



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA
INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

LA RELACIÓN N_{GC} vs. M_{BH} PARA GALAXIAS ESPIRALES

TESIS QUE
PARA OPTAR POR EL GRADO DE MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:
LUIS FERNANDO LOMELÍ NÚÑEZ

TUTORES
Dra. ROSA AMELIA GONZÁLEZ LÓPEZ-LIRA
INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA, UNAM
Dra. KARLA ADRIANA ÁLAMO MARTÍNEZ
INSTITUTO DE ASTROFÍSICA, UC

MORELIA, MICHOACÁN MAYO DE 2016



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

Índice general

1. Agujeros negros y relaciones de escala	1
1.1. Relación \mathcal{M}_\bullet y la masa del bulbo	2
1.2. Relación \mathcal{M}_\bullet y σ	3
1.3. Relación \mathcal{M}_\bullet y el número de cúmulos globulares	6
2. Cúmulos globulares y NGC 4258	9
2.1. Cúmulos globulares	9
2.1.1. Función de luminosidad de los cúmulos globulares	9
2.1.2. Frecuencia específica	11
2.1.3. Distribución de color y metalicidad	12
2.1.4. Radio efectivo y distribución espacial	14
2.2. NGC 4258	17
2.2.1. Escalera de distancias	17
2.2.2. Clasificación de Hubble	17
2.2.3. NGC 4258	18
3. Datos y metodología	21
3.1. Datos	21
3.2. Metodología	25
3.2.1. Detección de fuentes	25
3.2.2. Selección de fuentes puntuales	28
3.2.3. Modelo de PSF	30
3.2.4. Pruebas de completitud en banda K_s	33
4. Análisis	37
4.1. Diagramas color-color	37
4.1.1. DCC $u^*i'K_s$	37
4.1.2. Selección de CGs	40
4.1.3. Descontaminación	41
4.1.4. Muestra final de CGs	46
4.2. Comparación con otros DCCs	49
4.3. Propiedades del sistema de CGs de NGC 4258	53
4.3.1. Distribución de color	53
4.3.2. Distribución espacial	56
4.3.3. Función de luminosidad del sistema de cúmulos globulares.	59
4.3.4. Relación N_{GC} vs. \mathcal{M}_\bullet	59

<i>ÍNDICE GENERAL</i>	1
5. Resumen, conclusiones y trabajo futuro	63
A.	65
B.	69

Capítulo 1

Agujeros negros y relaciones de escala

Las primeras menciones en la literatura de los agujeros negros, BHs (BHs, por sus siglas en inglés) se remontan al siglo XVII. John Michell en la *Philosophical Transactions of the Royal Society* (1784) y Pierre-Simon Laplace en la *Exposition du Système du Monde* (1796) anunciaban la posible existencia de objetos celestes cuyas características físicas (densidad, diámetro, etc.) no permitirían el escape de la propia luz (Raine & Thomas 2009; Hehl et al. 1998). A principios del siglo XX, la solución a las ecuaciones de campo de Einstein encontrada por Schwarzschild brinda las bases teóricas de los posteriores descubrimientos acerca de los agujeros negros.

Sin considerar efectos relativistas, podemos definir un agujero negro como la concentración de masa con un tamaño menor que el radio de Schwarzschild, r_s , que es el radio para el cual la velocidad de escape, $v_{esc} = (\frac{2GM}{r})^{1/2}$, debe ser igual a la velocidad de la luz:

$$r_s = \frac{2GM}{c^2}, \quad (1.1)$$

donde G es la constante de gravitación universal, \mathcal{M} la masa del objeto y c la velocidad de la luz. Entonces, un cuerpo esférico de masa \mathcal{M} confinado dentro de el radio crítico r_s debe ser un agujero negro (Schneider, 2006).

Existen distintos tipos de agujeros negros de acuerdo con su masa (Raine & Thomas 2009; Hehl et al. 1998):

- Agujeros negros de masa estelar. Su origen proviene de la explosión como supernovas Tipo II de estrellas masivas ($\mathcal{M}_* > 45\mathcal{M}_\odot$) o, probablemente, por la fusión de un sistema binario compuesto por dos estrellas de neutrones.
- Agujeros negros de masa intermedia. Se han localizado en galaxias con grandes brotes estelares, lo que sugiere que pueden ser formados por la fusión de agujeros negros de masa estelar que son producidos en los brotes. También se han localizado en cúmulos globulares: M15 perteneciente a la Vía Láctea (van der Marel et al., 2002), y G1 que pertenece a Andrómeda (Gebhardt et al., 2002). Este tipo de BH podrían ser la llave del entendimiento acerca de cómo se forman los agujeros negros supermasivos.
- Agujeros negros supermasivos. Pueden ser formados a partir de un BH “semilla”, debido al colapso gravitacional de un gran cúmulo de estrellas (Madau & Rees 2001; Volonteri & Rees 2005) o por el colapso de una gran fluctuación de densidad en el universo temprano. Evidencias observacionales

muestran que la mayoría de las galaxias elípticas y espirales presentan este tipo de agujeros negros en sus centros.

Los agujeros negros súper masivos (SMBH por sus siglas en inglés) residen en los centros de las galaxias (Kormendy & Richstone, 1995). La evidencia empírica es resumida en Kormendy & Richstone (1995), quienes analizan una muestra de ocho galaxias con mediciones de las masas de posibles hoyos negros; es en este estudio donde se muestra la relación entre la masa del hoyo negro (\mathcal{M}_\bullet) y la masa del bulbo ($\mathcal{M}_{\text{bulbo}}$). Posteriormente Kormendy & Ho (2001) con una muestra de 17 galaxias confirman la relación \mathcal{M}_\bullet vs. $\mathcal{M}_{\text{bulbo}}$. La misma Vía Láctea (VL) posee un SMBH cuya masa es de alrededor de $4 \times 10^6 \mathcal{M}_\odot$.

La estimación de las masas de los SMBH ha sido posible gracias a distintas técnicas, por ejemplo: cinemática estelar (Vía Láctea, Ghez et al. 2008; Gillessen et al. 2009); máseres de agua (NGC 4258, Herrnstein et al. 1999); datos espectroscópicos (M31, M32, Dressler & Richstone 1988). Con la gran cantidad de datos disponibles se ha logrado conformar muestras estadísticamente significativas, con las que se ha encontrado correlaciones entre las masas de los SMBH y distintos parámetros físicos de las galaxias anfitrionas. Además la alta precisión de las mediciones actuales ha permitido una menor dispersión en los ajustes, lo que lleva a mejores resultados. Algunas de las correlaciones entre \mathcal{M}_\bullet y la galaxia anfitriona son tratadas en las secciones subsecuentes.

1.1. Relación entre \mathcal{M}_\bullet y $\mathcal{M}_{\text{bulbo}}$

La relación entre \mathcal{M}_\bullet y la masa o la luminosidad del bulbo para galaxias espirales y en galaxias elípticas en su conjunto fue encontrada por Kormendy (1993), Kormendy & Richstone (1995) y Magorrian et al. (1998). Con una muestra de 8 galaxias, Kormendy & Richstone (1995) encontraron una relación entre \mathcal{M}_\bullet y la luminosidad del bulbo (Figura 1.1 izquierda). Dado que la razón $\Upsilon = \mathcal{M}/L$ varía muy poco entre bulbo y bulbo (Kormendy, 2001), la correlación \mathcal{M}_\bullet - $M_{B,\text{bulbo}}$ implica una correlación entre \mathcal{M}_\bullet - $\mathcal{M}_{\text{bulbo}}$ (Figura 1.1, panel derecho). Para estas dos cantidades, la relación encontrada por Magorrian et al. (1998) para la masa del bulbo tiene la forma:

$$\log \frac{\mathcal{M}_\bullet}{\mathcal{M}_\odot} = (-1.79 \pm 1.35) + (0.96 \pm 0.12) \log \frac{\mathcal{M}_{\text{bulbo}}}{\mathcal{M}_\odot}, \quad (1.2)$$

donde $\mathcal{M}_{\text{bulbo}}$ es la masa de la componente estelar de la galaxia elíptica (E) o del bulbo de la galaxia espiral (S). La relación encontrada por Magorrian et al. (1998) presenta una dispersión ($\log \mathcal{M}_{\bullet, \text{fit}} - \log \mathcal{M}_\bullet$) de 0.49, que es consistente con la encontrada en Kormendy (1993).

Kormendy (2001) notó que galaxias espirales con diferente razón bulbo-disco (bulbo/disco) no siguen la misma tendencia al graficar \mathcal{M}_\bullet - $M_{B,\text{total}}$, de manera que galaxias con disco dominante (bulbo/disco pequeña) no siguen la correlación (ver Figura 1.2 derecha). De aquí se encontró que la masa del SMBH se correlaciona mucho mejor con la luminosidad del bulbo que con la componente esferoidal. De igual manera, las galaxias espirales con pseudobulbos no siguen la correlación \mathcal{M}_\bullet - $M_{B,\text{total}}$.

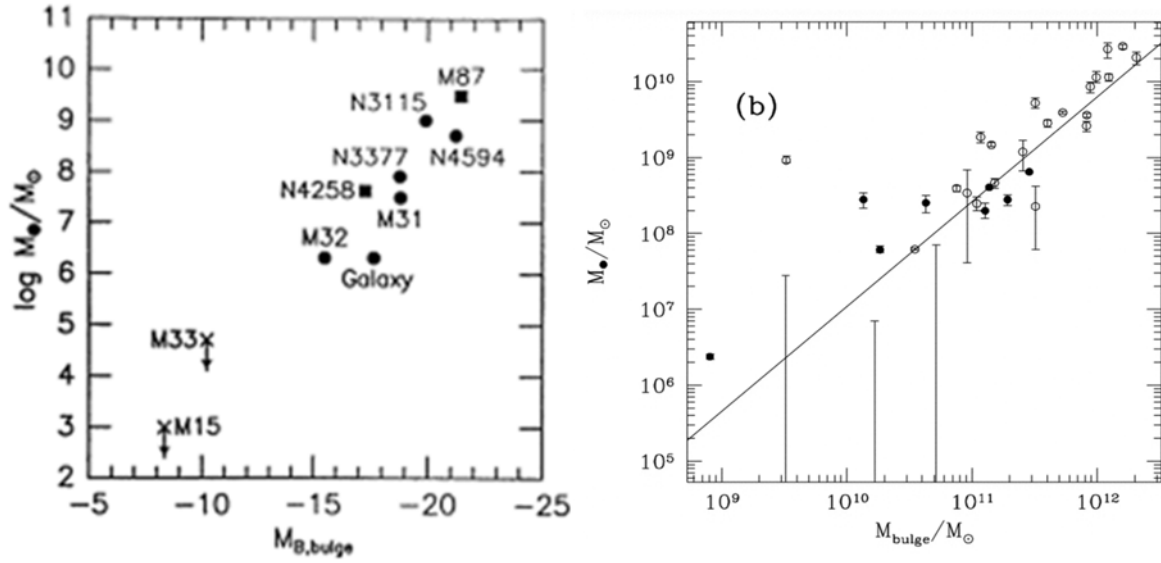


Figura 1.1: *Izquierda*: relación masa del SMBH contra la magnitud absoluta en la banda B del bulbo (M_\bullet - $M_{B,bulbo}$), para una muestra de ocho galaxias (Kormendy & Richstone, 1995). *Derecha*: relación masa del SMBH contra la masa del bulbo (M_\bullet - M_{bulbo}) para una muestra de 32 galaxias (Magorrian et al., 1998).

