errore del 50% e per valori $40 \text{ km s}^{-1} \leq \sigma_e < 150 \text{ km s}^{-1}$ un errore del 20%.

Gli errori $\delta_{\log \sigma_e}$, associati a $\log \sigma_e$, sono stati ottenuti applicando la propagazione degli errori δ_{σ_e} su σ_e (Taylor 1997), trovando

$$\delta_{\log \sigma_e} = \left| \frac{1}{\sigma_e \times \ln 10} \right| \delta_{\sigma_e} \quad . \quad (2.1)$$

2.2.2 Masse dell'alone di materia oscura $M_{\text{DM},e}$ e $M_{\text{DM},1.5R_e}$

Zhu et al. (2018) costruiscono i modelli dinamici triassiali di Schwarzschild per il sottocampione di 300 galassie di CALIFA selezionato da Falcón-Barroso et al. (2017). Il metodo di Schwarzschild (1979) di sovrapposizione delle orbite rappresenta una potente tecnica per interpretare la dinamica dei sistemi galattici ricostruendo il potenziale gravitazionale e riproducendo le proprietà fotometriche e cinematiche osservate. Il metodo Schwarzschild è stato ampiamente applicato per modellare la dinamica delle galassie dei primi tipi morfologici, con SBH centrali (a.e. Gebhardt et al. 2011, van den Bosch et al. 2012) e materia oscura nelle regioni esterne (a.e. Thomas et al. 2007, Murphy et al. 2011). Per costruire un modello di Schwarzschild è necessario descrivere il potenziale gravitazionale, calcolare una libreria rappresentativa delle orbite associate a questo potenziale e trovare la combinazione di orbite adatte che riproduca la funzione di distribuzione delle velocità lungo la linea di vista e la distribuzione della brillantezza superficiale delle stelle. Il potenziale gravitazionale è dato dalla combinazione della distribuzione di massa che segue le stelle e di un alone sferico di materia oscura. In particolare, per la distribuzione di materia oscura Zhu et al (2018) adottano il modello di Navarro et al. (1996) caratterizzato dal profilo

$$M(< r) = M_{200}g(c) \left[\ln(1 + cr/r_{200}) - \frac{cr/r_{200}}{1 + cr/r_{200}} \right], \quad (2.2)$$

dove c è la concentrazione dell'alone di materia oscura, $g(c) = [\ln(1 + c) - c/(1 + c)]^{-1}$, $M_{200} = \frac{4}{3}\pi 200 \rho_c^0 r_{200}^3$ la massa del viriale entro il raggio del viriale r_{200} e $\rho_c^0 = 1.37 \times 10^{-7} M_\odot \text{pc}^{-3}$ la densità critica dell'Universo. Zhu et al. (2018) descrivono la distribuzione di brillantezza superficiale delle galassie attraverso l'algoritmo **Multiple Gaussian Expansion** (MGE, Cappellari 2002). Utilizzando gli angoli (θ, ψ, ϕ) per caratterizzare l'orientazione della galassia, Zhu et al. (2018) deproiettano la decomposizione 2D di MGE nella distribuzione triassiale intrinseca che descrive la luminosità stellare. Moltiplicando il rapporto massa-luminosità delle stelle, assunto costante, per la luminosità, si ottiene la densità di massa intrinseca (luminosa e oscura) della componente che segue le stelle. Gli angoli (θ, ψ, ϕ) sono poi associati ai parametri (q, p, u) che descrivono la forma intrinseca del sistema stellare tridimensionale, con $p_i = B_i/A_i$ e $q_i = C_i/A_i$ e A_i, B_i, C_i rispettivamente l'asse lungo, intermedio e corto della componente triassiale. I parametri p, q vengono lasciati liberi mentre $u = 0.9999$. Sebbene questo valore sia solitamente associato a galassie oblate e asimmetriche, i risultati non cambiano molto anche se si considerano galassie ellittiche giganti parzialmente triassiali. I parametri liberi sono quattro: il rapporto massa-luminosità, la cui costanza dipende dal traccianti utilizzato per la distribuzione di massa e dagli intervalli di lunghezze d'onda impiegate per l'analisi, i parametri p e q e la massa M_{200} che caratterizza l'alone di materia oscura. I pesi delle orbite sono determinati adattando

i modelli di sovrapposizione delle orbite alla densità di luminosità proiettata e deproiettata e alla cinematica stellare bidimensionale.

Alle misure di $M_{\text{DM},e}$, entro il raggio efficace R_e , e di $M_{\text{DM},1.5R_e} = M_{\text{DM}}(R < 1.5R_e)$ si associano errori che corrispondono al 50% delle misure di Zhu et al. (2018). Per gli errori in scala logaritmica è stato adottato lo stesso procedimento descritto in Sezione 2.2.1 con l'Equazione (2.1), adattata per le masse $M_{\text{DM},e}$ e $M_{\text{DM},1.5R_e}$

$$\delta_{\log M_{\text{DM},e}} = \left| \frac{1}{M_{\text{DM},e} \times \ln 10} \right| \delta_{M_{\text{DM},e}} \quad (2.3)$$

e

$$\delta_{\log M_{\text{DM},1.5R_e}} = \left| \frac{1}{M_{\text{DM},1.5R_e} \times \ln 10} \right| \delta_{M_{\text{DM},1.5R_e}} \quad (2.4)$$

2.2.3 Massa M_{\bullet} del buco nero supermassiccio

La massa dei SBH è stata ottenuta utilizzando l'Equazione (2.5) di Kormendy & Ho (2013)

$$\frac{M_{\bullet}}{10^9 M_{\odot}} = (0.310^{+0.037}_{-0.033}) \left(\frac{\sigma_e}{200 \text{ km s}^{-1}} \right)^{4.38 \pm 0.29}, \quad (2.5)$$

che fornisce un limite di massa inferiore $M_{\bullet,\text{inf},i}$ e un limite di massa superiore $M_{\bullet,\text{sup},i}$. Per ciascuna delle 296 galassie, l'errore $\delta_{M_{\bullet},i}$ associato alla misura della massa dei SBH $M_{\bullet,i}$ è stato valutato con la relazione

$$\delta_{M_{\bullet},i} = \frac{(M_{\bullet,i} - M_{\bullet,\text{inf},i}) + (M_{\bullet,\text{sup},i} - M_{\bullet,i})}{2} \quad (2.6)$$

L'errore associato a $\log_{10} M_{\bullet}$ è stato calcolato allo stesso modo di quello associato alla dispersione di velocità, usando l'Equazione (2.1) adattata per la massa dei SBH

$$\delta_{\log M_{\bullet},i} = \left| \frac{1}{M_{\bullet} \times \ln 10} \right| \delta_{M_{\bullet},i} \quad (2.7)$$

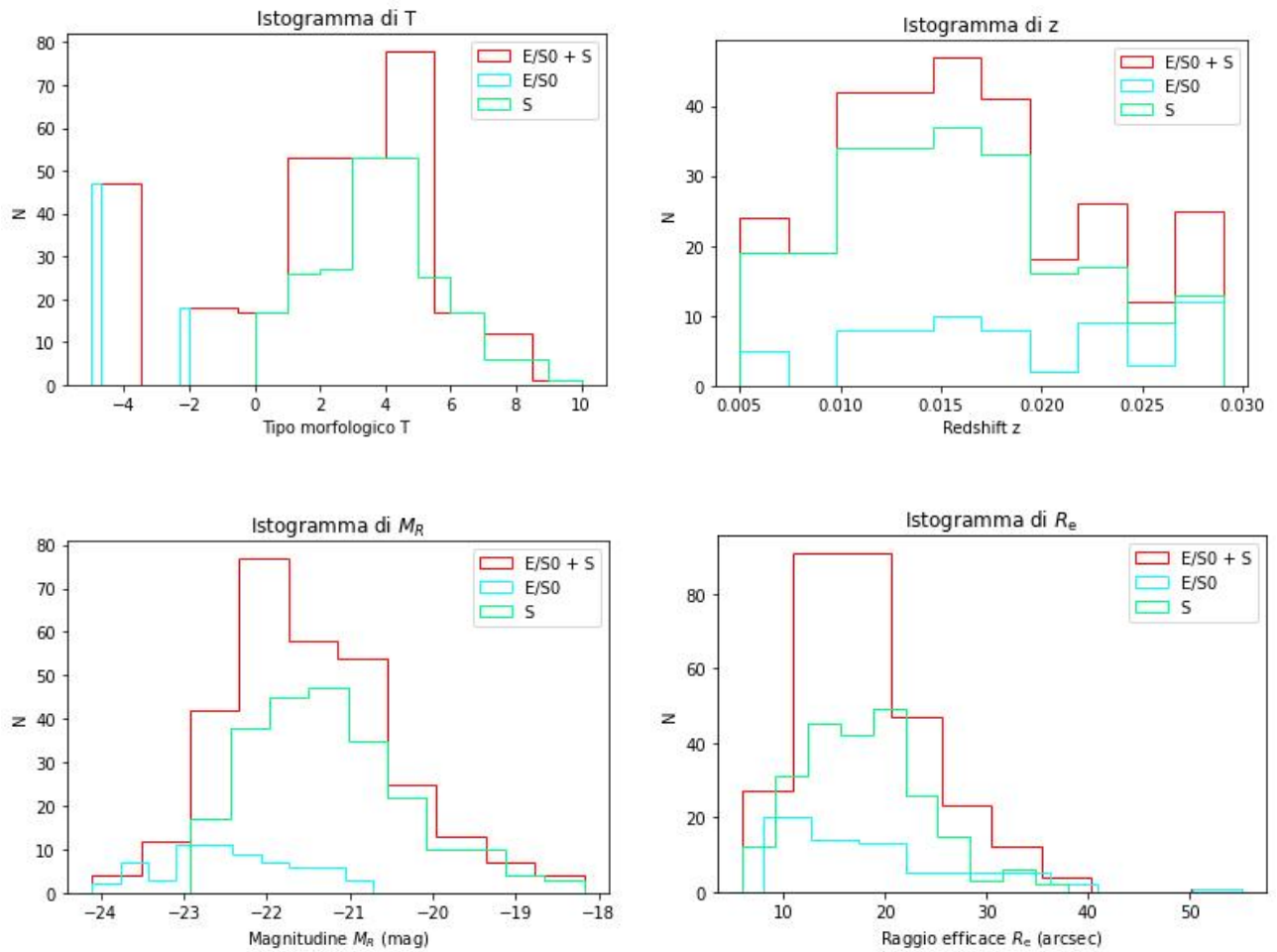


Figura 2.1: Istogramma del numero di galassie del campione in funzione del coefficiente di Hubble (in alto a sinistra), del redshift (in alto a destra), della magnitudine in banda R (in basso a sinistra) e del raggio efficace (in basso a destra). In tutti i grafici le distribuzioni di colore rosso, azzurro e verde fanno riferimento rispettivamente a tutte le galassie, alle sole galassie ellittiche e lenticolari e alle sole galassie a spirale.