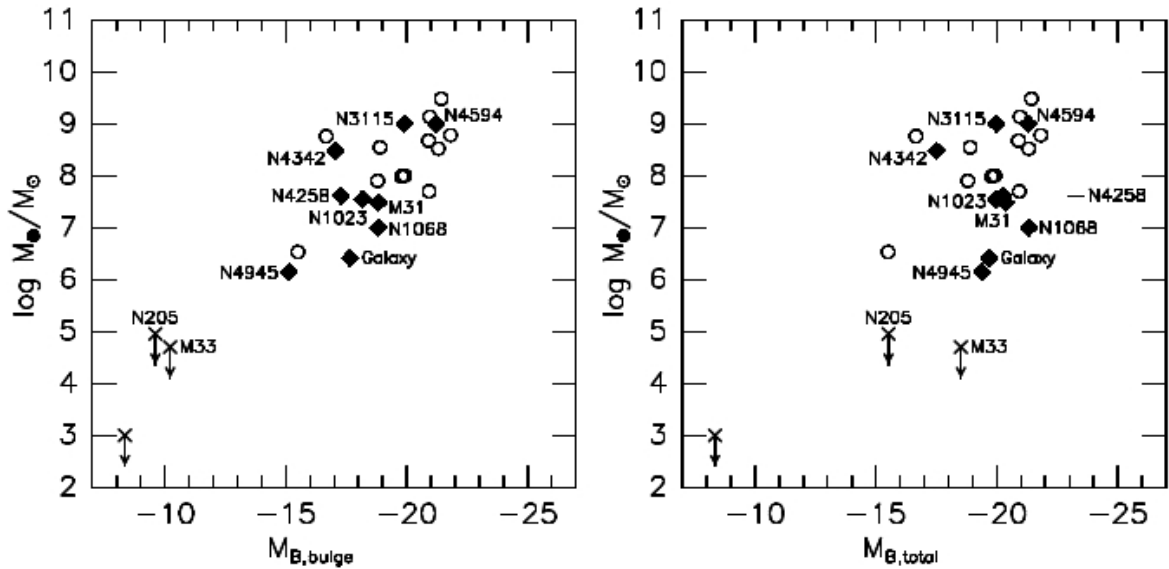


Figura 1.2: *Izquierda*: correlación M_\bullet - $M_{B,bulbo}$ los diamantes son bulbos y los círculos abiertos galaxias elípticas. *Derecha*: M_\bullet vs. la magnitud absoluta total en la banda B de la galaxia anfitriona Kormendy (2001).

1.2. Relación entre M_\bullet y dispersión de velocidades σ

Se ha mostrado que la masa del SMBH de las galaxias anfitrionas se correlaciona con la dispersión de velocidades de la componente estelar total en galaxias elípticas (E) y del bulbo en galaxias espirales (S). Ferrarese & Merritt (2000) estudiaron una muestra de 12 galaxias que incluía galaxias E, S y S0; encontraron que $M_\bullet \propto \sigma^\alpha$, donde $\alpha = 4.8 \pm 0.5$ (Figura 1.3). Gebhardt et al. (2000) realizaron un estudio similar con

una muestra de 26 galaxias y encontraron que $\mathcal{M}_\bullet \propto \sigma^\alpha$, con $\alpha = 3.75 \pm 0.3$. La relación encontrada por Ferrarese & Merritt (2000) es:

$$\log \frac{\mathcal{M}_\bullet}{\mathcal{M}_\odot} = 4.80(\pm 0.54) \log \sigma_c - 2.9(\pm 1.3), \quad (1.3)$$

donde σ_c (km s^{-1}) es la dispersión de velocidades central del bulbo en el caso de galaxias espirales o la dispersión de velocidades central de galaxias elípticas. Mientras que, la relación encontrada por Gebhardt et al. (2000) es:

$$\mathcal{M}_\bullet = 1.2 \times 10^8 \mathcal{M}_\odot \left(\frac{\sigma_e}{200 \text{ km s}^{-1}} \right)^{3.75 \pm 0.3}, \quad (1.4)$$

donde σ_e es la dispersión de velocidad dentro del radio al que se ha emitido la mitad de la luz (radio efectivo). En la Figura 1.3 se muestra \mathcal{M}_\bullet vs. la dispersión de velocidades, σ , y la dispersión de velocidades central, σ_c y las velocidades rms, v_{rms} , medidas a un cuarto del radio efectivo.

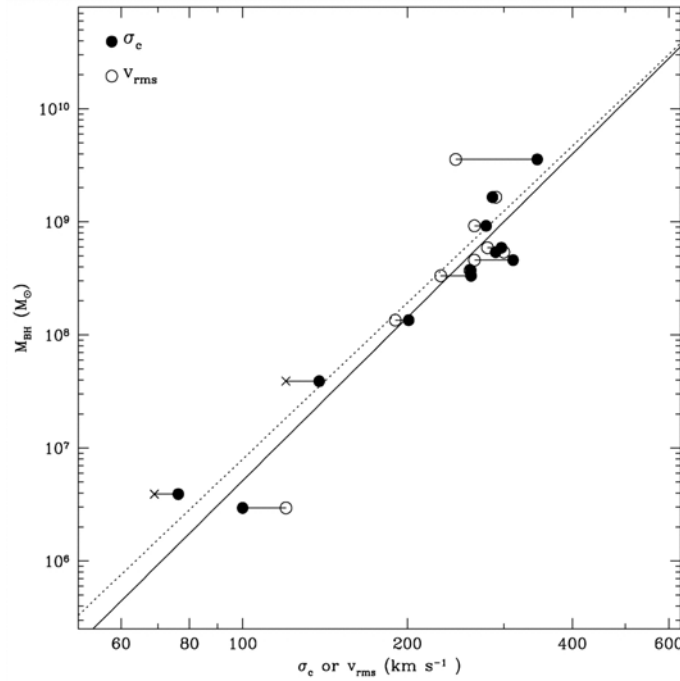


Figura 1.3: Se grafica la \mathcal{M}_\bullet vs. σ , σ_c , (círculos llenos). Los círculos vacíos son las velocidades rms, v_{rms} , medidas a un cuarto del radio efectivo¹. Las cruces representan límites inferiores en v_{rms} . Las líneas sólida y punteada son los mejores ajustes lineales usando σ_c y v_{rms} , respectivamente (Ferrarese & Merritt, 2000).

Las incertidumbres en los exponentes encontrados por Gebhardt et al. (2000) y Ferrarese & Merritt (2000) están dominadas por los errores observacionales. La estrecha relación \mathcal{M}_\bullet - σ sugiere que la dispersión de velocidades estelar puede ser un parámetro fundamental que regula la evolución del SMBH en las galaxias (Ferrarese & Merritt, 2000), de igual manera, Gebhardt et al. (2000) sugieren la conexión causal entre la formación y evolución del BH y del bulbo.

¹ $v_{\text{rms}} = [(\sigma^2 + v_r^2 / \sin^2 i)_{r_e/4}]^{1/2}$, donde σ es la dispersión de velocidad estelar, y v_r es la velocidad media en la línea de visión.

Una explicación para esta estrecha correlación es propuesta por Ferrarese & Merritt (2000): “... las masas de las galaxias de tipo temprano escalan con su luminosidad como $\mathcal{M} \propto L^{5/4}$ (Faber et al., 1987) y $L \propto \sigma^4$; de aquí, $\mathcal{M} \propto \sigma^5$. La relación \mathcal{M}_{\bullet} - σ debe implicar una proporcionalidad aproximada entre la masa del BH y la masa del bulbo, por lo tanto, que una fracción universal de la masa bariónica se convirtió en BH”. Otra posibilidad es que σ mida la profundidad del pozo de potencial en el que el BH se formó. Sin embargo, el origen de esta correlación es aún una pregunta abierta.

McConnell & Ma (2013) realizaron una compilación donde expanden y revisan las mediciones cinemáticas de las \mathcal{M}_{\bullet} en una muestra de 72 BH y sus respectivas galaxias anfitrionas; además presentan las relaciones de escala revisadas entre la \mathcal{M}_{\bullet} y σ ; la luminosidad en la banda V (L_V) y $\mathcal{M}_{\text{bulbo}}$ (Figura 1.4). Los mejores ajustes en forma de ley de potencias para todas las galaxias se muestran en las Ecuaciones 1.5, 1.6 y 1.7.

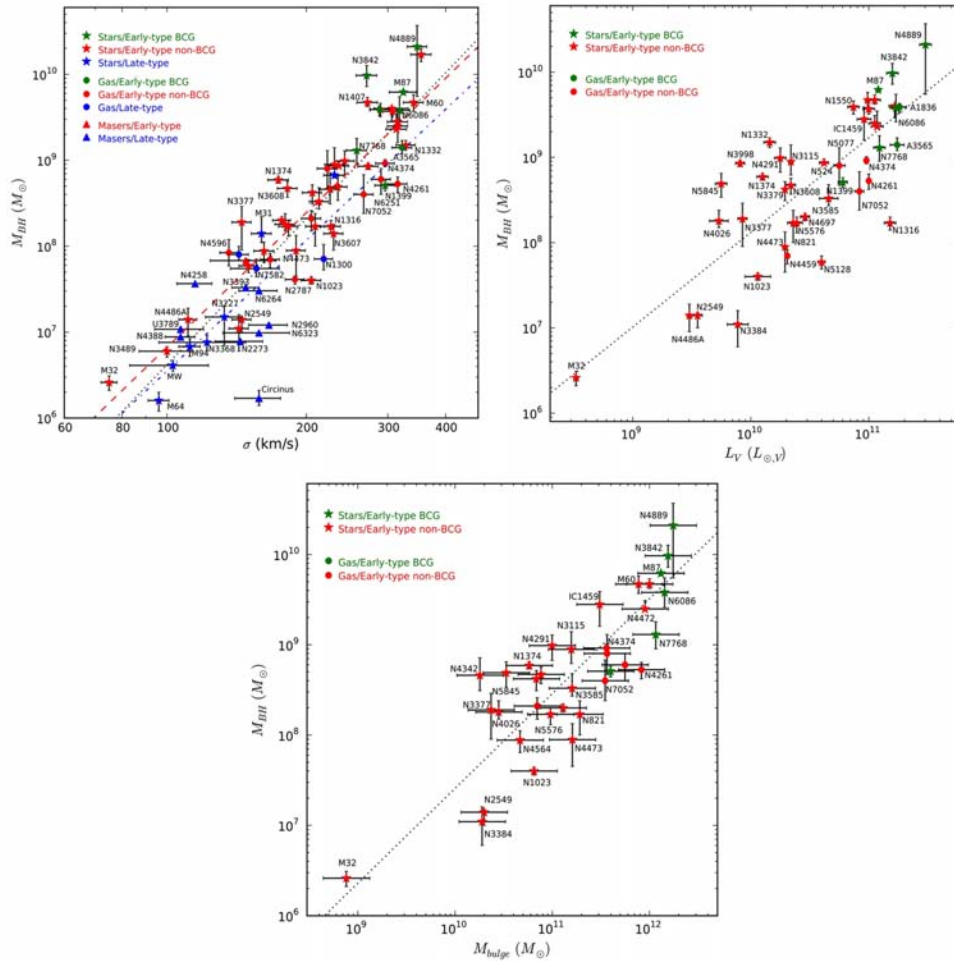


Figura 1.4: Relaciones de escala de 72 galaxias. Las galaxias más brillantes de cada cúmulo (BCGs por sus siglas en inglés) están graficadas en verde; elípticas y S0 están graficadas en rojo, y galaxias espirales de tipo tardío son graficadas en azul. Las mediciones de las masas de los BH se derivaron a partir de la dinámica de máseres (triángulos), estrellas (estrellas) y gas (círculos). La línea punteada negra muestra el mejor ajuste con la muestra. En la gráfica de la relación \mathcal{M}_{\bullet} - σ , las galaxias de tipo temprano (línea punteada roja) y tipo tardío (línea discontinua de puntos azul) fueron ajustadas separadamente (McConnell & Ma, 2013).

$$\log(\mathcal{M}_\bullet) = 9.23 \pm 0.10 + 1.11 \pm 0.13 \log(L/10^{11}L_\odot) \quad (1.5)$$

$$\log(\mathcal{M}_\bullet) = 8.32 \pm 0.05 + 5.64 \pm 0.31 \log(\sigma/200\text{km s}^{-1}) \quad (1.6)$$

$$\log(\mathcal{M}_\bullet) = 8.46 \pm 0.08 + 1.05 \pm 0.11 \log(\mathcal{M}_{\text{bulbo}}/10^{11}M_\odot) \quad (1.7)$$

1.3. Relación entre \mathcal{M}_\bullet y el sistema de cúmulos globulares (CGs)

De una muestra de 13 galaxias que incluía elípticas, lenticulares y espirales tempranas, Burkert & Tremaine (2010) encontraron que existe una estrecha correlación, en forma de ley de potencias, entre la masa del SMBH central y el número de cúmulos globulares, N_{GC} (Figura 1.5). La correlación encontrada tiene la forma:

$$\log \frac{\mathcal{M}_\bullet}{M_\odot} = (8.14 \pm 0.04) + (1.08 \pm 0.04) \log \frac{N_{\text{GC}}}{500} \quad (1.8)$$

La estrecha relación encontrada por Burkert & Tremaine (2010) entre N_{GC} y \mathcal{M}_\bullet se aprecia mejor en el valor tan pequeño (0.21 dex) de su dispersión intrínseca (ϵ), que es el error que debe añadirse en cuadratura a los errores observacionales para que $\chi^2 = 1$ por grado de libertad. Los valores de la dispersión intrínseca para otras relaciones de escala se muestran en la Tabla 1.1.

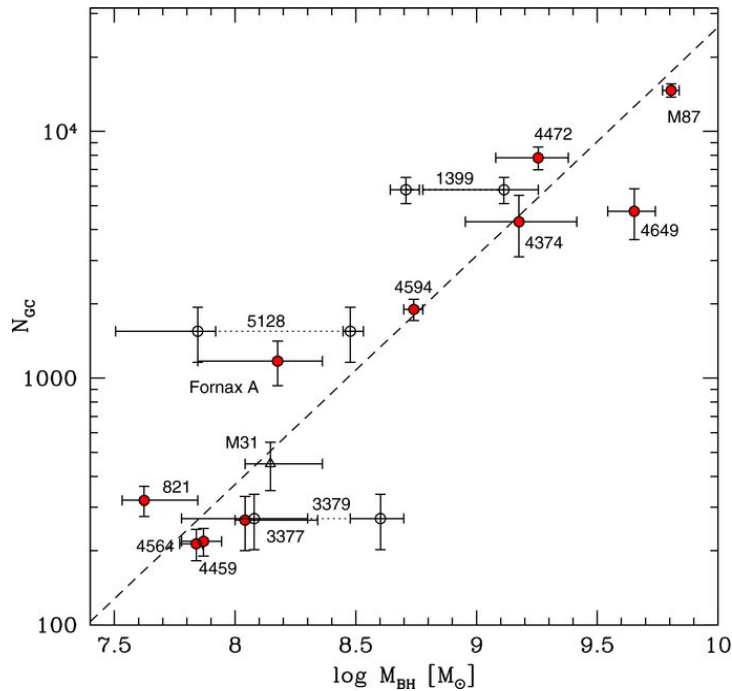


Figura 1.5: Relación entre \mathcal{M}_\bullet y N_{GC} (Burkert & Tremaine, 2010).

El menor de los valores de ϵ es el correspondiente a la relación \mathcal{M}_\bullet - N_{GC} lo que parece sugerir que ésta no es una correlación secundaria mediada por las correlaciones de N_{GC} y \mathcal{M}_\bullet con el bulbo.

Relación	ϵ (dex)
\mathcal{M}_\bullet - L	0.49, ^a 0.38 ^b
\mathcal{M}_\bullet - σ	0.30 ^c
\mathcal{M}_\bullet - N_{GC}	0.21 ^d

^aMagorrian et al. (1998)

^bBurkert & Tremaine (2010)

^cGebhardt et al. (2000)

^dBurkert & Tremaine (2010)

Tabla 1.1: Dispersiones intrínsecas, ϵ , de las distintas relaciones de escala.

A partir del trabajo de Burkert & Tremaine (2010), varios autores se han abocado a entender la física subyacente bajo esta correlación. Han surgido distintas interpretaciones. Burkert & Tremaine (2010) sugieren dos explicaciones: (1) el crecimiento de los SMBHs y la formación de los CGs están asociados con fusiones mayores, en este escenario la masa del BH y el número de CGs son mas grandes, respecto a galaxias que no hayan experimentado alguna fusión. (2) La posibilidad de que exista formación correlacionada entre los SMBH “semilla” y las poblaciones de CGs en galaxias jóvenes y ricas en gas. Harris & Harris (2011) proponen que la correlación tiene su origen en la época en la que el SMBH y los CGs se formaron; ambos tienen su origen a un alto corrimiento al rojo ($z \sim 2 - 7$).

Muchas galaxias tienen poblaciones de CGs con una distribución de color bimodal (ver Figura 2.4 y Capítulo 2). Considerando a los CGs como dos subpoblaciones distintas donde los pobres en metales son azules y los ricos en metales son rojos, Sadoun & Colin (2012) encontraron que la masa del SMBH se correlaciona más estrechamente con la dispersión de velocidades del *subsistema* de los CGs rojos (σ_{GC}^{red}) que con la dispersión de velocidades del subsistema de CGs azules (σ_{GC}^{blue}). Sin embargo, Rhode (2012) encuentra que la σ_{GC}^{blue} se relaciona mejor con la masa del SMBH de las galaxias, es decir, lo contrario a lo encontrado por Sadoun & Colin (2012) (Figura 1.6).

Si la \mathcal{M}_\bullet se relaciona mejor con la población azul, esto podría sugerir que las masas de los SMBH son establecidas en las etapas iniciales de formación de las galaxias anfitrionas y dependen menos de fusiones posteriores (Rhode, 2012). En caso contrario, es decir, si la \mathcal{M}_\bullet se relacionara mejor con la población roja, dependería más fuertemente de los procesos de fusión.

Los estudios en galaxias espirales han mostrado que las relaciones de escala descritas en las secciones anteriores presentan una mayor dispersión respecto a las galaxias elípticas. En el caso de la relación \mathcal{M}_\bullet - σ se ha mostrado que las galaxias espirales barradas y con pseudobulbos presentan una dispersión de hasta un orden de magnitud de la relación. Por otro lado, las espirales con bulbos clásicos y las elípticas muestran una correlación entre N_{GC} y la masa del BH, mientras las galaxias con pseudobulbos no muestran esta correlación.

En la actualidad sólo existen cuatro galaxias espirales con mediciones precisas de \mathcal{M}_\bullet y N_{GC} (Vía Láctea, M 31, M 81 y M 104). De estas cuatro galaxias la Vía Láctea no se ajusta a la relación \mathcal{M}_\bullet vs. N_{GC} . Harris & Harris (2011) interpreta que la Vía Láctea se desvia de la relación debido a que posee un BH de baja masa respecto a su población de CGs. Además de las cuatro galaxias mencionadas anteriormente, solo hay 23 con mediciones precisas de sus BHs (McConnell & Ma 2013; Kormendy & Ho 2013), dentro de ~ 145 Mpc.

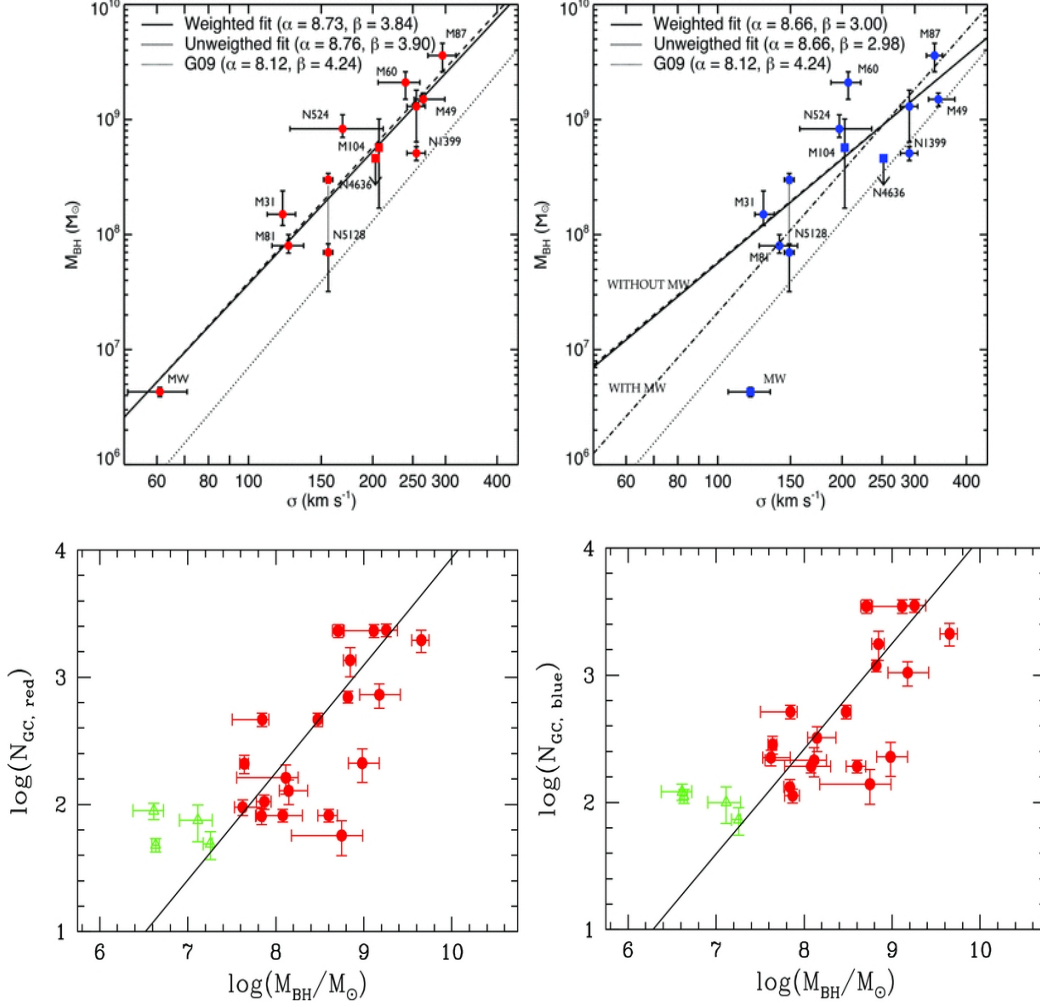


Figura 1.6: *Panel superior izquierdo:* masa del SMBH contra $\sigma_{\text{GC}}^{\text{red}}$; para esta subpoblación, $\epsilon_0 = 0.22$. *Panel superior derecho:* masa del SMBH contra $\sigma_{\text{GC}}^{\text{blue}}$; $\epsilon_0 = 0.33$. Para ambos paneles, los círculos rojos y azules son los datos para los que se hace el ajuste (no se incluyen los límites superiores, puntos cuadrados), línea sólida. La línea discontinua es el mejor ajuste encontrado usando mínimos cuadrados sin tomar en cuenta barras de error Sadoun & Colin (2012). La línea punteada es la relación encontrada por (Gültekin et al., 2009). *Panel inferior izquierdo:* $\log(N_{\text{GC}})$ vs. $(\log M_{\bullet})$ para los subsistemas de CG azules de una muestra de 20 galaxias; $\sigma_{\text{GC}}^{\text{blue}}$, donde encuentra una $\epsilon_0 = 0.48$. *Panel inferior derecho:* misma gráfica para los subsistemas rojos, $\epsilon_0 = 0.51$. Círculos rellenos: galaxias con bulbos clásicos; triángulos abiertos: seidobulbos. La línea representa el mejor ajuste (Rhode, 2012).