Galassia	Tipo	z	M_R (mag)	R_e (arcsec)	σ_e (km s ⁻¹)	$\log M_{DM,e}$ (M _⊙)	$\log M_{DM,1.5R_e}$ (M _⊙)	$\log M_\bullet$ (M _⊙)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
IC0480	Sc	0.015	-20.43	24	90 ± 18	10.53 ± 0.22	10.80 ± 0.22	6.98 ± 0.05
IC0540	Sab	0.007	-19.27	14	77 ± 15	9.28 ± 0.22	9.57 ± 0.22	6.67 ± 0.07
IC0674	Sab	0.025	-22.07	9	186.8 ± 9.3	10.22 ± 0.22	10.50 ± 0.22	8.36 ± 0.04
IC0944	Sab	0.023	-22.37	19	195.2 ± 9.8	9.71 ± 0.22	9.83 ± 0.22	8.45 ± 0.05
IC1079	E4	0.029	-23.21	37	179.2 ± 8.9	11.60 ± 0.22	11.91 ± 0.22	8.28 ± 0.04
IC1151	Scd	0.007	-20.26	22	66 ± 13	9.61 ± 0.22	9.91 ± 0.22	6.39 ± 0.09
IC1199	Sb	0.016	-21.46	20	147 ± 29	9.52 ± 0.22	9.645 ± 0.22	7.90 ± 0.01
IC1256	Sb	0.016	-21.18	17	110 ± 22	9.69 ± 0.22	9.90 ± 0.22	7.35 ± 0.03
IC1528	Sbc	0.013	-20.95	23	85 ± 17	9.91 ± 0.22	10.16 ± 0.22	6.87 ± 0.06
IC1652	S0a	0.017	-21.20	11	105 ± 21	10.08 ± 0.22	10.42 ± 0.22	7.26 ± 0.03
IC1683	Sb	0.016	-21.11	13	115 ± 23	10.13 ± 0.22	10.45 ± 0.22	7.43 ± 0.02
IC1755	Sb	0.026	-21.69	11	164.8 ± 8.2	10.22 ± 0.22	10.45 ± 0.22	8.12 ± 0.03
IC2101	Scd	0.015	-20.81	25	101 ± 20	10.49 ± 0.22	10.81 ± 0.22	7.20 ± 0.04
IC2247	Sab	0.014	-20.75	21	112 ± 22	10.41 ± 0.22	10.70 ± 0.22	7.39 ± 0.02
IC2487	Sc	0.015	-21.05	25	117 ± 23	10.48 ± 0.22	10.78 ± 0.22	7.47 ± 0.02
IC4566	Sb	0.019	-21.96	15	114 ± 29	9.85 ± 0.22	10.04 ± 0.22	7.87 ± 0.01
IC5309	Sc	0.014	-20.61	17	77 ± 16	9.96 ± 0.22	10.32 ± 0.22	6.69 ± 0.07
IC5376	Sb	0.017	-21.10	16	151.2 ± 7.6	10.28 ± 0.22	10.56 ± 0.22	7.96 ± 0.01
MCG0154016	Scd	0.010	-18.77	24	52 ± 11	10.04 ± 0.22	10.36 ± 0.22	5.94 ± 0.12
MCG0202030	Sb	0.012	-20.88	19	99 ± 20	8.75 ± 0.22	8.88 ± 0.22	7.16 ± 0.04
MCG0202040	Scd	0.012	-20.19	20	101 ± 20	10.29 ± 0.22	10.58 ± 0.22	7.19 ± 0.04
MCG0203015	Sab	0.019	-21.41	12	152.3 ± 7.6	10.57 ± 0.22	10.87 ± 0.22	7.97 ± 0.02
MCG0251004	Sb	0.019	-21.69	17	155.8 ± 7.8	9.59 ± 0.22	9.75 ± 0.22	8.02 ± 0.02
NGC0001	Sbc	0.015	-21.73	12	130 ± 26	9.96 ± 0.22	10.28 ± 0.22	7.67 ± 0.01
NGC0023	Sb	0.015	-22.47	17	146 ± 29	10.33 ± 0.22	10.67 ± 0.22	7.89 ± 0.01
NGC0036	Sb	0.020	-22.33	21	169.2 ± 8.5	10.83 ± 0.22	11.17 ± 0.22	8.17 ± 0.03
NGC0155	E1	0.021	-22.41	15	164.8 ± 8.2	10.48 ± 0.22	10.79 ± 0.22	8.12 ± 0.03
NGC0160	Sa	0.018	-22.18	22	179.0 ± 8.9	10.59 ± 0.22	10.86 ± 0.22	8.28 ± 0.04

NGC0169	Sab	0.015	-21.87	34	198.4 ± 9.9	10.94 ± 0.22	11.19 ± 0.22	8.48 ± 0.05
NGC0171	Sb	0.013	-21.84	26	76 ± 15	9.52 ± 0.22	9.69 ± 0.22	6.64 ± 0.07
NGC0180	Sb	0.018	-22.31	28	125 ± 25	10.51 ± 0.22	10.74 ± 0.22	7.60 ± 0.01
NGC0192	Sab	0.014	-21.59	22	142 ± 28	9.74 ± 0.22	9.93 ± 0.22	7.84 ± 0.01
NGC0214	Sbc	0.015	-22.16	18	129 ± 26	9.71 ± 0.22	9.93 ± 0.22	7.66 ± 0.01
NGC0216	Sd	0.005	-18.99	20	49.7 ± 9.9	8.96 ± 0.22	9.24 ± 0.22	5.84 ± 0.13
NGC0217	Sa	0.013	-21.90	23	169.2 ± 8.5	10.33 ± 0.22	10.60 ± 0.22	8.17 ± 0.03
NGC0234	Sc	0.015	-21.91	20	89 ± 18	10.36 ± 0.22	10.67 ± 0.22	6.95 ± 0.05
NGC0237	Sc	0.014	-21.14	15	91 ± 18	10.15 ± 0.22	10.49 ± 0.22	6.99 ± 0.05
NGC0257	Sc	0.018	-22.15	21	119 ± 24	9.64 ± 0.22	9.83 ± 0.22	7.50 ± 0.02
NGC0364	E7	0.017	-21.56	15	193.6 ± 9.7	10.61 ± 0.22	10.92 ± 0.22	8.43 ± 0.05
NGC0429	Sa	0.019	-21.26	6	166.8 ± 8.3	9.52 ± 0.22	9.83 ± 0.22	8.15 ± 0.03
NGC0444	Scd	0.016	-20.23	23	82 ± 16	9.75 ± 0.22	9.90 ± 0.22	6.80 ± 0.06
NGC0447	Sa	0.019	-22.40	28	135 ± 27	10.84 ± 0.22	11.10 ± 0.22	7.744 ± 0.001
NGC0477	Sbc	0.020	-21.69	21	105 ± 21	10.65 ± 0.22	10.98 ± 0.22	7.26 ± 0.03
NGC0496	Scd	0.020	-21.40	19	77 ± 15	10.12 ± 0.22	10.36 ± 0.22	6.68 ± 0.07
NGC0499	E5	0.015	-22.48	21	254 ± 13	10.68 ± 0.22	10.98 ± 0.22	8.95 ± 0.08
NGC0504	S0	0.014	-20.76	8	162.4 ± 8.1	9.61 ± 0.22	9.90 ± 0.22	8.10 ± 0.02
NGC0517	S0	0.014	-21.35	10	194.7 ± 9.7	10.17 ± 0.22	10.55 ± 0.22	8.44 ± 0.05
NGC0528	S0	0.016	-21.68	12	224 ± 11	9.73 ± 0.22	9.96 ± 0.22	8.71 ± 0.06
NGC0529	E4	0.016	-22.27	12	220 ± 11	10.17 ± 0.22	10.46 ± 0.22	8.67 ± 0.06
NGC0551	Sbc	0.017	-21.52	19	116 ± 23	10.55 ± 0.22	10.85 ± 0.22	7.45 ± 0.02
NGC0681	Sa	0.006	-20.71	30	113 ± 23	10.25 ± 0.22	10.59 ± 0.22	7.41 ± 0.02
NGC0741	E1	0.019	-23.47	35	278 ± 14	11.23 ± 0.22	11.49 ± 0.22	9.12 ± 0.09
NGC0755	Scd	0.005	-19.43	28	58 ± 12	9.28 ± 0.22	9.57 ± 0.22	6.12 ± 0.11
NGC0768	Sc	0.023	-21.78	15	159 ± 8	9.61 ± 0.22	9.76 ± 0.22	8.06 ± 0.02
NGC0774	S0	0.015	-21.55	12	160.7 ± 8.0	9.35 ± 0.22	9.54 ± 0.22	8.08 ± 0.02
NGC0776	Sb	0.016	-21.82	19	86 ± 17	10.53 ± 0.22	10.86 ± 0.22	6.89 ± 0.06
NGC0781	Sa	0.012	-20.80	8	110 ± 22	9.44 ± 0.22	9.78 ± 0.22	7.36 ± 0.03
NGC0810	E5	0.026	-22.84	17	291 ± 15	11.26 ± 0.22	11.57 ± 0.22	9.21 ± 0.10
NGC0825	Sa	0.011	-20.70	12	156.9 ± 7.9	10.02 ± 0.22	10.36 ± 0.22	8.03 ± 0.02
NGC0932	S0a	0.014	-22.10	18	139 ± 28	9.15 ± 0.22	9.30 ± 0.22	7.792 ± 0.003

NGC1056	Sa	0.005	-19.94	14	92 ± 18	9.30 ± 0.22	9.64 ± 0.22	7.01 ± 0.05
NGC1060	E3	0.017	-23.62	27	283 ± 14	11.27 ± 0.22	11.58 ± 0.22	9.15 ± 0.09
NGC1093	Sbc	0.018	-21.49	13	125 ± 25	10.08 ± 0.22	10.38 ± 0.22	7.59 ± 0.01
NGC1167	S0	0.016	-22.98	24	191.5 ± 9.6	11.19 ± 0.22	11.53 ± 0.22	8.41 ± 0.04
NGC1349	E6	0.022	-22.44	17	171.7 ± 8.6	10.71 ± 0.22	11.03 ± 0.22	8.20 ± 0.03
NGC1542	Sab	0.012	-20.74	15	123 ± 25	10.14 ± 0.22	10.46 ± 0.22	7.57 ± 0.01
NGC1645	S0a	0.016	-21.81	13	189.5 ± 9.5	10.27 ± 0.22	10.57 ± 0.22	8.39 ± 0.04
NGC1677	Scd	0.009	-19.46	12	53 ± 11	9.22 ± 0.22	9.53 ± 0.22	5.95 ± 0.12
NGC2253	Sbc	0.012	-21.55	15	104 ± 21	9.80 ± 0.22	10.10 ± 0.22	7.24 ± 0.03
NGC2347	Sbc	0.015	-22.12	18	175.4 ± 8.8	10.25 ± 0.22	10.52 ± 0.22	8.24 ± 0.03
NGC2410	Sb	0.016	-21.86	21	175.5 ± 8.8	10.14 ± 0.22	10.37 ± 0.22	8.24 ± 0.03
NGC2449	Sab	0.016	-21.68	16	165.6 ± 8.3	9.82 ± 0.22	10.02 ± 0.22	8.13 ± 0.03
NGC2476	E6	0.012	-21.58	9	174.3 ± 8.7	8.42 ± 0.22	8.57 ± 0.22	8.23 ± 0.03
NGC2480	Sdm	0.008	-19.75	35	58 ± 12	10.30 ± 0.22	10.62 ± 0.22	6.14 ± 0.11
NGC2481	S0	0.007	-20.80	9	151.8 ± 7.6	8.17 ± 0.22	8.35 ± 0.22	7.97 ± 0.01
NGC2486	Sab	0.015	-21.30	15	149 ± 30	10.40 ± 0.22	10.71 ± 0.22	7.93 ± 0.01
NGC2487	Sb	0.016	-22.19	28	103 ± 21	10.46 ± 0.22	10.69 ± 0.22	7.24 ± 0.03
NGC2513	E2	0.016	-22.86	26	251 ± 13	11.03 ± 0.22	11.38 ± 0.22	8.92 ± 0.08
NGC2540	Sbc	0.021	-21.62	14	119 ± 24	10.43 ± 0.22	10.73 ± 0.22	7.50 ± 0.02
NGC2553	Sb	0.016	-21.30	9	181.3 ± 9.1	10.09 ± 0.22	10.41 ± 0.22	8.30 ± 0.04
NGC2554	S0a	0.014	-22.59	19	189.4 ± 9.5	9.75 ± 0.22	9.95 ± 0.22	8.39 ± 0.04
NGC2592	E4	0.007	-20.72	9	187.3 ± 9.4	8.39 ± 0.22	8.58 ± 0.22	8.37 ± 0.04
NGC2604	Sd	0.007	-20.24	26	54 ± 11	8.60 ± 0.22	8.74 ± 0.22	6.00 ± 0.12
NGC2639	Sa	0.011	-22.33	17	204 ± 10	10.19 ± 0.22	10.51 ± 0.22	8.53 ± 0.05
NGC2730	Scd	0.013	-20.94	24	60 ± 12	10.38 ± 0.22	10.71 ± 0.22	6.20 ± 0.10
NGC2880	E7	0.005	-21.10	18	135 ± 27	9.58 ± 0.22	9.92 ± 0.22	7.7493 ± 0.0002
NGC2906	Sbc	0.007	-20.79	19	117 ± 23	9.86 ± 0.22	10.20 ± 0.22	7.47 ± 0.02
NGC2916	Sbc	0.012	-22.09	26	130 ± 26	10.09 ± 0.22	10.33 ± 0.22	7.68 ± 0.01
NGC2918	E6	0.023	-22.78	12	224 ± 11	10.60 ± 0.22	10.92 ± 0.22	8.71 ± 0.06
NGC3057	Sdm	0.005	-19.17	32	46.5 ± 9.3	9.76 ± 0.22	10.09 ± 0.22	5.72 ± 0.14
NGC3106	Sab	0.021	-22.79	21	151.5 ± 7.6	10.79 ± 0.22	11.10 ± 0.22	7.96 ± 0.01
NGC3158	E3	0.023	-23.70	32	297 ± 15	11.57 ± 0.22	11.90 ± 0.22	9.24 ± 0.10