No es claro si las espirales de tipo tardío caen en las relaciones de escala descritas en las secciones anteriores o presentan otras relaciones aun no encontradas, por lo que, es imperativo hacer mas estudios enfocados en galaxias espirales de tipo tardío. Este trabajo se centra en estudiar las propiedades del sistema de CGs de la galaxia espiral de tipo tardío NGC 4258, estudio que hasta ahora no ha sido realizado. De las relaciones de escala descritas en las subsecciones anteriores nos enfocamos en la relación $N_{\text{GC}}-M_{\bullet}$ debido a que la relación no esta del todo probada para este tipo de galaxias; otro factor para estudiar esta galaxia se debe a que posee una de las mejores estimaciones de masa de un SMBH (Herrnstein et al. 1999; Siopis et al. 2009). Además de dar un primer paso en comprobar si las galaxias espirales de tipo tardío mantienen la misma correlación entre $N_{\text{GC}}-M_{\bullet}$ que las galaxias de tipo temprano.

Capítulo 2

Cúmulos globulares y NGC 4258

2.1. Cúmulos globulares

La mayoría de las galaxias están rodeadas por, desde unos cuantos hasta miles de cúmulos globulares. En algunos casos son de las poblaciones más viejas de las galaxias (Dotter et al., 2010) y se distribuyen desde sus centros hasta las partes externas del halo (Brodie & Strader, 2006). Generalmente están compuestos por estrellas de población II de baja metalicidad. Generalmente se dividen en dos subpoblaciones: los CGs con una razón $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.8$ para los pobres en metales (azules) y una razón $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.8$ para los ricos en metales (rojos) (Zepf & Ashman, 1993). Por ser de los sistemas estelares más viejos y muy brillantes se han considerado como buenos trazadores del origen y la evolución de sus galaxias anfitrionas (Ashman & Zepf, 1998). Contienen entre 10^4 y $10^6 \mathcal{M}_\odot$ (Jordán et al., 2007), y se caracterizan por tener forma esférica y densidad de estrellas aproximadamente constante hasta el radio core, r_c ¹; sus estrellas presentan una alta dispersión de velocidades, σ_r respecto a los cúmulos abiertos² (Sparke & Gallagher, 2007). En las siguientes subsecciones se describen algunas propiedades de los cúmulos globulares:

2.1.1. Función de luminosidad de los cúmulos globulares

La función de luminosidad de cúmulos globulares (FLCG) es el número de cúmulos por intervalo de luminosidad o magnitud, $N(M)$, alrededor de una galaxia (Figura 2.1). La FLCG es bien aproximada por una distribución gaussiana que tiene la forma:

$$N(M) = N_0 e^{-(M-M_0)^2/2\sigma^2} \quad (2.1)$$

donde N_0 es un factor de normalización, M es la magnitud absoluta de cada cúmulo, M_0 es la magnitud absoluta del pico o turnover (TO) y σ es la dispersión de la gaussiana.

Estudios en la banda V del sistema de cúmulos globulares de la Vía Láctea han arrojado el valor para $M_{0,V} = -7.33$, con $\sigma = 1.23$ mientras que para Andrómeda el mejor ajuste a la FLCG da los valores $M_{0,V} = -7.6 \pm 0.15$ (Reed et al., 1994). Sin embargo, la diferencia entre los valores de ambas galaxias no es estadísticamente significativo (Ashman et al., 1994). En otro trabajo sobre la galaxia M87 con datos del Telescopio Espacial Hubble (HST, por sus siglas en inglés), el mejor ajuste a la FLCG resulta en

¹El radio al que el brillo superficial es la mitad del valor central.

²Cúmulos de estrellas jóvenes, eg., Las Pléyades.

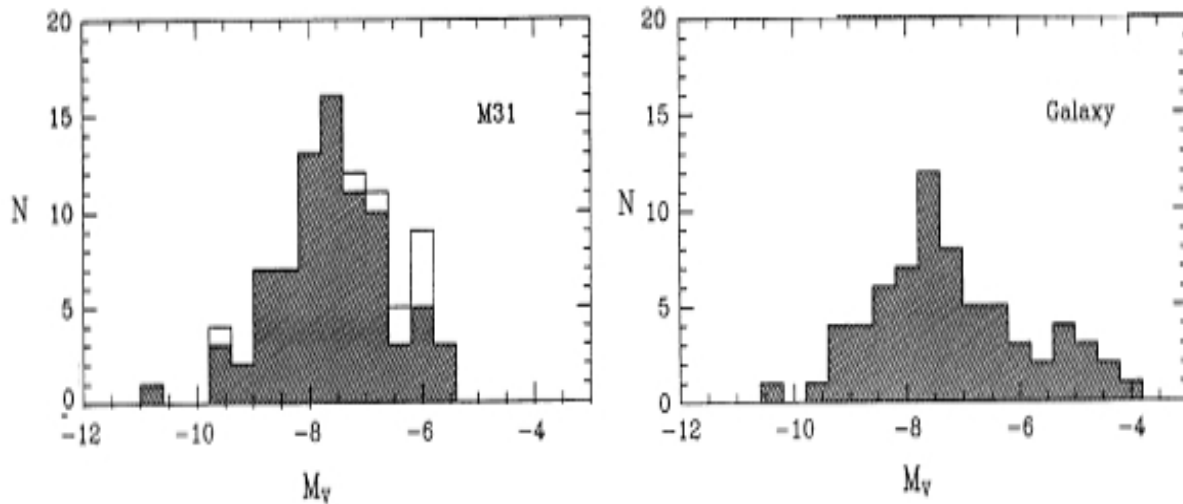


Figura 2.1: Funciones de luminosidad para los CGs del halo de M31 y la Vía Láctea. Izquierda: M31. El área sombreada representa 81 objetos con clasificación como GC muy probable, mientras que el área sin sombreado indica el efecto de añadir 9 objetos más con clasificación incierta. La distribución tiene TO $M_{0,V} = -7.6 \pm 0.15$. Derecha: la Vía Láctea. El TO de la distribución es $M_{0,V} = -7.3 \pm 0.15$ (Reed et al., 1994).

$M_{0,V} = -7.4 \pm 0.25$, con $\sigma = 1.40 \pm 0.06$ (Whitmore et al. 1995; Figura 2.2).

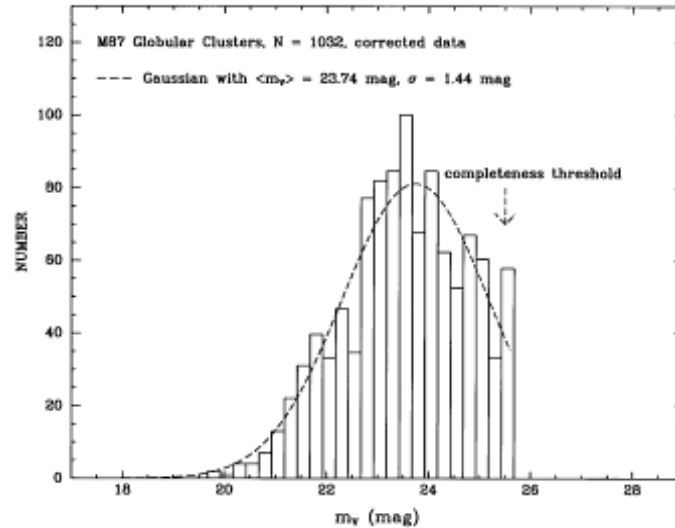


Figura 2.2: FLCG de M87, donde se muestran el TO $m_{0,V} = 23.72 \pm 0.06$ y $\sigma = 1.40 \pm 0.006$, así como el umbral de completitud al 50% (Whitmore et al., 1995).

Se ha sugerido que los datos son consistentes con una FLCG universal (eg., Hanes 1977a; Richtler 2003; Harris et al. 2014). Sin embargo, Jordán et al. (2007) mostró que el TO de la función de luminosidad incrementa ligeramente con la masa de las galaxias, sin embargo a primer orden, puede ser considerada como universal (Harris et al., 2014). Una implicación de que el TO sea universal es que puede ser usado como candela estándar para la estimación de distancias extragalácticas.

2.1.2. Frecuencia específica

La estimación del número total de CGs en un sistema galáctico es de un interés primordial, debido a que nos puede brindar claves acerca de la eficiencia de formación de los CGs. Hanes (1977b) observó 20 galaxias brillantes en el Cúmulo de Virgo y concluyó que el número total de CGs asociado es proporcional a la masa de la galaxia madre e independiente del tipo de galaxia. Otros estudios han mostrado que las galaxias elípticas tienen un mayor número de CGs por unidad de luminosidad que las galaxias espirales Georgiev et al. (2010).

El número de CGs por unidad de luminosidad fue propuesto por Harris & van den Bergh (1981), quienes encontraron que el número de CGs de una galaxia es aproximadamente proporcional a la luminosidad total de la componente esferoidal de la galaxia. Introdujeron la frecuencia específica de CGs, S_N definida como el número de CGs por unidad de magnitud absoluta en el visible, normalizada a $V = -15$:

$$S_N = N_{GC} 10^{0.4(M_V + 15)}, \quad (2.2)$$

donde M_V es la magnitud absoluta en la banda V de la galaxia. En la Figura 2.3 se muestra la frecuencia específica como función de la magnitud absoluta en la banda V (izquierda) y como función del tipo morfológico (derecha). En un estudio de 100 galaxias del Cúmulo de Virgo (Peng et al., 2008) muestran tendencias opuestas, de S_N como función de M_V , entre las galaxias brillantes y las menos brillantes o enanas: la tendencia de S_N en las brillantes es aumentar conforme aumenta la luminosidad, mientras que, para las galaxias enanas S_N aumenta conforme la luminosidad decrece (a la derecha en la Figura 2.3).

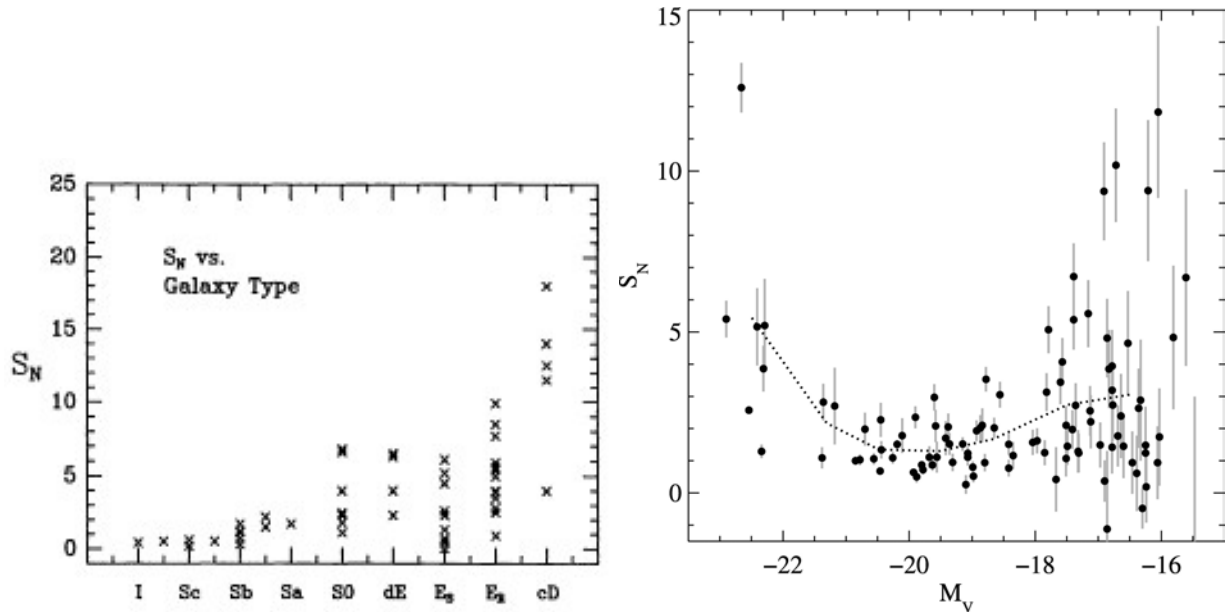


Figura 2.3: *Izquierda*: S_N contra tipo morfológico. Aquí se distingue entre dos tipos de galaxias, elípticas E_S y E_R , pobres y ricas en CGs, respectivamente. Se observa que las galaxias con una mayor S_N son las E_R y las galaxias cD (Harris, 1991). *Derecha*: S_N como función de M_V para una muestra de cien galaxias del Cúmulo de Virgo (Peng et al., 2008).