NGC3160	Sab	0.023	-21.51	15	138 ± 28	9.14 ± 0.22	9.24 ± 0.22	7.788 ± 0.002
NGC3300	S0a	0.010	-21.41	13	140 ± 28	9.59 ± 0.22	9.91 ± 0.22	7.813 ± 0.004
NGC3303	S0a	0.020	-22.33	15	184.4 ± 9.2	10.63 ± 0.22	10.92 ± 0.22	8.34 ± 0.04
NGC3381	Sd	0.005	-20.08	24	43.0 ± 8.6	9.33 ± 0.22	9.63 ± 0.22	5.57 ± 0.15
NGC3615	E5	0.022	-22.98	15	246 ± 12	10.80 ± 0.22	11.12 ± 0.22	8.88 ± 0.08
NGC3687	Sb	0.008	-20.97	17	76 ± 15	9.87 ± 0.22	10.25 ± 0.22	6.64 ± 0.07
NGC3811	Sbc	0.010	-21.40	21	105 ± 21	10.23 ± 0.22	10.55 ± 0.22	7.26 ± 0.03
NGC3815	Sbc	0.012	-21.05	14	116 ± 23	10.03 ± 0.22	10.35 ± 0.22	7.45 ± 0.02
NGC3994	Sbc	0.010	-21.22	9	164.9 ± 8.3	9.63 ± 0.22	9.96 ± 0.22	8.12 ± 0.03
NGC4003	S0a	0.022	-22.00	14	155.4 ± 7.8	9.23 ± 0.22	9.37 ± 0.22	8.01 ± 0.02
NGC4047	Sbc	0.011	-21.90	16	110 ± 22	9.95 ± 0.22	10.27 ± 0.22	7.35 ± 0.03
NGC4149	Sa	0.010	-20.63	18	137 ± 27	9.88 ± 0.22	10.13 ± 0.22	7.775 ± 0.002
NGC4185	Sbc	0.013	-21.88	30	127 ± 25	10.72 ± 0.22	11.05 ± 0.22	7.62 ± 0.01
NGC4210	Sb	0.009	-20.98	21	83 ± 17	9.58 ± 0.22	9.82 ± 0.22	6.83 ± 0.06
NGC4470	Sc	0.008	-20.72	15	54 ± 11	9.09 ± 0.22	9.41 ± 0.22	6.01 ± 0.12
NGC4644	Sb	0.016	-21.03	12	116 ± 23	9.96 ± 0.22	10.25 ± 0.22	7.45 ± 0.02
NGC4676A	Sdm	0.022	-22.17	38	143 ± 29	11.15 ± 0.22	11.38 ± 0.22	7.85 ± 0.01
NGC4676B	S0	0.022	-22.09	15	181 ± 9	10.71 ± 0.22	11.01 ± 0.22	8.30 ± 0.04
NGC4711	Sbc	0.014	-21.05	17	87 ± 17	9.14 ± 0.22	9.31 ± 0.22	6.90 ± 0.06
NGC4816	E1	0.023	-23.03	30	213 ± 11	11.40 ± 0.22	11.69 ± 0.22	8.61 ± 0.06
NGC4841A	E3	0.023	-22.83	20	227 ± 11	11.15 ± 0.22	11.46 ± 0.22	8.73 ± 0.07
NGC4874	E0	0.024	-24.11	55	223 ± 11	11.85 ± 0.22	12.10 ± 0.22	8.70 ± 0.06
NGC4956	E1	0.016	-22.38	9	153.6 ± 7.7	8.73 ± 0.22	8.92 ± 0.22	7.99 ± 0.02
NGC4961	Scd	0.009	-20.25	15	67 ± 13	9.44 ± 0.22	9.75 ± 0.22	6.40 ± 0.09
NGC5000	Sbc	0.019	-21.81	16	91 ± 18	9.34 ± 0.22	9.49 ± 0.22	7.00 ± 0.05
NGC5016	Sbc	0.009	-21.06	17	88 ± 18	8.89 ± 0.22	9.10 ± 0.22	6.93 ± 0.06
NGC5029	E6	0.029	-23.28	25	236 ± 12	11.41 ± 0.22	11.74 ± 0.22	8.81 ± 0.07
NGC5056	Sc	0.019	-21.82	15	121 ± 24	9.55 ± 0.22	9.73 ± 0.22	7.53 ± 0.02
NGC5205	Sbc	0.006	-20.12	19	81 ± 16	9.57 ± 0.22	9.89 ± 0.22	6.78 ± 0.07
NGC5216	E0	0.010	-21.07	20	123 ± 25	10.24 ± 0.22	10.56 ± 0.22	7.56 ± 0.01
NGC5218	Sab	0.010	-21.43	18	152.1 ± 7.6	10.06 ± 0.22	10.33 ± 0.22	7.97 ± 0.01
NGC5378	Sb	0.010	-21.27	24	106 ± 21	10.17 ± 0.22	10.45 ± 0.22	7.28 ± 0.03

NGC5406	Sb	0.018	-22.57	20	170.0 ± 8.5	10.55 ± 0.22	10.83 ± 0.22	8.18 ± 0.03
NGC5480	Scd	0.006	-20.76	25	63 ± 13	9.52 ± 0.22	9.80 ± 0.22	6.29 ± 0.10
NGC5485	E5	0.006	-21.95	31	159 ± 8	9.06 ± 0.22	9.21 ± 0.22	8.06 ± 0.02
NGC5520	Sbc	0.006	-20.18	12	100 ± 20	9.14 ± 0.22	9.44 ± 0.22	7.17 ± 0.04
NGC5614	Sa	0.013	-22.77	18	170.1 ± 8.5	9.17 ± 0.22	9.34 ± 0.22	8.18 ± 0.03
NGC5630	Sdm	0.009	-20.37	22	63 ± 13	9.69 ± 0.22	9.98 ± 0.22	6.30 ± 0.10
NGC5631	S0	0.007	-21.74	19	149 ± 30	10.09 ± 0.22	10.42 ± 0.22	7.93 ± 0.01
NGC5633	Sbc	0.008	-20.94	13	91 ± 18	9.61 ± 0.22	9.99 ± 0.22	6.98 ± 0.05
NGC5657	Sbc	0.013	-20.98	10	126 ± 25	9.30 ± 0.22	9.53 ± 0.22	7.61 ± 0.01
NGC5682	Scd	0.008	-19.39	26	81 ± 16	9.39 ± 0.22	9.54 ± 0.22	6.77 ± 0.07
NGC5720	Sbc	0.026	-22.29	16	143 ± 29	10.70 ± 0.22	10.99 ± 0.22	7.85 ± 0.01
NGC5732	Sbc	0.013	-20.46	14	81 ± 16	9.86 ± 0.22	10.16 ± 0.22	6.78 ± 0.07
NGC5784	S0	0.018	-22.61	13	204 ± 10	10.31 ± 0.22	10.61 ± 0.22	8.53 ± 0.05
NGC5797	E7	0.013	-22.13	18	152.2 ± 7.6	10.32 ± 0.22	10.65 ± 0.22	7.97 ± 0.02
NGC5876	S0a	0.011	-21.41	12	195.7 ± 9.8	10.11 ± 0.22	10.44 ± 0.22	8.45 ± 0.05
NGC5888	Sb	0.029	-22.74	16	180 ± 9	10.24 ± 0.22	10.43 ± 0.22	8.29 ± 0.04
NGC5908	Sa	0.011	-22.17	34	198.4 ± 9.9	11.12 ± 0.22	11.44 ± 0.22	8.48 ± 0.05
NGC5930	Sab	0.009	-21.36	16	142 ± 28	9.19 ± 0.22	9.40 ± 0.22	7.84 ± 0.01
NGC5934	Sb	0.019	-21.80	13	173.6 ± 8.7	9.42 ± 0.22	9.57 ± 0.22	8.22 ± 0.03
NGC5947	Sbc	0.020	-21.56	13	100 ± 20	10.26 ± 0.22	10.59 ± 0.22	7.17 ± 0.04
NGC5953	Sa	0.007	-21.09	10	90 ± 10	9.20 ± 0.22	9.59 ± 0.22	6.98 ± 0.05
NGC5966	E4	0.015	-22.08	18	181.2 ± 9.1	10.55 ± 0.22	10.87 ± 0.22	8.30 ± 0.04
NGC5971	Sb	0.011	-20.80	12	129 ± 26	9.90 ± 0.22	10.21 ± 0.22	7.66 ± 0.01
NGC5980	Sbc	0.014	-21.81	17	150.5 ± 7.5	9.72 ± 0.22	9.93 ± 0.22	7.95 ± 0.01
NGC5987	Sa	0.010	-22.15	33	180 ± 9	10.51 ± 0.22	10.80 ± 0.22	8.29 ± 0.04
NGC6004	Sbc	0.013	-21.86	22	88 ± 18	9.86 ± 0.22	10.09 ± 0.22	6.93 ± 0.06
NGC6020	E4	0.014	-22.08	19	170.9 ± 8.6	10.10 ± 0.22	10.33 ± 0.22	8.19 ± 0.03
NGC6021	E5	0.016	-21.88	9	184.9 ± 9.3	10.23 ± 0.22	10.57 ± 0.22	8.34 ± 0.04
NGC6032	Sbc	0.014	-21.30	27	85 ± 17	10.51 ± 0.22	10.83 ± 0.22	6.85 ± 0.06
NGC6060	Sb	0.015	-22.23	28	143 ± 29	9.91 ± 0.22	10.07 ± 0.22	7.86 ± 0.01
NGC6063	Sbc	0.010	-20.55	20	79 ± 16	9.86 ± 0.22	10.14 ± 0.22	6.73 ± 0.07
NGC6081	S0a	0.017	-21.95	12	190.0 ± 9.5	10.18 ± 0.22	10.48 ± 0.22	8.39 ± 0.04

NGC6125	E1	0.015	-22.86	21	221 ± 11	9.23 ± 0.22	9.37 ± 0.22	8.60 ± 0.06
NGC6132	Sbc	0.017	-21.04	14	111 ± 22	10.08 ± 0.22	10.41 ± 0.22	7.38 ± 0.03
NGC6146	E5	0.029	-23.48	15	267 ± 13	11.20 ± 0.22	11.53 ± 0.22	9.04 ± 0.09
NGC6150	E7	0.029	-22.65	11	224 ± 11	10.81 ± 0.22	11.13 ± 0.22	8.70 ± 0.06
NGC6168	Sc	0.009	-20.00	26	66 ± 13	9.71 ± 0.22	9.94 ± 0.22	6.39 ± 0.09
NGC6173	E6	0.029	-23.85	38	254 ± 13	11.77 ± 0.22	12.06 ± 0.22	8.95 ± 0.08
NGC6186	Sb	0.010	-21.24	20	90 ± 18	9.73 ± 0.22	10.02 ± 0.22	6.98 ± 0.05
NGC6278	S0a	0.009	-21.49	11	186.9 ± 9.4	9.74 ± 0.22	10.07 ± 0.22	8.36 ± 0.04
NGC6301	Sbc	0.028	-22.76	24	148 ± 30	10.86 ± 0.22	11.09 ± 0.22	7.92 ± 0.01
NGC6310	Sb	0.011	-20.99	23	112 ± 23	10.47 ± 0.22	10.80 ± 0.22	7.39 ± 0.02
NGC6314	Sab	0.022	-22.46	12	161.9 ± 8.1	10.49 ± 0.22	10.83 ± 0.22	8.09 ± 0.02
NGC6338	E5	0.027	-23.48	28	272 ± 14	11.50 ± 0.22	11.76 ± 0.22	9.07 ± 0.09
NGC6394	Sbc	0.028	-21.87	14	144 ± 29	10.46 ± 0.22	10.73 ± 0.22	7.86 ± 0.01
NGC6411	E4	0.012	-22.42	34	173.9 ± 8.7	10.75 ± 0.22	11.09 ± 0.22	8.23 ± 0.03
NGC6427	S0	0.011	-21.37	8	180.9 ± 9.1	9.15 ± 0.22	9.43 ± 0.22	8.30 ± 0.04
NGC6478	Sc	0.023	-22.57	23	180 ± 9	10.78 ± 0.22	11.03 ± 0.22	8.29 ± 0.04
NGC6497	Sab	0.010	-22.09	13	178.4 ± 8.9	10.10 ± 0.22	10.41 ± 0.22	8.27 ± 0.04
NGC6515	E3	0.023	-22.73	19	182.3 ± 9.1	10.98 ± 0.22	11.30 ± 0.22	8.32 ± 0.04
NGC6762	Sab	0.010	-20.46	9	109 ± 22	9.25 ± 0.22	9.56 ± 0.22	7.33 ± 0.03
NGC6941	Sb	0.021	-22.39	20	147 ± 29	10.80 ± 0.22	11.08 ± 0.22	7.91 ± 0.01
NGC6945	S0	0.013	-21.91	13	144 ± 29	10.07 ± 0.22	10.40 ± 0.22	7.86 ± 0.01
NGC6978	Sb	0.020	-22.15	18	165.9 ± 8.3	10.51 ± 0.22	10.77 ± 0.22	8.14 ± 0.03
NGC7025	S0a	0.017	-22.73	13	227 ± 11	10.25 ± 0.22	10.55 ± 0.22	8.74 ± 0.07
NGC7047	Sbc	0.019	-21.83	18	118 ± 24	10.26 ± 0.22	10.49 ± 0.22	7.49 ± 0.02
NGC7194	E3	0.027	-23.05	17	258 ± 13	11.22 ± 0.22	11.58 ± 0.22	8.97 ± 0.08
NGC7311	Sa	0.015	-22.45	12	196.2 ± 9.8	9.54 ± 0.22	9.78 ± 0.22	8.46 ± 0.05
NGC7321	Sbc	0.024	-22.48	15	163.6 ± 8.2	10.32 ± 0.22	10.55 ± 0.22	8.11 ± 0.02
NGC7364	Sab	0.016	-22.04	12	163.6 ± 8.2	10.22 ± 0.22	10.54 ± 0.22	8.11 ± 0.02
NGC7436B	E2	0.025	-23.50	27	258 ± 13	11.16 ± 0.22	11.42 ± 0.22	8.98 ± 0.08
NGC7466	Sbc	0.025	-21.86	13	139 ± 28	10.23 ± 0.22	10.49 ± 0.22	7.795 ± 0.003
NGC7489	Sbc	0.021	-22.07	20	124 ± 25	9.77 ± 0.22	9.92 ± 0.22	7.59 ± 0.01
NGC7549	Sbc	0.016	-21.75	20	133 ± 27	10.35 ± 0.22	10.59 ± 0.22	7.714 ± 0.003

NGC7550	E4	0.017	-22.89	24	226 ± 11	10.59 ± 0.22	10.83 ± 0.22	8.72 ± 0.06
NGC7562	E4	0.012	-22.54	20	230 ± 12	10.53 ± 0.22	10.85 ± 0.22	8.76 ± 0.07
NGC7563	Sa	0.014	-21.54	9	201 ± 10	10.12 ± 0.22	10.45 ± 0.22	8.50 ± 0.05
NGC7591	Sbc	0.017	-21.91	16	145 ± 29	9.43 ± 0.22	9.59 ± 0.22	7.88 ± 0.01
NGC7608	Sbc	0.012	-20.00	20	73 ± 15	9.97 ± 0.22	10.25 ± 0.22	6.56 ± 0.08
NGC7611	S0	0.011	-21.32	11	181.0 ± 9.1	10.10 ± 0.22	10.44 ± 0.22	8.30 ± 0.04
NGC7619	E3	0.013	-22.69	35	261 ± 13	9.47 ± 0.22	9.58 ± 0.22	8.99 ± 0.08
NGC7623	S0	0.012	-21.47	10	156.3 ± 7.8	9.74 ± 0.22	10.06 ± 0.22	8.02 ± 0.02
NGC7625	Sa	0.005	-20.26	14	75 ± 15	9.29 ± 0.22	9.63 ± 0.22	6.63 ± 0.08
NGC7631	Sb	0.013	-21.10	17	112 ± 22	10.05 ± 0.22	10.35 ± 0.22	7.39 ± 0.02
NGC7653	Sb	0.014	-21.58	12	103 ± 21	9.66 ± 0.22	9.97 ± 0.22	7.23 ± 0.04
NGC7671	S0	0.013	-21.76	11	229 ± 12	9.80 ± 0.22	10.08 ± 0.22	8.75 ± 0.07
NGC7683	S0	0.012	-21.74	14	203 ± 10	9.77 ± 0.22	10.01 ± 0.22	8.52 ± 0.05
NGC7684	S0	0.017	-21.69	9	165.1 ± 8.3	8.76 ± 0.22	8.91 ± 0.22	8.13 ± 0.03
NGC7691	Sbc	0.013	-21.34	28	78 ± 16	9.78 ± 0.22	9.95 ± 0.22	6.69 ± 0.07
NGC7711	E7	0.014	-22.02	15	189.1 ± 9.5	10.17 ± 0.22	10.49 ± 0.22	8.398 ± 0.04
NGC7716	Sb	0.009	-21.04	21	100 ± 20	10.14 ± 0.22	10.48 ± 0.22	7.16 ± 0.04
NGC7722	Sab	0.013	-22.05	21	181 ± 9	10.95 ± 0.22	11.29 ± 0.22	8.30 ± 0.04
NGC7738	Sb	0.023	-22.23	14	163.4 ± 8.2	10.03 ± 0.22	10.27 ± 0.22	8.11 ± 0.02
NGC7783NED01	Sa	0.026	-22.59	15	258 ± 13	10.98 ± 0.22	11.28 ± 0.22	8.98 ± 0.08
NGC7787	Sab	0.022	-21.17	11	120 ± 24	10.09 ± 0.22	10.35 ± 0.22	7.51 ± 0.02
NGC7800	Ir	0.006	-19.56	32	63 ± 13	9.92 ± 0.22	10.24 ± 0.22	6.28 ± 0.10
NGC7819	Sc	0.017	-21.06	23	81 ± 16	10.15 ± 0.22	10.39 ± 0.22	6.76 ± 0.07
NGC7824	Sab	0.020	-22.26	11	203 ± 10	10.45 ± 0.22	10.77 ± 0.22	8.52 ± 0.05
UGC00005	Sbc	0.024	-22.09	16	145 ± 29	10.36 ± 0.22	10.60 ± 0.22	7.88 ± 0.01
UGC00029	E1	0.029	-22.66	17	220 ± 11	10.92 ± 0.22	11.23 ± 0.22	8.67 ± 0.069
UGC00036	Sab	0.021	-21.69	10	195.3 ± 9.8	9.09 ± 0.22	9.24 ± 0.22	8.45 ± 0.05
UGC00148	Sc	0.014	-20.75	20	96 ± 19	10.18 ± 0.22	10.46 ± 0.22	7.10 ± 0.04
UGC00312	Sd	0.014	-20.69	20	71 ± 14	10.28 ± 0.22	10.59 ± 0.22	6.53 ± 0.08
UGC00335NED02	E4	0.018	-21.39	18	136 ± 27	10.59 ± 0.22	10.89 ± 0.22	7.75 ± 0.01
UGC00809	Scd	0.014	-19.72	20	93 ± 19	10.32 ± 0.22	10.60 ± 0.22	7.04 ± 0.05
UGC00841	Sbc	0.019	-20.26	17	75 ± 15	10.24 ± 0.22	10.54 ± 0.22	6.62 ± 0.08

UGC00987	Sa	0.016	-21.21	12	132 ± 26	10.11 ± 0.22	10.43 ± 0.22	7.698 ± 0.004
UGC01057	Sc	0.021	-20.81	14	110 ± 22	10.18 ± 0.22	10.44 ± 0.22	7.36 ± 0.03
UGC01271	S0a	0.017	-21.42	9	154.0 ± 7.7	9.89 ± 0.22	10.19 ± 0.22	7.99 ± 0.02
UGC02222	S0a	0.017	-21.42	10	151.8 ± 7.6	10.46 ± 0.22	10.80 ± 0.22	7.97 ± 0.01
UGC02229	S0a	0.024	-22.03	19	202 ± 10	10.61 ± 0.22	10.82 ± 0.22	8.51 ± 0.05
UGC02403	Sb	0.014	-20.80	19	107 ± 21	9.06 ± 0.22	9.19 ± 0.22	7.30 ± 0.03
UGC03151	Sa	0.015	-21.41	20	129 ± 26	10.12 ± 0.22	10.31 ± 0.22	7.65 ± 0.01
UGC03253	Sb	0.014	-21.16	15	124 ± 25	9.71 ± 0.22	9.93 ± 0.22	7.58 ± 0.01
UGC03899	Sd	0.013	-19.23	9	64 ± 13	9.18 ± 0.22	9.40 ± 0.22	6.31 ± 0.10
UGC03944	Sbc	0.013	-20.42	17	91 ± 18	9.42 ± 0.22	9.60 ± 0.22	6.99 ± 0.05
UGC03969	Sb	0.027	-21.19	15	131 ± 26	10.56 ± 0.22	10.81 ± 0.22	7.68 ± 0.01
UGC03995	Sb	0.016	-22.12	25	150 ± 30	10.71 ± 0.22	10.99 ± 0.22	7.94 ± 0.01
UGC04029	Sc	0.015	-20.75	26	109 ± 22	10.44 ± 0.22	10.68 ± 0.22	7.331 ± 0.03
UGC04132	Sbc	0.017	-21.81	22	167.6 ± 8.4	10.51 ± 0.22	10.75 ± 0.22	8.16 ± 0.03
UGC04145	Sa	0.016	-21.43	9	155.7 ± 7.8	9.63 ± 0.22	9.93 ± 0.22	8.02 ± 0.02
UGC04197	Sab	0.015	-20.92	18	129 ± 26	10.38 ± 0.22	10.68 ± 0.22	7.66 ± 0.01
UGC04280	Sb	0.012	-20.29	11	113 ± 23	9.84 ± 0.22	10.16 ± 0.22	7.41 ± 0.02
UGC04308	Sc	0.012	-21.29	24	82 ± 16	9.92 ± 0.22	10.15 ± 0.22	6.78 ± 0.06
UGC04722	Sdm	0.006	-18.18	32	51 ± 10	9.85 ± 0.22	10.11 ± 0.22	5.87 ± 0.13
UGC05108	Sb	0.027	-22.12	9	194.5 ± 9.7	10.39 ± 0.22	10.68 ± 0.22	8.44 ± 0.05
UGC05113	S0a	0.023	-21.76	8	188.8 ± 9.4	10.32 ± 0.22	10.66 ± 0.22	8.385 ± 0.04
UGC05498NED01	Sa	0.021	-21.36	13	155.4 ± 7.8	10.28 ± 0.22	10.55 ± 0.22	8.01 ± 0.02
UGC05598	Sb	0.019	-20.75	15	86 ± 17	9.91 ± 0.22	10.15 ± 0.22	6.88 ± 0.06
UGC05771	E6	0.025	-22.35	12	212 ± 11	10.76 ± 0.22	11.07 ± 0.22	8.60 ± 0.06
UGC05990	Sc	0.005	-18.32	12	52 ± 11	8.94 ± 0.22	9.27 ± 0.22	5.94 ± 0.12
UGC06036	Sa	0.022	-21.93	11	194.6 ± 9.7	10.27 ± 0.22	10.54 ± 0.22	8.44 ± 0.05
UGC06312	Sab	0.021	-21.91	13	157.8 ± 7.9	10.47 ± 0.22	10.81 ± 0.22	8.04 ± 0.02
UGC07012	Scd	0.010	-19.91	14	47.8 ± 9.6	9.66 ± 0.22	9.99 ± 0.22	5.77 ± 0.13
UGC07145	Sbc	0.022	-21.14	16	105 ± 21	10.39 ± 0.22	10.65 ± 0.22	7.26 ± 0.03
UGC08107	Sa	0.028	-22.56	16	208 ± 10	10.48 ± 0.22	10.67 ± 0.22	8.57 ± 0.05
UGC08234	S0	0.027	-22.76	8	200 ± 10	10.06 ± 0.22	10.39 ± 0.22	8.49 ± 0.05
UGC08733	Sdm	0.008	-19.75	30	70 ± 14	8.39 ± 0.22	8.49 ± 0.22	6.50 ± 0.08