2.1.3. Distribución de color y metalicidad

Una propiedad comúnmente observada en las poblaciones de CGs es una bimodalidad en su distribución de color (Figura 2.4). Esta bimodalidad se presenta como dos picos que pueden ser ajustados por dos gaussianas.

En el estudio de Zepf & Ashman (1993) se presenta la primera evidencia estadística para la bimodalidad en la distribución de color en galaxias elípticas. Gebhardt & Kissler-Patig (1999) posteriormente realizaron un estudio de la distribución de color ($V - I$) de 50 galaxias, de las cuales 43 eran de tipo temprano. Encontraron que alrededor de la mitad presenta indicios de una distribución de color bimodal y que, además, en general son las galaxias brillantes las que la tienen, mientras que las galaxias más débiles tienden a mostrar una distribución unimodal. Larsen et al. (2001a) con datos más profundos de galaxias, casi todas de tipo temprano, encontraron que la mayoría mostraban bimodalidad de color (Figura 2.4). Larsen et al. (2001a) interpretan esta bimodalidad como la presencia de distintas subpoblaciones de CGs alrededor de una galaxia anfitriona que tienen diferentes composiciones químicas (metallicidades) (Figura 2.5).

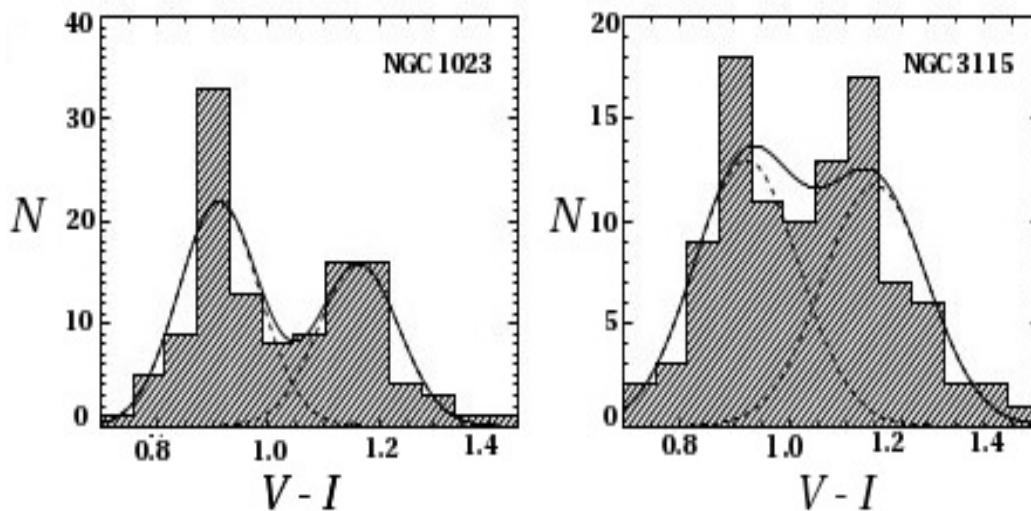


Figura 2.4: Histograma de la distribución de color $(V - I)_0$ de CGs de NGC 1023 (izquierda) y NGC 3115 (derecha). Además, se muestra las gaussianas correspondientes a las dos subpoblaciones de CGs (Larsen et al., 2001a).

La bimodalidad de color ha sido interpretada por diversos autores como una bimodalidad en la abundancia de elementos pesados³ lo que lleva a la usual clasificación de cúmulos pobres en metales como cúmulos azules y cúmulos ricos en metales como cúmulos rojos. Sin embargo estudios han mostrado que la distribución de color bimodal puede ser causada por el efecto de la relación no lineal entre metalicidad y color (Yoon et al., 2006) (Figura 2.6). Yoon et al. (2006) concluyen que no es necesario invocar una distribución de metalicidad bimodal para tener una distribución de color bimodal.

³Metales: elementos distintos al hidrógeno y al helio.

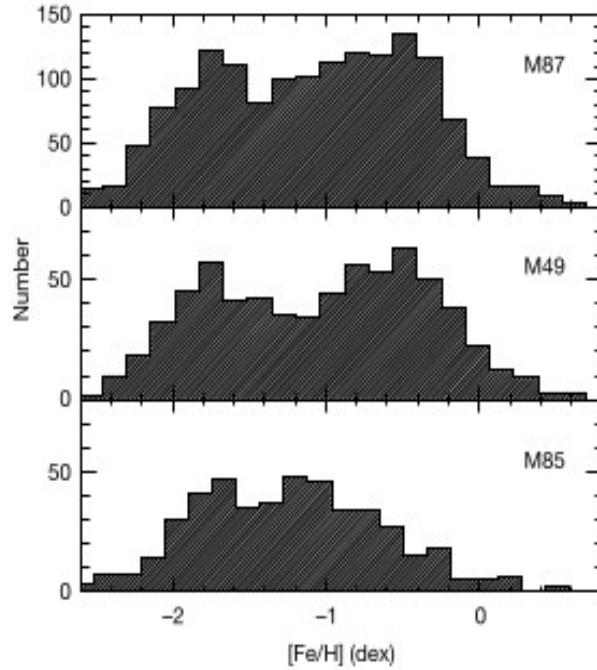


Figura 2.5: Histograma de las metalicidades de tres galaxias distintas. Se observan dos picos, que indican la presencia de múltiples poblaciones de CGs con diferentes metalicidades dentro de una misma galaxia (West et al., 2004).

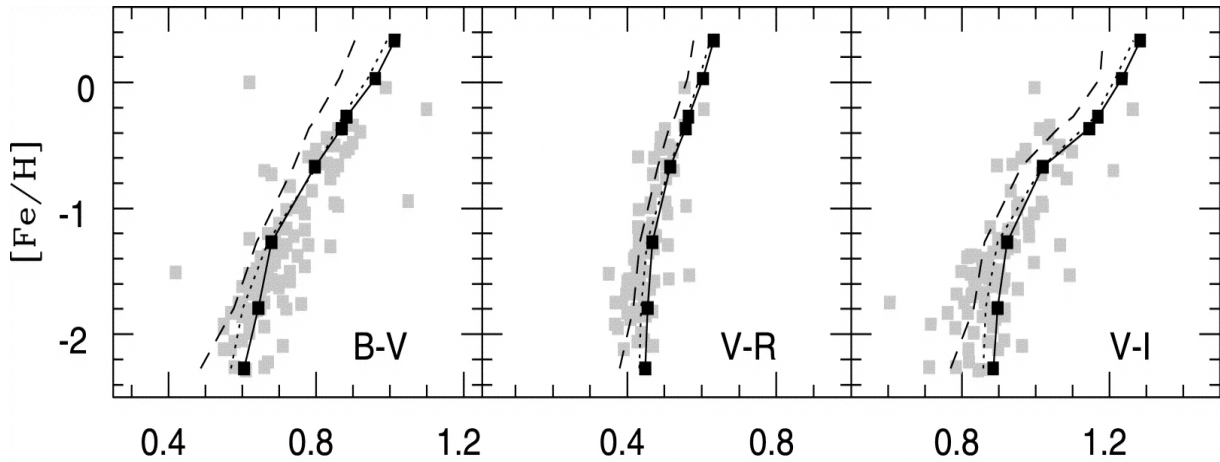


Figura 2.6: Relación metalicidad-color (MC) con modelos de SPoT para diferentes edades 5 Gyr (línea discontinua), 11 Gyr (línea punteada) y 13 Gyr (línea sólida) comparado con datos observacionales de CGs de la Vía Láctea (cuadros grises). Se observa un comportamiento “ondulado” (es decir, no lineal) en la relación MC para $(B - V)$ y $(V - I)$ (Cantiello & Blakeslee, 2007).

Cantiello & Blakeslee (2007) realizaron una serie de simulaciones con SPoT⁴ SSP (Simple Stellar Populations) de las propiedades observadas de los CGs en diferentes colores (Figura 2.7). Encontraron que: “una distribución de metalicidad unimodal puede ser proyectada en una distribución de color bimodal dependiendo de las propiedades de la distribución de metalicidad y en particular del índice de color, y de la

⁴Stellar POPulations Tools es un código de síntesis de poblaciones estelares (Brocato et al., 1999).

incertidumbre fotométrica de la muestra”.

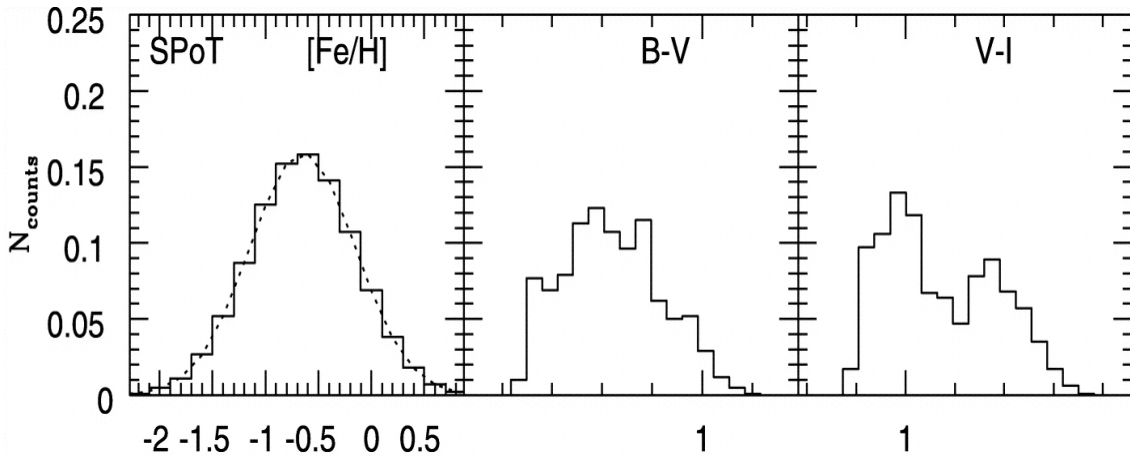


Figura 2.7: *Prmier panel:* Simulación con SPoT de una SSP utilizando una distribución de metalicidad con un pico en metalicidad $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.65$ dex y una $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = 0.5$ dex. *Segundo panel:* no se observa bimodalidad en la distribución de color proyectada ($B - V$). *Tercer panel:* la distribución de color proyectada en ($V - I$) es bimodal Cantiello & Blakeslee (2007).

Existen varias interpretaciones acerca del origen de bimodalidad en los CGs. En un escenario de fusión mayor, Ashman & Zepf (1992) proponen un modelo en el que los CGs pobres en metales son donados por las galaxias espirales progenitoras y los CGs ricos en metales son formados en la fusión posterior con gas enriquecido; este modelo parece consistente con las observaciones de cúmulos masivos (YMCs, por sus siglas en inglés) en formación dentro de galaxias en fusión, como por ejemplo: en la Antena (NGC 4038 y NGC 4039). Por otro lado, Forbes et al. (1997) proponen que la bimodalidad podría deberse a un colapso disipativo multifase. En este segundo escenario, los CGs pobres en metales fueron formados en las partes gaseosas de la galaxia durante etapas tempranas; en una segunda etapa se formaron los CGs ricos en metales y el bulbo de las estrellas de campo. Côté et al. (1998) proponen un tercer escenario de acreción, invocando la relación masa-metalicidad, en el los CGs ricos en metales fueron formados “in situ” dentro de una galaxia semilla masiva, mientras que los CGs pobres en metales fueron adquiridos por la acreción de galaxias vecinas menos masivas. Sin embargo, existe la posibilidad de que los sistemas de CGs actuales de las galaxias puedan tener su origen en combinación con los procesos anteriores.

2.1.4. Radio efectivo y distribución espacial

Al igual que existe una distribución bimodal de color, también se ha observado una bimodalidad en el radio efectivo de los CGs. Se ha observado que en galaxias masivas, en promedio, los CGs rojos tienen un r_e más pequeño que los CGs azules.

Kundu & Whitmore (1998); Puzia et al. (1999); Kundu et al. (1999); Larsen & Brodie (2000); Larsen et al. (2001b); Larsen et al. (2001a); Jordán et al. (2005); Spitler et al. (2006); Gómez & Woodley (2007); Webb et al. (2012), entre otros, han notado una diferencia en r_e del 20 %-30 % entre los CGs rojos y azules de galaxias elípticas y S0s. En la Figura 2.8 se muestran histogramas de r_e para los cúmulos azules y rojos de NGC 4406 (izquierda, Larsen et al. 2001a) y M87 (derecha, Webb et al. 2012).

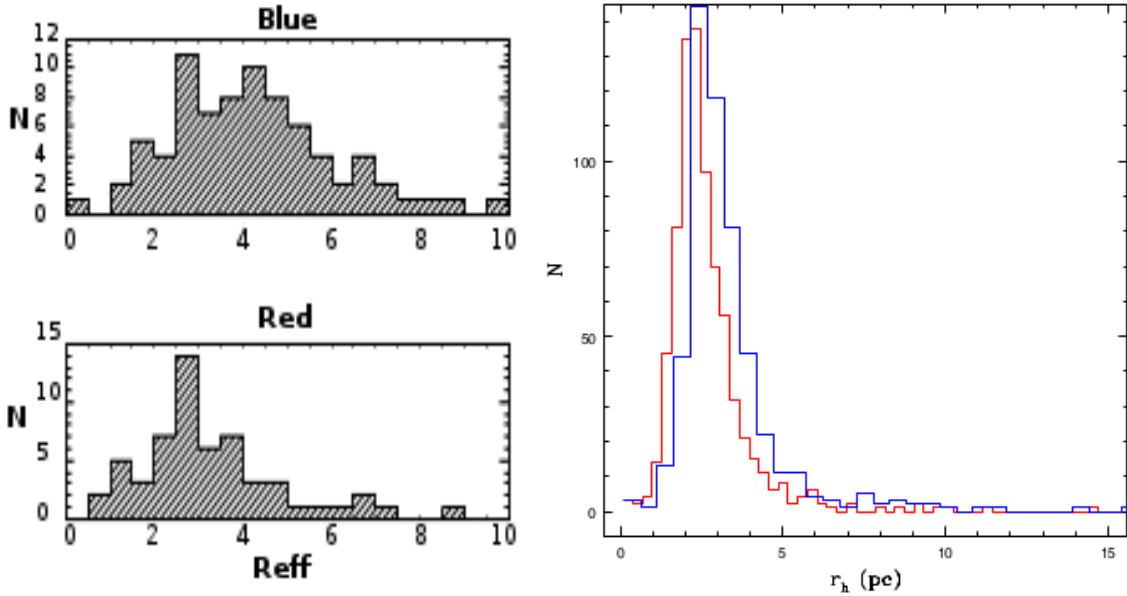


Figura 2.8: Histogramas de r_e . *Izquierda*: NGC 4406; *arriba*: cúmulos azules ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1$); *abajo*: CGs rojos ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1$). Figura tomada de Larsen et al. (2001a). *Derecha*: M87; *línea azul*: CGs azules; *línea roja*: CGs rojos. Figura tomada de Webb et al. (2012).

No existe consenso acerca de la causa de esta diferencia en el tamaño del r_e en las dos subpoblaciones. Por un lado, van den Bergh (1994) ya había notado que $r_e \propto R_{\text{gc}}^{2/3}$, donde R_{gc} es el radio galactocéntrico. Larsen et al. (2001a) y Forbes et al. (2006), a su vez, mostraron que la subpoblación roja tiende a estar más concentrada hacia el centro que la subpoblación azul. En consecuencia, Larsen & Brodie (2003) proponen que la diferencia en r_e se debe a la combinación de estos dos hechos con efectos de proyección para ciertos perfiles de las distribuciones espaciales de los subsistemas.

Sin embargo, existen otros autores que proponen que esta diferencia es intrínseca. Jordán (2004) fue el primero en postular que se debe a la influencia de la metalicidad en la formación y la evolución de los cúmulos. Harris (2009), en un estudio de seis galaxias elípticas gigantes, encontró que la razón entre el tamaño medio de los r_e las subpoblaciones roja y azul no cambia con la distancia galactocéntrica, y que por lo tanto no puede deberse a un cambio del radio de marea o de r_e con R_{gc} . Webb et al. (2012) realizaron un estudio que combina datos observacionales con simulaciones, y concluyeron que se requeriría que los cúmulos rojos tuvieran órbitas más radiales que los azules, para que pasaran más tiempo que estos últimos cerca del centro de la galaxia. Ahí, las fuerzas de marea los truncarían de manera más severa; estos autores también invocan los efectos de la metalicidad introducidos por Jordán (2004). Finalmente, Downing (2012), igualmente con base en simulaciones, alega que r_e , en realidad una medida de la concentración de la luz, no se traduce siempre en una verdadera diferencia de tamaño. Concluye que para ser realmente más grandes, los cúmulos azules requerirían de un número significativo de agujeros negros en sus centros que los calentaran dinámicamente y produjeran la expansión del cúmulo.

Harris & Racine (1979) encontraron que la distribución radial de densidad numérica superficial de CGs en galaxias elípticas es generalmente más extendida que la distribución de luz de la galaxia que los hospeda; estudios observacionales posteriores (e.g., Harris (1986) probaron este supuesto. Los perfiles radiales de los

sistemas de CGs pueden ser descritos por una función Sérsic (4.12). En la Figura 2.9 se muestran los perfiles de densidad superficial para dos galaxias distintas. Los perfiles de densidad de los sistemas de CGs de las galaxias espirales están menos entendidos que en las elípticas; esto se debe en parte a las menores poblaciones de CGs en galaxias espirales, y en parte a la dificultad para distinguir entre los componentes de la galaxia.

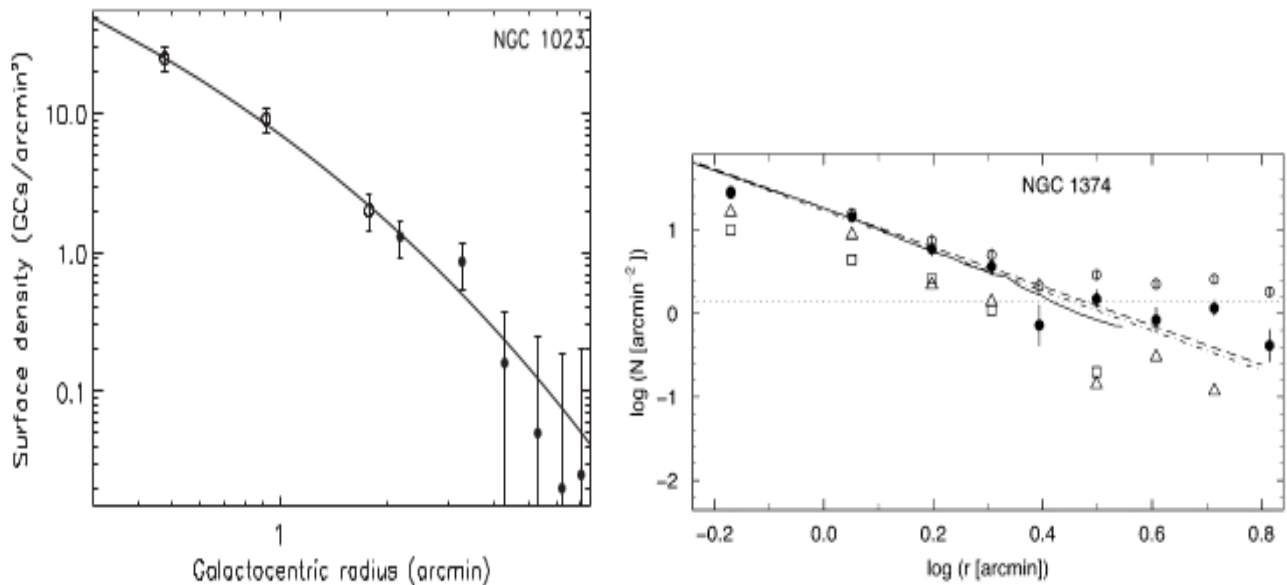


Figura 2.9: *Izquierda*: perfil de densidad superficial numérica de los cúmulos globulares de NGC 1023. Los círculos abiertos corresponden a datos del HST y los círculos cerrados, a datos del Telescopio Canada-France-Hawaii (CFHT), la línea negra muestra el ajuste a los datos de un perfil de Sérsic (Kantha et al. (2014)). *Derecha*: perfil de densidad superficial numérica de los CGs de NGC 1374. Los círculos abiertos representan el perfil de densidad sin corregir por el fondo y los círculos rellenos ya incluyen dicha corrección. La distribución corregida de candidatos a cúmulos globulares (CCGs), se presenta también dividida en candidatos azules (cuadros abiertos) y CCGs rojos (triángulos abiertos). La línea sólida representa el perfil de brillo de la galaxia (Bassino et al., 2006).

2.2. NGC 4258

2.2.1. Escalera de distancias

La astrofísica centra una gran parte de su trabajo en una buena medición de las distancias a los objetos celestes, ya que son indispensable para derivar las propiedades físicas de los objetos (velocidad, luminosidad, masa, etc.). La medición de las distancias en astronomía se hace peldaño a peldaño, de allí el nombre “escalera de distancias”, ya que las estimaciones directas a objetos lejanos es muy difícil. Para los objetos Galácticos más cercanos se utiliza la paralaje trigonométrica que, junto con el radar (empleado solamente en el Sistema Solar), es el único método directo para medir distancias. Para medir una mayor distancia se utiliza la relación que existe entre el periodo y la luminosidad de las estrellas Cefeidas (estrellas variables de población I), empleadas para medir distancias de galaxias cercanas a la Vía Láctea (eg., La Gran Nube de Magallanes (Ngeow & Kanbur, 2008) y La Pequeña Nube de Magallanes (Scowcroft et al., 2016). Las relaciones de Tully-Fisher (relaciona la luminosidad y la velocidad de rotación en galaxias espirales, $L \propto v^\alpha$, con α entre $\simeq 3$ y $\simeq 4$ para la banda B y la banda K respectivamente) se ha utilizado para medir distancias en el Grupo Local y en el Cúmulo de Virgo. En el último peldaño, para distancias mucho mas grandes (eg., distancias al Cúmulo de Coma a 90 Mpc o mayores), se debe tomar en cuenta la expansión del universo, hecho que conocemos gracias a la Ley de Hubble.⁵ Se utilizan supernovas de Tipo IA (SNIA) para medir estas distancias.

2.2.2. Clasificación de Hubble

Edwin Hubble propuso un esquema de clasificación de galaxias, según su apariencia en luz visible (M. & C. J. A., 1936), llamado “Diapasón de Hubble”. Este sistema de clasificación de galaxias ha tenido adiciones y modificaciones (eg. de Vaucouleurs, 1959), distingue tres tipos principales de galaxias: elípticas (E), lenticulares (S0) y espirales (S). La clasificación de Hubble representaba una secuencia evolutiva de izquierda a derecha, nombrando a las galaxias de la izquierda de “tipo temprano”, y a las galaxias del lado derecho de “tipo tardío” (Figura 2.10).