UGC08778	Sb	0.011	-20.30	15	85 ± 17	9.67 ± 0.22	9.95 ± 0.22	6.86 ± 0.06
UGC08781	Sb	0.025	-22.37	15	161.6 ± 8.1	10.61 ± 0.22	10.91 ± 0.22	8.09 ± 0.02
UGC09067	Sbc	0.026	-21.85	14	140 ± 28	9.95 ± 0.22	10.15 ± 0.22	7.806 ± 0.004
UGC09476	Sbc	0.011	-20.95	21	71 ± 14	9.30 ± 0.22	9.51 ± 0.22	6.53 ± 0.08
UGC09537	Sb	0.029	-22.64	20	210 ± 11	10.87 ± 0.22	11.10 ± 0.22	8.59 ± 0.06
UGC09542	Sc	0.018	-20.96	21	99 ± 20	10.21 ± 0.22	10.43 ± 0.22	7.16 ± 0.04
UGC09665	Sb	0.009	-19.99	18	75 ± 15	9.84 ± 0.22	10.18 ± 0.22	6.62 ± 0.08
UGC09873	Sb	0.019	-20.38	21	94 ± 19	10.29 ± 0.22	10.52 ± 0.22	7.05 ± 0.05
UGC09892	Sbc	0.019	-20.71	16	73 ± 15	10.14 ± 0.22	10.43 ± 0.22	6.58 ± 0.08
UGC10097	E5	0.020	-22.73	14	249 ± 13	10.64 ± 0.22	10.99 ± 0.22	8.91 ± 0.08
UGC10123	Sab	0.013	-20.55	18	123 ± 25	9.47 ± 0.22	9.63 ± 0.22	7.57 ± 0.01
UGC10205	S0a	0.022	-22.32	19	177.4 ± 8.9	10.29 ± 0.22	10.47 ± 0.22	8.26 ± 0.03
UGC10257	Sbc	0.013	-20.47	20	94 ± 19	10.17 ± 0.22	10.47 ± 0.22	7.06 ± 0.05
UGC10297	Sc	0.008	-19.11	18	61 ± 12	9.49 ± 0.22	9.76 ± 0.22	6.23 ± 0.10
UGC10331	Sc	0.015	-20.43	19	72 ± 15	9.91 ± 0.22	10.18 ± 0.22	6.56 ± 0.08
UGC10337	Sb	0.029	-22.17	17	173.9 ± 8.7	10.14 ± 0.22	10.28 ± 0.22	8.23 ± 0.03
UGC10380	Sb	0.029	-21.85	12	161.6 ± 8.1	10.75 ± 0.22	11.07 ± 0.22	8.09 ± 0.02
UGC10384	Sb	0.017	-20.73	11	112 ± 22	10.07 ± 0.22	10.37 ± 0.22	7.39 ± 0.02
UGC10388	Sa	0.015	-21.19	11	135 ± 27	9.97 ± 0.22	10.26 ± 0.22	7.7479 ± 0.0003
UGC10650	Scd	0.010	-19.32	23	62 ± 12	10.35 ± 0.22	10.62 ± 0.22	6.25 ± 0.10
UGC10693	E7	0.028	-23.39	22	230 ± 12	11.36 ± 0.22	11.66 ± 0.22	8.76 ± 0.07
UGC10695	E5	0.028	-22.70	24	186.0 ± 9.3	11.32 ± 0.22	11.60 ± 0.22	8.35 ± 0.04
UGC10710	Sb	0.028	-22.12	20	168.9 ± 8.5	10.93 ± 0.22	11.20 ± 0.22	8.17 ± 0.03
UGC10796	Scd	0.010	-19.56	20	70 ± 14	9.67 ± 0.22	9.91 ± 0.22	6.49 ± 0.08
UGC10811	Sb	0.029	-21.92	12	184.3 ± 9.2	10.43 ± 0.22	10.65 ± 0.22	8.34 ± 0.04
UGC10905	S0a	0.027	-22.92	15	236 ± 12	10.98 ± 0.22	11.30 ± 0.22	8.81 ± 0.07
UGC10972	Sbc	0.016	-21.22	24	111 ± 22	9.87 ± 0.22	10.02 ± 0.22	7.36 ± 0.03
UGC11228	S0	0.019	-22.10	12	180 ± 9	10.27 ± 0.22	10.55 ± 0.22	8.29 ± 0.04
UGC11649	Sab	0.013	-21.38	19	114 ± 23	10.15 ± 0.22	10.42 ± 0.22	7.43 ± 0.02
UGC11680NED01	Sb	0.026	-22.56	16	195.8 ± 9.8	10.73 ± 0.22	10.99 ± 0.22	8.45 ± 0.05
UGC11717	Sab	0.021	-21.84	17	183.2 ± 9.2	11.03 ± 0.22	11.38 ± 0.22	8.32 ± 0.04
UGC12054	Sc	0.007	-18.41	15	43.4 ± 8.7	9.26 ± 0.22	9.54 ± 0.22	5.59 ± 0.15

UGC12127	E1	0.027	-23.47	36	228 ± 11	11.81 ± 0.22	12.10 ± 0.22	8.74 ± 0.07
UGC12185	Sb	0.022	-21.56	12	139 ± 28	10.26 ± 0.22	10.52 ± 0.22	7.794 ± 0.003
UGC12274	Sa	0.026	-22.08	17	165.7 ± 8.3	10.78 ± 0.22	11.09 ± 0.22	8.13 ± 0.03
UGC12308	Scd	0.008	-18.88	27	47.6 ± 9.5	9.90 ± 0.22	10.17 ± 0.22	5.76 ± 0.13
UGC12494	Sd	0.014	-19.67	20	54 ± 11	10.48 ± 0.22	10.78 ± 0.22	6.00 ± 0.12
UGC12519	Sc	0.015	-20.56	21	85 ± 17	10.30 ± 0.22	10.62 ± 0.22	6.85 ± 0.06
UGC12723	Sc	0.018	-19.77	17	76 ± 15	9.95 ± 0.22	10.16 ± 0.22	6.64 ± 0.07
UGC12810	Sbc	0.027	-22.01	20	140 ± 28	10.62 ± 0.22	10.85 ± 0.22	7.806 ± 0.004
UGC12816	Sc	0.018	-20.63	16	77 ± 15	10.12 ± 0.22	10.41 ± 0.22	6.68 ± 0.07
UGC12857	Sbc	0.008	-19.49	19	61 ± 12	9.53 ± 0.22	9.86 ± 0.22	6.22 ± 0.10
UGC12864	Sc	0.016	-20.69	27	64 ± 13	9.59 ± 0.22	9.75 ± 0.22	6.31 ± 0.10
VV488NED02	Sb	0.016	-20.96	23	115 ± 23	10.10 ± 0.22	10.28 ± 0.22	7.43 ± 0.02

Tabella 2.1: Il campione di 296 galassie di CALIFA. Da sinistra a destra le colonne rappresentano: (1) il nome della galassia; (2) il tipo morfologico; (3) il redshift; (4) la magnitudine in banda R ; (5) il raggio efficace; (6) la dispersione di velocità; (7) la massa dell'alone di materia oscura entro il raggio efficace R_e ; (8) la massa dell'alone di materia oscura entro $1.5R_e$; (9) la massa del SBH.

Capitolo 3

Analisi dei dati

In questo capitolo viene descritta l'analisi dei dati del campione di galassie selezionato e vengono riportati i risultati ottenuti. In Sezione 3.1 viene descritto il metodo di regressione lineare adottato per l'analisi, mentre in Sezione 3.2 sono descritti i coefficienti di correlazione di Spearman e Pearson. Infine, in Sezione 3.3 sono presentate le relazioni $\sigma_e - M_{DM,e}$, $\log \sigma_e - \log M_{DM,e}$, $M_\bullet - M_{DM,e}$, $\log M_\bullet - \log M_{DM,e}$ e i coefficienti delle rette che meglio approssimano i dati. La stessa analisi è stata ripetuta per le relazioni $\sigma_e - M_{DM,1.5R_e}$, $\log \sigma_e - \log M_{DM,1.5R_e}$, $M_\bullet - M_{DM,1.5R_e}$ e $\log M_\bullet - \log M_{DM,1.5R_e}$.

3.1 Algoritmo di regressione lineare LTSFIT

L'algoritmo di regressione lineare *Least Trimmed Squares Fit* (LTSFIT) è stato sviluppato da Cappellari et al. (2013) utilizzando il metodo di minimizzazione proposto da Rousseeuw & Leroy (1987) e perfezionato da Rousseeuw & Van Driessen (2006). Questo metodo permette di convergere alla soluzione eliminando i valori anomali del campione da analizzare impostando degli intervalli di confidenza in funzione della deviazione standard σ e procedendo tramite iterazioni successive. Il metodo LTSFIT permette di ottenere la retta che meglio approssima i dati anche in presenza di un gran numero di valori anomali, migliorando l'operazione di scrematura basata sugli intervalli di σ che potrebbe non portare alla soluzione corretta o addirittura non convergere ad una soluzione. Inoltre permette di considerare gli errori associati ai dati sia per la variabile indipendente che per quella dipendente.

L'algoritmo cerca il minimo assoluto di

$$\chi_h^2 = \sum_{j=1}^N (r^2)_{j:N}$$

dove $(r^2)_{1:N} \leq (r^2)_{2:N} \leq \dots \leq (r^2)_{N:N}$ rappresentano i residui di ordine quadratico della

regressione lineare del sottoinsieme di dati $N/2 < h < N$, con N numero di dati del campione. L'algoritmo LTSFIT cerca un sottoinsieme h che il fornisce il valore più piccolo di χ_h^2 tra tutti i possibili sottoinsiemi di h .

Cappellari et al. (2013) includono nell'analisi tutti i valori che non deviano più di 2.6σ (pari al 99% dei valori di una distribuzione gaussiana) dalla retta che meglio approssima i dati del campione. L'algoritmo LTSFIT utilizzato in questo elaborato è stato verificato e calibrato sul campione di Marasco et al. (2021), ritrovando le loro soluzioni.

3.2 Coefficienti di correlazione di Pearson e Spearman

In statistica la correlazione tra due variabili fornisce indicazioni sul loro legame e in particolare se la variazione di una delle due quantità possa influenzare l'altra. Data la retta che meglio approssima un insieme di dati, la correlazione sarà tanto maggiore quanto più i dati si trovano vicini alla retta e quanto minore sarà la loro dispersione. La correlazione rappresenta, quindi, la tendenza di un osservabile a cambiare in funzione dell'altro e non è da confondere con il rapporto più stretto di causa-effetto.

A questo scopo, per analizzare i dati delle galassie del campione di CALIFA, sono stati utilizzati i coefficienti di correlazione di Pearson e Spearman.

3.2.1 Coefficiente di Pearson

Il coefficiente r_p di Pearson (Taylor 1997), anche chiamato coefficiente di correlazione lineare, indica quanto bene un insieme di dati (x_i, y_i) si adatta ad una retta, come per esempio la retta che meglio li approssima. Possiamo esprimere r_p come

$$r_p = \frac{\sigma_{xy}}{\sigma_x \sigma_y} \quad (3.1)$$

dove σ_{xy} rappresenta la covarianza e σ_x e σ_y le deviazioni standard. Un'altra espressione equivalente per r_p è

$$r_p = \frac{\sum (x_i - \bar{x})(y_i - \bar{y})}{\sqrt{\sum (x_i - \bar{x})^2 \sum (y_i - \bar{y})^2}} \quad (3.2)$$

dove \bar{y} e \bar{x} rappresentano rispettivamente i valori medi delle variabili y_i e x_i . Con la disuguaglianza di Cauchy-Schwarz si può dimostrare che il coefficiente di Pearson è un numero compreso tra -1 e 1 . In particolare, più r_p è vicino a ± 1 e più i punti giacciono vicino a una qualche retta. Se r_p è vicino a 0 , allora i punti non sono correlati, con poca o nessuna tendenza a giacere su una retta. Se i punti cadono perfettamente su una retta, allora $r_p = \pm 1$. Possiamo

classificare la correlazione che sussiste tra l'insieme dei punti sulla base del modulo di r_p . La descrizione vale sia per la correlazione diretta che per quella inversa; si ha che

- $0 < |r_p| \leq 0.3$: correlazione debole;
- $0.3 < |r_p| \leq 0.7$: correlazione moderata;
- $|r_p| > 0.7$: correlazione forte.

3.2.2 Coefficiente di Spearman

Il coefficiente di correlazione per ranghi r_s di Spearman (1904) è un caso particolare del coefficiente di correlazione di Pearson dove i valori vengono convertiti in ranghi prima di calcolare il coefficiente. A parte da un insieme di dati (x_i, y_i) , ai valori più bassi si assegna rango 1, ai valori più bassi successivi il rango 2 e così via. Il coefficiente di Spearman è una misura statistica non parametrica di correlazione e permette di stabilire quanto bene una relazione tra due variabili possa essere descritta da una funzione monotona. Il coefficiente r_s può essere ottenuto dalla relazione

$$r_s = \frac{\sum_i (r_i - \bar{r})(s_i - \bar{s})}{\sqrt{\sum_i (r_i - \bar{r})^2} \sqrt{\sum_i (s_i - \bar{s})^2}} \quad . \quad (3.3)$$

Un'altra espressione per r_s è

$$r_s = 1 - \frac{6 \sum_i D_i^2}{N(N^2 - 1)} \quad , \quad (3.4)$$

dove $D_i = r_i - s_i$, con r_i e s_i rispettivamente il rango della prima variabile e della seconda variabile della i -esima osservazione e N il numero totale di osservazioni.

Il coefficiente di Spearman assume valori positivi se la variabile dipendente y_i aumenta all'aumentare di x_i e assume valori negativi se y_i diminuisce all'aumentare di x_i . Se $r_s = 0$ non c'è correlazione e con $r_s = \pm 1$ i punti osservati sono perfettamente monotonicamente correlati.

3.3 Studio delle relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$ e $M_\bullet - M_{\text{DM},e}$

In questa sezione sono riportati i risultati ottenuti con l'algoritmo `LTSFIT` per relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$, $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$, $M_\bullet - M_{\text{DM},e}$, $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},e}$. Vengono poi riportati ulteriori risultati per le stesse relazioni utilizzando la massa dell'alone di materia oscura entro $1.5R_e$. Per ciascuna relazione viene inserita una tabella con i coefficienti che fanno riferimento alla retta che meglio approssima i dati analizzati, i coefficienti di Pearson e Spearman, la dispersione intrinseca dei dati, la deviazione standard σ e il χ^2 ridotto.

A partire da un insieme di dati (x_i, y_i) , il χ^2 ridotto χ_r^2 può essere calcolato come

$$\chi_r^2 = \frac{1}{N - M} \sum_{i=1}^N \frac{[E_i(y_i) - O_i(y_i)]^2}{\delta_{x,i}^2 + \delta_{y,i}^2} \quad , \quad (3.5)$$

dove N ed M rappresentano rispettivamente il numero di valori osservati e il numero di parametri liberi. La quantità $N - M$ rappresenta i gradi di libertà. Cercando la retta che meglio approssima un insieme di dati, il numero di gradi di libertà è $N - 2$. Le quantità $E_i(y_i)$ e $O_i(y_i)$ corrispondono rispettivamente ai valori aspettati (cioè i valori che la variabile dipendente dovrebbe avere secondo la stima ottenuta dalla retta che meglio approssima i dati) e ai valori osservati. Infine, al denominatore dell'Equazione (3.5) sono presenti gli errori associati alle misure di x_i e y_i . Il test del χ_r^2 permette di capire quanto bene la retta utilizzata per approssimare i dati legghi con i dati stessi. In particolare, se si ottiene un valore di $\chi_r^2 \sim 1$ non abbiamo motivo di dubitare della nostra distribuzione di dati. Al contrario, se χ_r^2 è molto maggiore o molto minore di uno è improbabile che la retta utilizzata sia corretta e ci potrebbe essere una sottostima o sovrastima degli errori (Taylor 1997).

I coefficienti di Pearson e Spearman, la dispersione intrinseca e la deviazione standard sono stati ottenuti direttamente con `LTSFIT` e confrontati con i valori ottenuti con la libreria `scipy.stats` di `python`¹. Dal momento che nei vari grafici il numero di galassie analizzate è molto alto, le barre d'errore non sono rappresentate per non pregiudicare la leggibilità delle figure.

¹Il codice `LTSFIT` è disponibile sul sito www.astro.physics.ox.ac.uk/~cappellari/software/#lts di Michele Cappellari.

3.3.1 Relazione $\sigma_e - M_{DM,e}$

Cercando la retta che meglio approssima i dati, nella forma

$$\sigma_e = \alpha + \beta M_{DM,e} \quad , \quad (3.6)$$

LTSFIT fornisce i risultati mostrati in Figura 3.1 e riportati in Tabella 3.1.

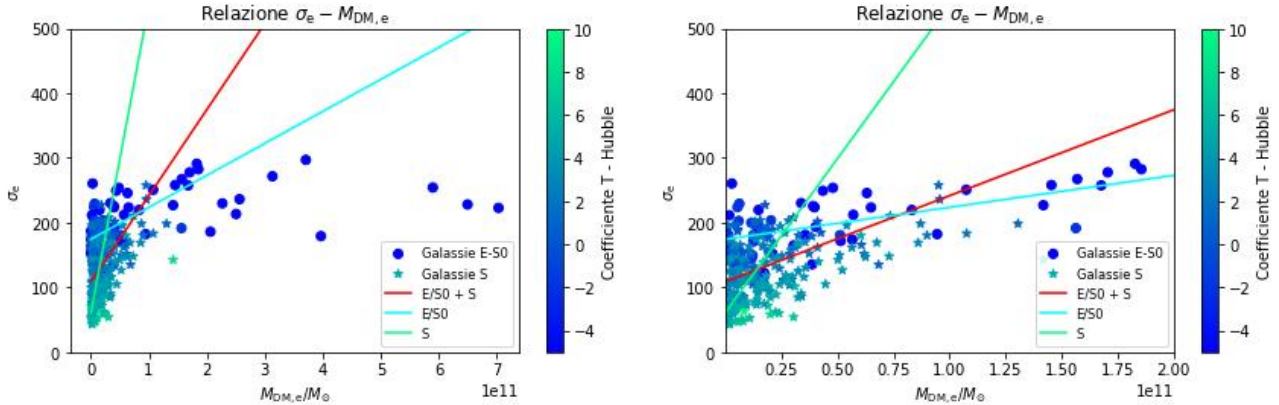


Figura 3.1: Relazione $\sigma_e - M_{DM,e}$ ottenuta con LTSFIT scartando i valori anomali oltre 2.6σ . I cerchi rappresentano le galassie ellittiche e lenticolari, mentre le stelle corrispondono alle galassie a spirale. La scala di colori associati al coefficiente T di Hubble identifica il tipo morfologico delle galassie del campione. A destra il grafico rappresenta un ingrandimento in corrispondenza di $M_{DM,e} < 2 \times 10^{11} M_\odot$. Le rette di colore rosso, azzurro e verde fanno riferimento rispettivamente a tutte le galassie, alle sole galassie ellittiche e lenticolari e alle sole galassie a spirale. I loro coefficienti sono riportati in Tabella 3.1.

Galassie	α	β	r_p	r_s	Dispersione	σ	χ_r^2
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Tutte	108.7 ± 3.7	$(1.33 \pm 0.15) \times 10^{-9}$	0.46	0.49	39.9 ± 2.8	96	4.9×10^{-15}
E + S0	174.3 ± 5.2	$(4.94 \pm 0.91) \times 10^{-10}$	0.44	0.59	25.4 ± 5.1	68.0	1.9×10^{-15}
S	61.0 ± 4.4	$(4.76 \pm 0.43) \times 10^{-9}$	0.45	0.44	25 ± 11	93.0	8.3×10^{-16}

Tabella 3.1: Coefficienti delle rette mostrate in Figura 3.1 per la relazione $\sigma_e - M_{DM,e}$. Da sinistra a destra le colonne rappresentano: (1) il campione di galassie considerato; (2) l'intercetta della retta; (3) la pendenza della retta; (4) il coefficiente di Pearson; (5) il coefficiente di Spearman; (6) la dispersione intrinseca; (7) la deviazione standard; (8) il valore del χ^2 ridotto.

3.3.2 Relazione $\log \sigma_e - \log M_{DM,e}$

Cercando la retta che meglio approssima i dati, nella forma

$$\log \sigma_e = \alpha + \beta \log M_{DM,e} \quad , \quad (3.7)$$

LTSFIT fornisce i risultati mostrati in Figura 3.2 e riportati in Tabella 3.2.

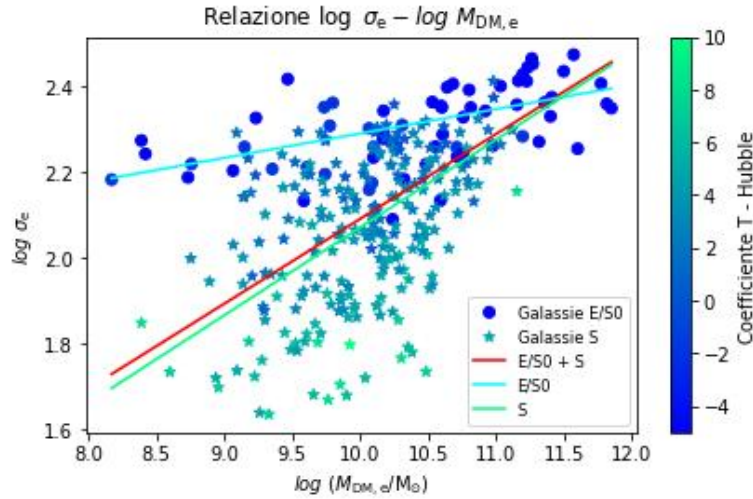


Figura 3.2: Relazione $\log \sigma_e - \log M_{DM,e}$ ottenuta con LTSFIT scartando i valori anomali oltre 2.6σ . I cerchi rappresentano le galassie ellittiche e lenticolari, mentre le stelle corrispondono alle galassie a spirale. La scala di colori associati al coefficiente T di Hubble identifica il tipo morfologico delle galassie del campione. Le rette di colore rosso, azzurro e verde fanno riferimento rispettivamente a tutte le galassie, alle sole galassie ellittiche e lenticolari e alle sole galassie a spirale. I loro coefficienti sono riportati in Tabella 3.2.