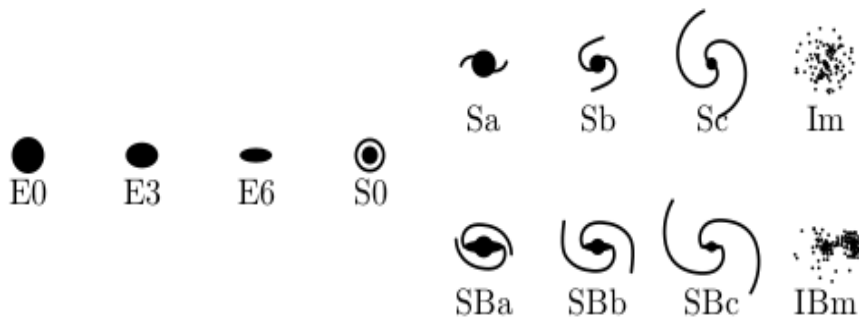


Figura 2.10: Representación de la clasificación morfológica de galaxias de Hubble (Abraham, 1998).

Las galaxias E muestran una distribución regular de luz, no presentan brazos en espiral, ni contenido abundante de polvo. En el Diapasón de Hubble se clasifican de derecha a izquierda de acuerdo a su eliptici-

⁵El corrimiento al rojo de una fuente es proporcional a la distancia $v = cz = H_0 D$, donde H_0 es la constante de Hubble, v la velocidad del sistema, D la distancia, c la velocidad de la luz y z el corrimiento al rojo.

dad ($\epsilon = (1 - b/a)$, donde a y b son los semiejes mayor y menor respectivamente) como E0 ($\epsilon = 0$) hasta E7 ($\epsilon = 0.7$). Las galaxias S0 son clasificadas como un tipo intermedio (de transición) entre las galaxias elípticas y las espirales. Muestran un disco el que carece de brazos espirales, además tienen un bulbo central.

Las galaxias S presentan brazos brillantes en forma de espiral. Además de los brazos, estas galaxias suelen contar con un bulbo o un seudobulbo y un disco. A lo largo de una secuencia de Sa Sc, el bulbo central se vuelve menos prominente en relación al disco, mientras que los brazos espirales se abren. Al final de la secuencia de las galaxias espirales están las Sd que presentan brazos espirales más irregulares y menos prominentes. Algunas galaxias S presentan una barra central, por lo que a su nombre se le agrega una letra "B". En el diagrama de Hubble, las espirales barradas siguen la misma secuencia que las que no tienen barra. Además existen galaxias tipo Sm para las galaxias del tipo La Gran Nube de Magallanes, estas galaxias son relativamente pequeñas y contienen mucho gas y estrellas jóvenes. Se les suele agregar una r, si presentan un tipo de anillo o una s, si no lo presentan.

2.2.3. NGC 4258

NGC 4258, también conocida como Messier 106, es una galaxia espiral de tipo SAB(s)bc.⁶ También se ha clasificado como una galaxia activa Seyfert 2 (Véron-Cetty & Véron, 2006), es decir, como una galaxia con núcleo activo que se caracteriza por mostrar solo emisión de líneas delgadas (Figura 2.11).

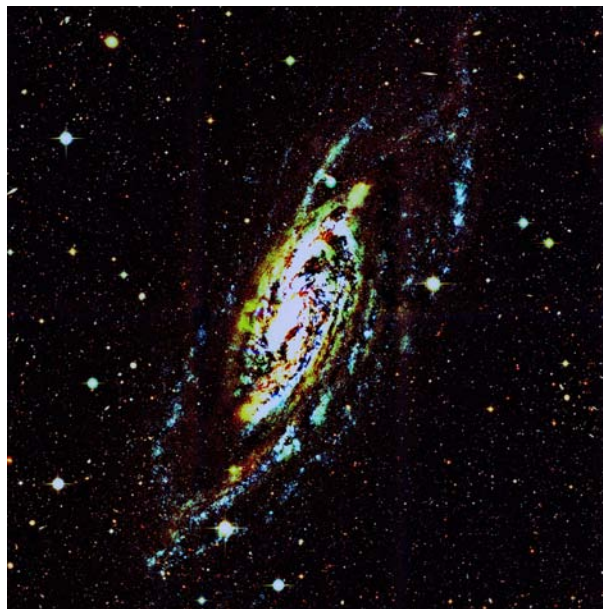


Figura 2.11: Imagen RGB de NGC 4258 hecha a partir de los filtros de MegaCam u (azul), g (verde) e i (rojo); campo de visión de $1^\circ \times 1^\circ$ (Figura 3.1), en parsecs equivale a 133 kpc a la distancia de NGC 4258 (7.6 Mpc, ver subsección 2.2.3.).

⁶La clasificación completa de NGC 4258 como una galaxia espiral (S) de clase intermedia entre una galaxia sin barra y con barra (AB), con una razón disco a bulbo y apertura de brazos espirales intermedia (bc), sin anillo (s) (de Vaucouleurs et al., 1991).

Las distancias estimadas a objetos en la Vía Láctea y la GNM se han hecho a través de métodos directos al igual que en NGC 4258 (Herrnstein et al. 1999; Humphreys et al. 2013), por lo que, puede ser usada como ancla para calibrar la escala de distancia extragaláctica (Humphreys et al., 2013). Esta galaxia contiene máseres⁷ de agua (Figura 2.12), fuentes muy compactas cuyas posiciones pueden ser observadas con una muy alta precisión utilizando radio interferómetros con grandes líneas de base. Las fuentes máser de NGC 4258 están embebidas en el disco de acreción del SMBH, que tiene un espesor de menos de 0.3% de su radio. Midiendo los cambios en las velocidades radiales y los movimientos propios de éstas (con observaciones en distintas épocas), ha sido posible medir la distancia a NGC 4258 de manera directa, así como determinar la masa del agujero negro a partir del movimiento kepleriano del disco.

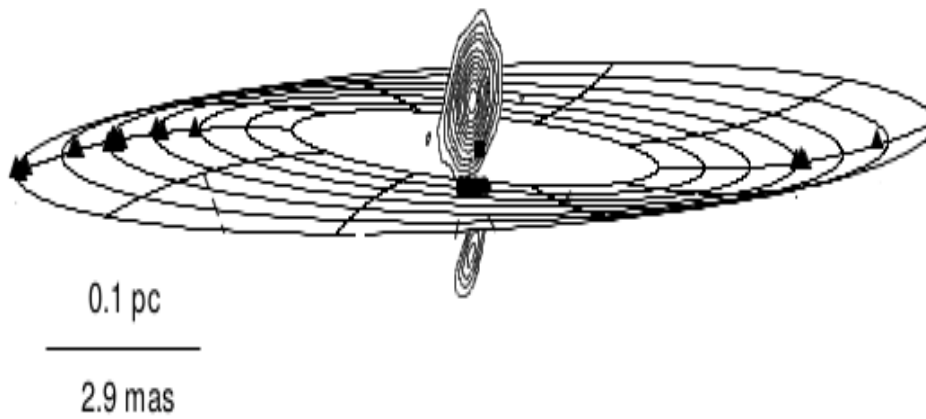


Figura 2.12: Imagen de Herrnstein et al. (1999) que muestra el modelo del disco combado superpuesto sobre la posición de los máseres medidos con el VLBA. El cuadro sólido marca el centro del disco. Los triángulos sólidos muestran las posiciones de los máseres de alta velocidad, que se producen a una frecuencia correspondiente a un desplazamiento Doppler de $\sim \pm 1000 \text{ km s}^{-1}$ con respecto a la velocidad sistémica de la galaxia ($\sim 470 \text{ km s}^{-1}$).

Herrnstein et al. (1999) estimaron una distancia de $7.2 \pm 0.2 \text{ Mpc}$ utilizando observaciones de las posiciones y velocidades de los máseres realizadas con el Arreglo de Muy Larga Línea de Base (VLBA, por sus siglas en inglés) en 4 épocas. Sin embargo, posteriormente (Humphreys et al., 2013) determinaron que la distancia a NGC 4258 es de $7.60 \pm 0.17 \text{ Mpc}$. Este es el valor que utilizaremos en este estudio.

De igual forma, se ha podido obtener una estimación muy precisa de la masa del SMBH en el centro de NGC 4258 mediante la curva de rotación kepleriana trazada por los máseres de agua. Herrnstein et al. (1999) determinaron una masa para el agujero negro de $3.9 \pm 0.1 \times 10^7 M_{\odot}$. Por su parte, Siopis et al. (2009), estiman la masa del SMBH en $3.3 \pm 0.2 \times 10^7 M_{\odot}$ para una distancia de 7.28 Mpc, con base en modelos dinámicos axisimétricos, restringidos tanto por imágenes y espectros de rendija larga obtenidos con el *HST*, como por observaciones a mayores radios obtenidas con telescopios terrestres.

⁷Microwave Amplification by Stimulated Emission of Radiation. Son regiones de emisión estimulada no térmica. El fenómeno máser es similar al del láser, excepto que se emite en la región del espectro de las microondas.

Capítulo 3

Datos y metodología

En este capítulo se describen los datos utilizados en este trabajo y el procedimiento que se realizó para obtener una fotometría confiable, y así detectar e identificar los candidatos a cúmulos globulares (CCGs). Posteriormente se estudian las propiedades de los CCGs y se comparan los resultados obtenidos con datos de la literatura.

3.1. Datos

Las imágenes fueron tomadas con el telescopio (óptico/infrarrojo) de 3.6 m de diámetro, Telescopio Canada-France-Hawaii (CFHT, por sus siglas en inglés) localizado en Mauna Kea en la isla de Hawaii. Las cámaras utilizadas fueron:

- **MegaCam:** cámara óptica de imágenes de campo amplio del CFHT. Consta de 36 CCDs de 2048×4612 píxeles (un total de 340 megapíxeles); su campo de visión cubre 1×1 grado cuadrado con una escala de 0.187 segundos de arco por píxel, que muestrea apropiadamente 0.7 segundos de arco del *seeing*. La Figura 3.1 muestra el mosaico con los 36 detectores de MegaCam de la galaxia NGC 4258. En las Tablas A.1 y A.2 del Apéndice A se resumen algunas características de MegaCam.
- **WIRCam:** cámara en el cercano infrarrojo (NIR, por sus siglas en inglés) del CFHT. Tiene un campo de visión de 20×20 minutos de arco. En el plano focal hay cuatro detectores HAWAII2-RG, cada uno con 2048×2048 píxeles, para un muestreo de 0.3 segundos de arco por píxel. El *seeing* promedio medido en el CFHT en el cercano infrarrojo es de 0.8 segundos de arco, por lo que es bien muestreado por los 0.3 segundos de arco de la WIRCam. En las Tablas A.3 y A.4 del Apéndice A se resumen algunas características de WIRCam.