Galassie	α	β	r_p	r_s	Dispersione	σ	χ_r^2
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Tutte	0.11 ± 0.15	0.20 ± 0.02	0.49	0.49	0.13 ± 0.01	0.15	0.54
E + S0	1.72 ± 0.10	0.06 ± 0.01	0.55	0.59	0.06 ± 0.01	0.08	0.12
S	0.02 ± 0.20	0.21 ± 0.02	0.46	0.44	0.13 ± 0.01	0.15	0.46

Tabella 3.2: Coefficienti delle rette mostrate in Figura 3.2 per la relazione $\log \sigma_e - \log M_{DM,e}$. Da sinistra a destra le colonne rappresentano: (1) il campione di galassie considerato; (2) l'intercetta della retta; (3) la pendenza della retta; (4) il coefficiente di Pearson; (5) il coefficiente di Spearman; (6) la dispersione intrinseca; (7) la deviazione standard; (8) il valore del χ^2 ridotto.

3.3.3 Relazione $M_\bullet - M_{DM,e}$

Cercando la retta che meglio approssima i dati, nella forma

$$M_\bullet = \alpha + \beta M_{DM,e} \quad , \quad (3.8)$$

LTSFIT fornisce i risultati mostrati in Figura 3.3 e riportati in Tabella 3.3.

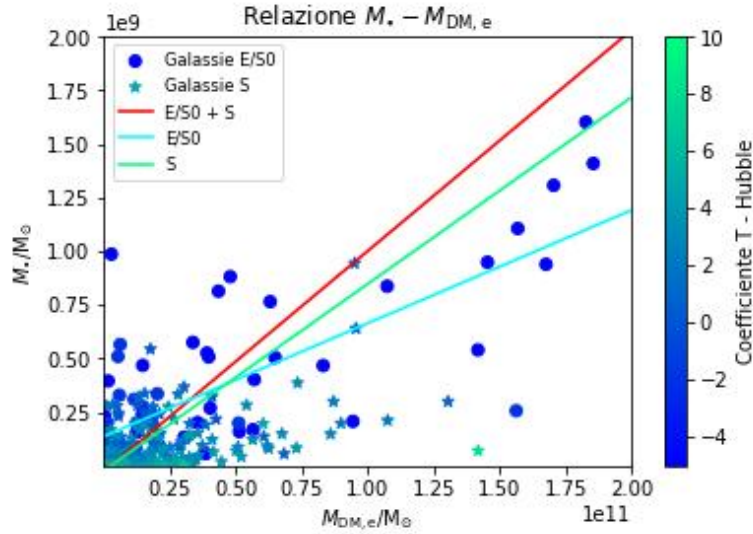


Figura 3.3: Relazione $M_\bullet - M_{DM,e}$ ottenuta con LTSFIT scartando i valori anomali oltre 2.6σ . I cerchi rappresentano le galassie ellittiche e lenticolari, mentre le stelle corrispondono alle galassie a spirale. La scala di colori associati al coefficiente T di Hubble identifica il tipo morfologico delle galassie del campione. Le rette di colore rosso, azzurro e verde fanno riferimento rispettivamente a tutte le galassie, alle sole galassie ellittiche e lenticolari e alle sole galassie a spirale. I loro coefficienti sono riportati in Tabella 3.3.

Galassie (1)	α (2)	β (3)	r_p (4)	r_s (5)	Dispersione (6)	σ (7)	χ_r^2 (8)
Tutte	$(-2.91 \pm 0.58) \times 10^7$	$(10 \pm 1) \times 10^{-3}$	0.55	0.49	4×10^7	7.5×10^8	0.04
E + S0	$(1.36 \pm 0.34) \times 10^8$	$(5 \pm 1) \times 10^{-3}$	0.43	0.59	$(1.72 \pm 0.01) \times 10^8$	7.4×10^8	0.02
S	$(-2.38 \pm 0.39) \times 10^7$	$(9 \pm 1) \times 10^{-3}$	0.46	0.44	$(1.985 \pm 0.001) \times 10^7$	1.7×10^8	0.002

Tabella 3.3: Coefficienti delle rette mostrate in Figura 3.3 per la relazione $M_\bullet - M_{DM,e}$. Da sinistra a destra le colonne rappresentano: (1) il campione di galassie considerato; (2) l'intercetta della retta; (3) la pendenza della retta; (4) il coefficiente di Pearson; (5) il coefficiente di Spearman; (6) la dispersione intrinseca; (7) la deviazione standard; (8) il valore del χ^2 ridotto.

3.3.4 Relazione $\log M_\bullet - \log M_{DM,e}$

Cercando la retta che meglio approssima i dati, nella forma

$$\log M_\bullet = \alpha + \beta \log M_{DM,e} \quad , \quad (3.9)$$

LTSFIT fornisce i seguenti risultati mostrati in Figura 3.4 e riportati in Tabella 3.4.

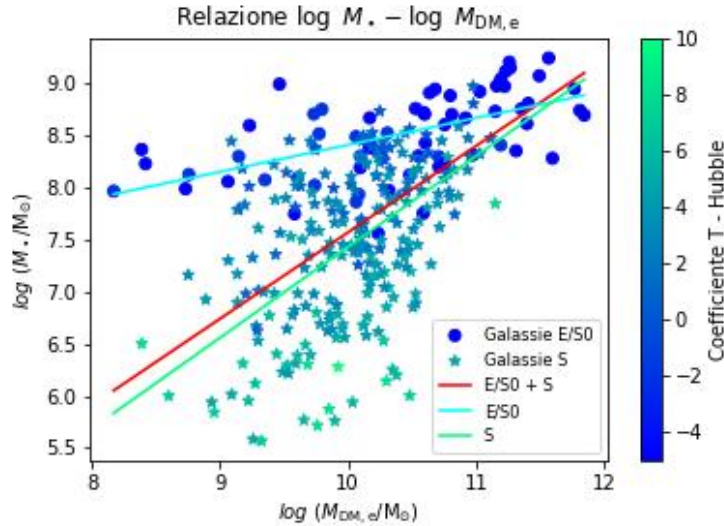


Figura 3.4: Relazione $\log M_\bullet - \log M_{DM,e}$ ottenuta con LTSFIT scartando i valori anomali oltre 2.6σ . I cerchi rappresentano le galassie ellittiche e lenticolari, mentre le stelle corrispondono alle galassie a spirale. La scala di colori associati al coefficiente T di Hubble identifica il tipo morfologico delle galassie del campione. Le rette di colore rosso, azzurro e verde fanno riferimento rispettivamente a tutte le galassie, alle sole galassie ellittiche e lenticolari e alle sole galassie a spirale. I loro coefficienti sono riportati in Tabella 3.4.

Galassie	α	β	r_p	r_s	Dispersione	σ	χ_r^2
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Tutte	-0.72 ± 0.67	0.83 ± 0.07	0.49	0.49	0.66 ± 0.03	0.68	10
E + S0	5.83 ± 0.45	0.26 ± 0.04	0.55	0.59	0.29 ± 0.03	0.30	2.3
S	-1.28 ± 0.86	0.87 ± 0.09	0.46	0.44	0.63 ± 0.04	0.66	8.8

Tabella 3.4: Coefficienti delle rette mostrate in Figura 3.4 per la relazione $\log M_\bullet - \log M_{DM,e}$. Da sinistra a destra le colonne rappresentano: (1) il campione di galassie considerato; (2) l'intercetta della retta; (3) la pendenza della retta; (4) il coefficiente di Pearson; (5) il coefficiente di Spearman; (6) la dispersione intrinseca; (7) la deviazione standard; (8) il valore del χ^2 ridotto.

3.3.5 Relazioni per $M_{\text{DM}}(R < 1.5R_e)$

Zhu et al. (2018) determinano la massa $M_{\text{DM},1.5R_e} = M_{\text{DM}}(R < 1.5R_e)$ dell'alone di materia oscura anche fino a $1.5R_e$. Sono stati ottenuti i coefficienti da LTSFIT per le relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},1.5R_e}$ (Tabella 3.5), $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$ (Tabella 3.6), $M_\bullet - M_{\text{DM},1.5R_e}$ (Tabella 3.7) e infine $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$ (Tabella 3.8). I coefficienti sono del tutto consistenti con quelli delle relazioni precedentemente studiate per $M_{\text{DM},e}$.

Galassie	α	β	r_p	r_s	Dispersione	σ	χ_r^2
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Tutte	111.2 ± 3.6	$(6.17 \pm 0.73) \times 10^{-10}$	0.47	0.49	40.6 ± 2.8	86	2.1×10^{-15}
E + S0	174.3 ± 5.2	$(2.42 \pm 0.44) \times 10^{-10}$	0.46	0.58	25.4 ± 5.1	64	8.4×10^{-16}
S	76.6 ± 4.5	$(1.71 \pm 0.18) \times 10^{-9}$	0.44	0.42	31.8 ± 5.2	67	3.1×10^{-16}

Tabella 3.5: Coefficienti delle rette per la relazione $\sigma_e - M_{\text{DM},1.5R_e}$. Da sinistra a destra le colonne rappresentano: (1) il campione di galassie considerato; (2) l'intercetta della retta; (3) la pendenza della retta; (4) il coefficiente di Pearson; (5) il coefficiente di Spearman; (6) la dispersione intrinseca; (7) la deviazione standard; (8) il valore del χ^2 ridotto.

Galassie	α	β	r_p	r_s	Dispersione	σ	χ_r^2
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Tutte	0.22 ± 0.15	0.18 ± 0.01	0.47	0.49	0.13 ± 0.01	0.15	0.55
E + S0	1.7 ± 0.1	0.06 ± 0.01	0.53	0.58	0.06 ± 0.01	0.08	0.12
S	0.22 ± 0.20	0.18 ± 0.02	0.43	0.42	0.13 ± 0.01	0.15	0.48

Tabella 3.6: Coefficienti delle rette per la relazione $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$. Da sinistra a destra le colonne rappresentano: (1) il campione di galassie considerato; (2) l'intercetta della retta; (3) la pendenza della retta; (4) il coefficiente di Pearson; (5) il coefficiente di Spearman; (6) la dispersione intrinseca; (7) la deviazione standard; (8) il valore del χ^2 ridotto.

Galassie	α	β	r_p	r_s	Dispersione	σ	χ_r^2
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Tutte	$(-1.85 \pm 0.62) \times 10^7$	$(46 \pm 3) \times 10^{-4}$	0.57	0.49	6×10^7	6.2×10^8	0.02
E + S0	$(1.3 \pm 0.3) \times 10^8$	$(27 \pm 4) \times 10^{-4}$	0.45	0.58	1×10^8	7.3×10^8	0.01
S	$(-2.60 \pm 0.41) \times 10^7$	$(55 \pm 4) \times 10^{-4}$	0.46	0.42	2×10^7	2.1×10^8	0.001

Tabella 3.7: Coefficienti delle rette per la relazione $M_\bullet - M_{\text{DM},1.5R_e}$. Da sinistra a destra le colonne rappresentano: (1) il campione di galassie considerato; (2) l'intercetta della retta; (3) la pendenza della retta; (4) il coefficiente di Pearson; (5) il coefficiente di Spearman; (6) la dispersione intrinseca; (7) la deviazione standard; (8) il valore del χ^2 ridotto.

Galassie	α	β	r_p	r_s	Dispersione	σ	χ_r^2
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Tutte	0.15 ± 0.66	0.72 ± 0.06	0.47	0.49	0.67 ± 0.04	0.7	10
E + S0	5.94 ± 0.45	0.24 ± 0.04	0.53	0.58	0.30 ± 0.03	0.3	2.3
S	-0.4 ± 0.9	0.76 ± 0.08	0.43	0.42	0.64 ± 0.04	0.7	9

Tabella 3.8: Coefficienti delle rette per la relazione $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$. Da sinistra a destra le colonne rappresentano: (1) il campione di galassie considerato; (2) l'intercetta della retta; (3) la pendenza della retta; (4) il coefficiente di Pearson; (5) il coefficiente di Spearman; (6) la dispersione intrinseca; (7) la deviazione standard; (8) il valore del χ^2 ridotto.

Capitolo 4

Risultati e conclusioni

In questo capitolo vengono discussi i risultati e presentate le conclusioni. In Sezione 4.1 vengono confrontate le relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$ e $M_\bullet - M_{\text{DM},e}$ con le relazioni a legge di potenza, $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$ e $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},e}$. Viene poi posta l'attenzione sulle differenze tra i risultati forniti dalle regressioni lineari per il campione delle sole galassie ellittiche e lenticolari e per quello delle sole galassie a spirale. In Sezione 4.2 viene riportato un commento finale sui risultati ottenuti in questa tesi e vengono evidenziati i valori dei coefficienti di correlazione e della dispersione intrinseca.

4.1 Risultati

4.1.1 Confronto tra le relazioni lineari e a legge di potenza

Analizzando le differenze tra i risultati ottenuti per le relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$ (Figura 3.1) e $M_\bullet - M_{\text{DM},e}$ (3.4) con quelli ottenuti per le relazioni $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$ (Figura 3.2) e $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},e}$ (Figura 3.4) si osserva come la dispersione intrinseca assuma valori di diversi ordini di grandezza superiori nelle relazioni lineari rispetto a quelli ottenuti nelle leggi di potenza. Inoltre il χ^2 ridotto assume valori estremamente bassi per le relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$ e $M_\bullet - M_{\text{DM},1.5R_e}$. Dal momento che $\chi_r^2 \ll 1$ per le relazioni appena citate, si potrebbero cercare metodi di approssimazione dei dati alternativi, quali per esempio l'utilizzo di funzioni arbitrarie e più parametri liberi da vincolare. Un'altra possibile spiegazione per i valori del χ^2 ridotto prossimi a zero potrebbe essere ricercata o nelle incertezze associate alle misure di Falcón-Barroso et al. (2017) e Zhu et al. (2018) e all'Equazione (1.15) di Kormendy & Ho (2013) o nel metodo adottato per la propagazione degli errori. I bassi valori della dispersione intrinseca per le relazioni $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$, $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},e}$, $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$ e $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$ suggeriscono che la scelta migliore per l'analisi dei dati del campione di 296 galassie prese dal progetto CALIFA ricada sulle relazioni a legge di potenza.

4.1.2 Confronto tra le galassie ellittiche e lenticolari e quelle a spirale

Dai coefficienti riportati nelle Tabelle 3.1-3.8 si osserva come le rette che meglio approssimano i dati legati alle sole galassie ellittiche e lenticolari abbiano pendenze prossime allo zero e sempre minori di quelle delle galassie a spirale. Le galassie dei primi tipi morfologici, infatti, tendono a disporsi nella parte superiore dei grafici e a coprire intervalli di massa e di dispersione di velocità più stretti. Le galassie a spirale sono distribuite su un ampio intervallo di valori lungo tutto l'asse verticale. Osservando i coefficienti di Spearman e Pearson si può notare come sia per il campione di galassie ellittiche e lenticolari sia per il campione di spirali, questi coefficienti siano contenuti nell'intervallo $0.42 < r_s \sim r_p < 0.59$ di media correlazione. Confrontando i valori di ottenuti con quelli di Marasco et al. (2021, $r_s = 0.82$ e $r_s = 0.84$) si evince come la correlazione trovata per il campione analizzato in questa tesi sia molto inferiore a quella trovata da Marasco et al. (2021). La media correlazione ricavata non permette ulteriori considerazioni o valutazioni per le relazioni sopra descritte. Il test del χ^2 ridotto, la deviazione standard e la dispersione intrinseca sono in media dello stesso ordine di grandezza per i diversi campioni di galassie.

4.2 Conclusioni

In questa tesi viene analizzato un campione di 296 galassie per cui il progetto *Calar Alto Legacy Integral Field Area* (CALIFA) ha determinato la dispersione di velocità stellare σ_e entro il raggio efficace R_e e la massa dell'alone oscuro $M_{\text{DM},e} = M_{\text{DM}}(R < R_e)$ e $M_{\text{DM},1.5R_e} = M_{\text{DM}}(R < 1.5R_e)$. Le galassie hanno redshift z compreso tra 0.005 e 0.030 e sono divise in 65 galassie ellittiche e lenticolari e 231 galassie a spirale su un ampio intervallo di tipi morfologici. Le galassie hanno il diametro dell'isofota D_{25} compreso tra 45 e 80 arcsec. La dispersione di velocità σ_e è stata convertita nella massa M_\bullet del buco nero supermassiccio e messa in correlazione con M_{DM} . Sono state studiate le relazioni $\sigma_e - M_{\text{DM},e}$ ($r_p = 0.46$, $r_s = 0.49$, dispersione = 39.9 ± 2.8), $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},e}$ ($r_p = 0.49$, $r_s = 0.49$, dispersione = 0.13 ± 0.01), $M_\bullet - M_{\text{DM},e}$ ($r_p = 0.55$, $r_s = 0.49$, dispersione = 4×10^7), $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},e}$ ($r_p = 0.49$, $r_s = 0.49$, dispersione = 0.66 ± 0.03), $\sigma_e - M_{\text{DM},1.5R_e}$ ($r_p = 0.47$, $r_s = 0.49$, dispersione = 40.6 ± 2.8), $\log \sigma_e - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$ ($r_p = 0.47$, $r_s = 0.49$, dispersione = 0.13 ± 0.01), $M_\bullet - M_{\text{DM},1.5R_e}$ ($r_p = 0.57$, $r_s = 0.49$, dispersione = 6×10^7) e $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},1.5R_e}$ ($r_p = 0.47$, $r_s = 0.49$, dispersione = 0.67 ± 0.04) con una regressione lineare ottenuta con l'algoritmo LTSFIT e i coefficienti di correlazione con quelli di Pearson e Spearman. Le relazioni più stringenti sono quelle tra $\log M_\bullet - \log M_{\text{DM},e}$ per le sole galassie ellittiche e lenticolari e tra $M_\bullet - M_{\text{DM},e}$ per il campione completo di galassie. Queste relazioni rimangono comunque di modesta entità. La dispersione dei dati potrebbe essere ridotta usando misure dirette di M_\bullet e stime di M_{DM} a raggi molto maggiori di R_e .

Bibliografia

Abazajian K. N., Adelman-McCarthy J. K., Agüeros M. A., et al., 2009, *ApJS*, 182, 543

Akiyama K., Alberdi A., Alef W., et al., 2022, *ApJ*, 930, 2, L12

Ashman K. M., Zepf S. E., 1992, *ApJ*, 384, 50

Baes M., Buyle P., Hau G. K. T., Dejonghe H., 2003, *MNRAS*, 341, L44

Begelman M., Rees M., 2009, *Gravity's Fatal Attraction: Black Holes in the Universe* (Cambridge, UK: Cambridge University Press)

Böker T., Sarzi M., McLaughlin D. E., et al., 2004, *AJ*, 127, 105

Bullock J. S., Kolatt T. S., Sigad Y., et al., 2001, *MNRAS*, 321, 559

Burkert A., Tremaine S., 2010, *ApJ*, 720, 516

Cappellari M., 2002, *MNRAS*, 333, 400

Cappellari M., Copin Y., 2003, *MNRAS*, 342, 345

Cappellari M., Emsellem E., 2004, *PASP*, 116, 138

Cappellari M., Scott N., Alatalo K., et al., 2013, *MNRAS*, 432, 1709

de Nicola S., Marconi A., Longo G., 2019, *MNRAS*, 490, 600

Di Matteo T., Croft R. A. C., Springel V., Hernquist L., 2003, *ApJ*, 593, 56

Dressler A., Richstone D. O., 1988, ApJ, 324, 701

Faber S. M., Jackson R. E., 1976, ApJ, 204, 668

Fabian A. C., 2012, ARA&A, 50, 455

Falcón-Barroso J., Lyubenova M., van de Ven G., et al., 2017, A&A, 597, A48

Ferrarese L., 2002, ApJ, 578, 90

Ferrarese L., Merritt D., 2000, ApJ, 539, L9

Gebhardt K., Bender R., Bower G., et al., 2000, ApJ, 539, L13

Gebhardt K., Adams J., Richstone D., et al., 2011, ApJ, 729, 119

Graves G. J., Faber S. M., 2010, ApJ, 717, 803

Harris G. L. H., Harris W. E., 2011, MNRAS, 410, 2347

Jorgensen I., Franx M., Kjaergaard P., 1995, MNRAS, 276, 1341

Kelz A., Verheijen M. A. W., Roth M. M., et al., 2006, PASP, 118, 129

Kormendy J., Bender R., 2011, Nature, 469, 377

Kormendy J., Ho L. C., 2013, ARA&A, 51, 511

Kormendy J., Gebhardt K., 2001, AIP Conference Proceedings 586, XX Texas Symposium on Relativistic Astrophysics, ed. H. Martel & J. C. Wheeler (New York, NY: AIP), p. 363

Kormendy J., Richstone D., 1995, ARA&A, 33, 581

Kronawitter A., Saglia R. P., Gerhard O., Bender R., 2000, A&AS, 144, 53

Larson R. B., 1974, MNRAS, 169, 229

Marasco A., Cresci G., Posti L., et al., 2021, MNRAS, 507, 4274

Marconi A., Hunt L. K., 2003, ApJ, 589, L21

Murphy J. D., Gebhardt K., Adams J. J., 2011, ApJ, 729, 129

Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1995, MNRAS, 275, 56

Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1996, ApJ, 462, 563

Pizzella A., Corsini E. M., Dalla Bontà E., et al., 2005, ApJ, 631, 785

Posti L., Fall S. M., 2021, A&A, 649, A119

Rhode K. L., 2012, AJ, 144, 154

Roth M. M., Kelz A., Fechner T., et al., 2005, PASP, 117, 620

Rousseeuw P. J., Leroy A. M., 1987, Robust Regression and Outlier Detection, (New York, NY: Wiley)

Rousseeuw P., van Driessen K., 2006, Data Min. Know. Disc., 12, 29

Sabra B. M., Saliba C., Akl M. A., Chahine G., 2015, ApJ, 803, 5

Sánchez S. F., Kennicutt R. C., Gil de Paz A., et al., 2012, A&A, 538, A8

Schmidt M., 1963, Nature, 197, 1040

Schwarzschild M., 1979, ApJ, 232, 236

Seljak U., 2002, MNRAS, 334, 797

Snyder G. F., Hopkins P. F., Hernquist L., 2011, ApJ, 728, L24

Spearman C., 1904, Am. J. Psyc., 15, 72

Taylor J. R., 1997, *An Introduction to Error Analysis: The Study of Uncertainties in Physical Measurements: Second Edition*, (Melville, NY: University Science Books)

Terrazas B. A., Bell E. F., Woo J., Henriques B. M. B., 2017, *ApJ*, 844, 170

Thomas J., Saglia R. P., Bender R., et al., 2007, *MNRAS*, 382, 657

Tremaine S., 2014, *Daedalus*, 143, 103

Tremaine S., Gebhardt K., Bender R., et al., 2002, *ApJ*, 574, 740

Tully R. B., Fisher J. R., 1977, *A&A*, 54, 661

van den Bosch R. C. E., Gebhardt K., Gültekin K., et al., 2012, *Nature*, 491, 729

Verheijen M. A. W., Bershady M. A., Andersen D. R., et al., 2004, *Astron. Nachr.*, 325, 151

Walcher C. J., Wisotzki L., Bekeraité S., et al., 2014, *A&A*, 569, A1

White S. D. M., Rees M. J., 1978, *MNRAS*, 183, 341

Zepf S. E., Ashman K. M., 1993, *MNRAS*, 264, 611

Zhu L., van de Ven G., van den Bosch R., et al., 2018, *Nat. Ast.*, 2, 233