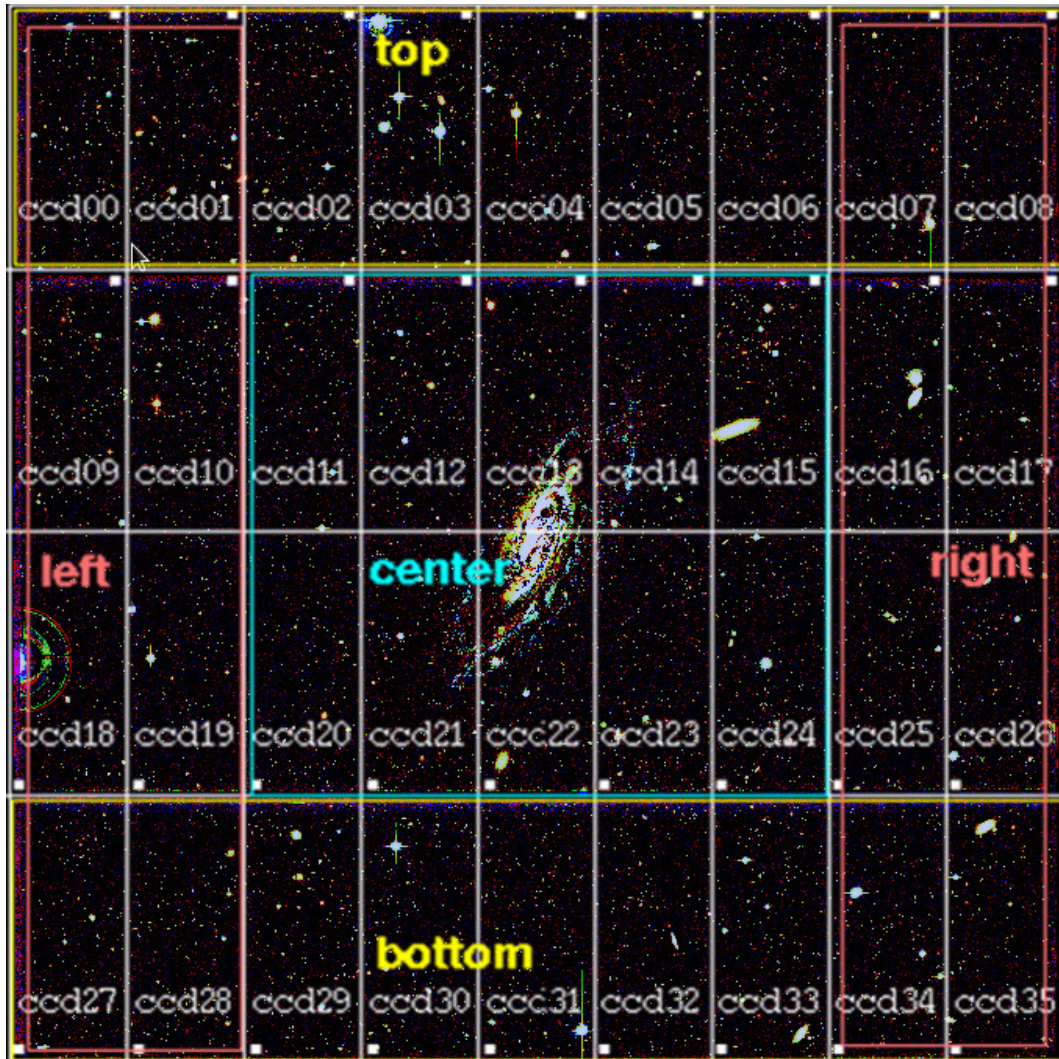


Figura 3.1: Mosaico completo de la MegaCam (36 CCDs) donde se muestra: (1) la distribución de CCDs de la cámara; (b) imagen RGB (Red-Green-Blue) de NGC 4258, hecha a partir de los filtros u^* (azul), g' (verde) e i' (rojo). La imagen tiene un tamaño de $1^\circ \times 1^\circ$. El norte está arriba y el este, a la izquierda.

Para este proyecto, se utilizaron datos en los filtros u^* , g' , r' , i' , y K_s . Los datos en el filtro K_s fueron tomados en 2013 marzo 27 UT para la propuesta de observación 13AC98, investigador principal Rosa Amelia González López Lira. Diez imágenes individuales de 20 seg de exposición, para un total de 200 seg, fueron obtenidas en pares, intercaladas con pares de imágenes del cielo, también con 20 seg de exposición cada una. Las imágenes individuales de la galaxia están separadas por desplazamientos de 2-3 minutos de arco, es decir, suficientes como para cubrir los espacios (gaps) de $45''$ entre los cuatro detectores de la cámara. Los datos para las imágenes u^* , g' , r' e i' fueron tomados del archivo del CFHT. Las imágenes habían sido obtenidas para las propuestas 09AC04 (Ronald Läsker); 08BH55, 09AH42, 09AH55, 09AH95 (Eugene Magnier); 10AT01 (Chow-Chong Ngeow), y 11AC08 (Gretchen Harris). Para obtener las 5 imágenes finales (Figura 3.3) y sus respectivas imágenes de peso, los datos fueron procesados con los sistemas (*pipelines*) estándar. La *pipeline* para los datos ópticos está descrita en Gwyn (2008), mientras que el sistema para la reducción de datos obtenidos con WIRCam se explica en <http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/WIRCam/IiwiVersion2Doc.html>.

En la Tabla 3.2 se muestran algunas características de las imágenes.

La respuesta espectral de las bandas u^* , g' , r' , i' , z' de MegaCam y K_s de WIRCam se muestra en la Figura 3.2. En este trabajo utilizamos la combinación de datos desde el cercano ultravioleta (NUV, por sus siglas en inglés) hasta el cercano infrarrojo (NIR, por sus siglas en inglés) para elaborar una serie de diagramas color-color con el fin de seleccionar candidatos a cúmulos globulares (ver Capítulo 4).

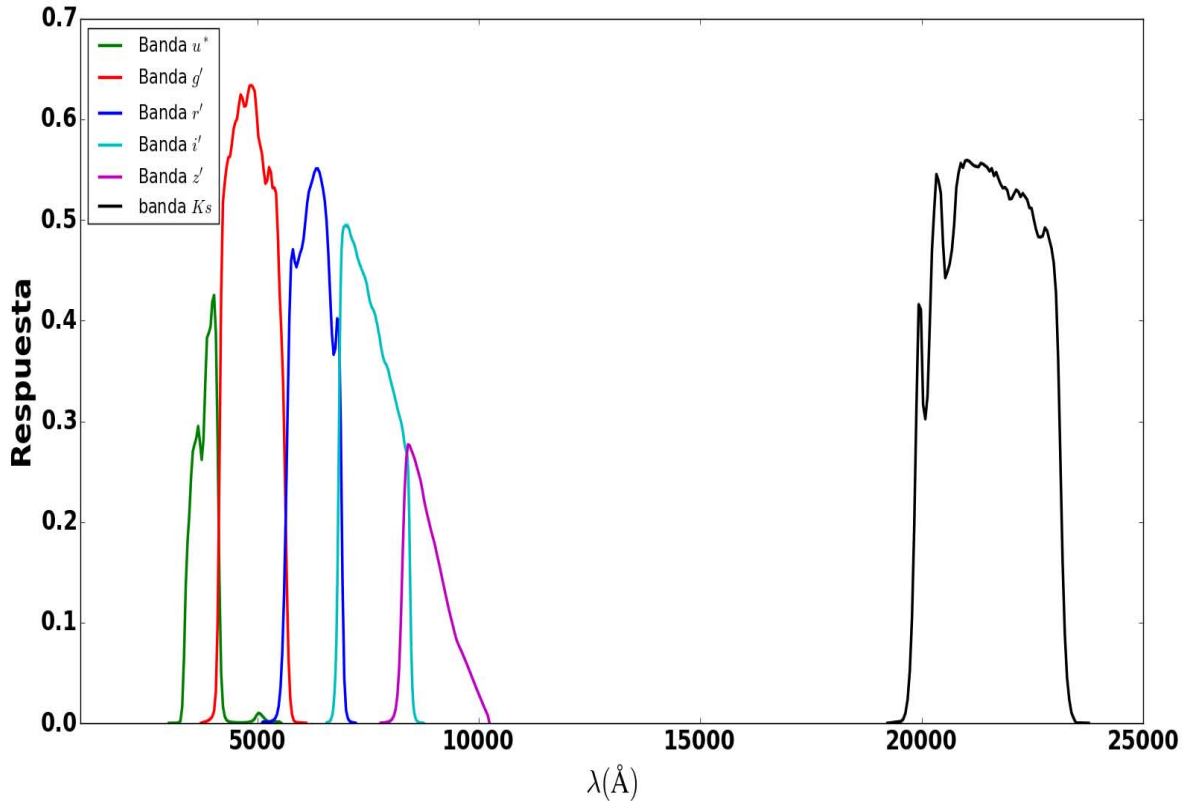


Figura 3.2: Respuesta espectral de los filtros u^* , g' , r' , i' y z' de MegaCam y K_s de WIRCam. Para este trabajo no contamos con datos en la banda z . <http://www.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/en/megapipe/docs/filt.html>

Filtro	u^*	g'	r'	i'	K_s
λ central (nm)	374	487	625	770	2146
Rango de λ (nm) a 50 %	337-411	414-559	564-685	698-843	
Ancho de banda (nm)	74	145	121	145	0.325
Transmisión media (%)	69.7	84.6	81.4	89.4	

Tabla 3.1: Características básicas de los filtros de MegaCam¹ y WIRCam².

¹<http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/WIRCam/>

²<http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/Megacam/>

Cámara	Banda	Tamaño de pixel (arsec)	Tiempo de exposición (s)
MegaCam	u^*	0.187	13360
MegaCam	g'	0.187	10400
MegaCam	r'	0.187	3500
MegaCam	i'	0.187	8080
WirCam	Ks	0.3	200

Tabla 3.2: Características de las imágenes de NGC 4258 utilizadas en este trabajo.

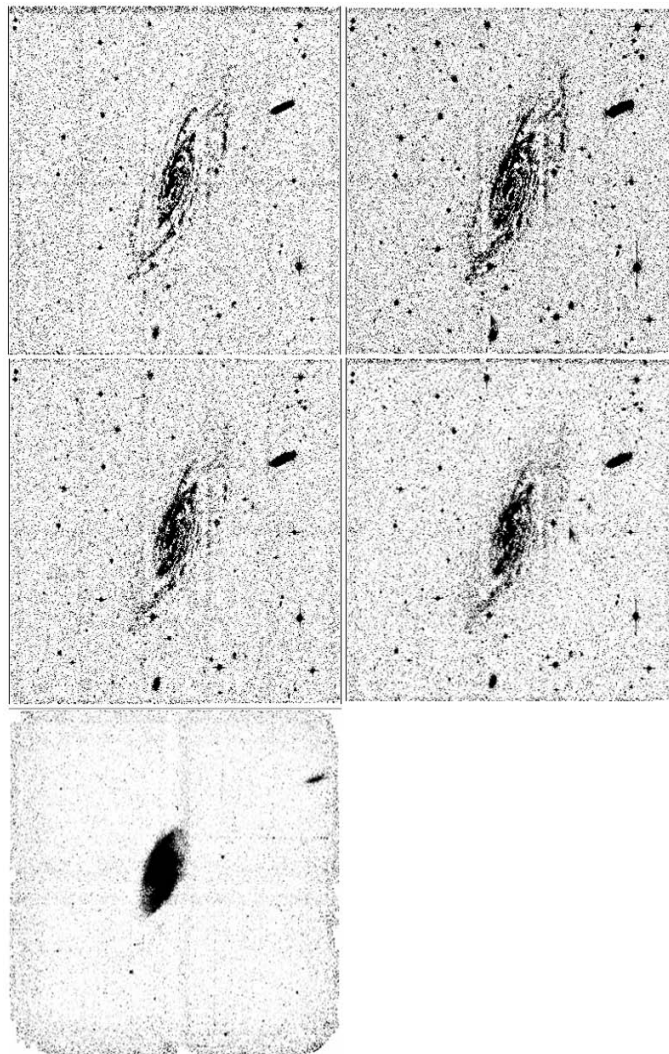


Figura 3.3: Imágenes de NGC 4258 de las bandas utilizadas. Arriba izquierda banda u^* , arriba derecha banda g' , centro izquierda banda r' , centro derecha banda i' y abajo izquierda banda Ks .

3.2. Metodología

La gran mayoría de los estudios de CGs generalmente se llevan a cabo en galaxias de tipo temprano o en galaxias espirales de canto (edge-on) debido a que su detección es difícil cuando están proyectados sobre el disco de una galaxia de cara (face-on). La detección y posterior análisis se torna un poco más difícil en nuestro caso. ¿Por qué entonces estudiar el sistema de CGs de NGC 4258?

- No existe un estudio del sistema de CGs de NGC 4258.
- NGC 4258 posee una de las mediciones más exactas de distancia y por consiguiente de su \mathcal{M}_\bullet (Herrnstein et al. 1999; Humphreys et al. 2013). Por ello resulta un objeto idóneo para explorar la relación entre N_{GC} vs. \mathcal{M}_\bullet en galaxias de tipo tardío.

La detección de fuentes y posterior fotometría de PSF (Point Spread Function) se realizó con los programas SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996) y PSFEx (Bertin, 2011):

- **SExtractor** (Source-Extractor): identifica y caracteriza fuentes en imágenes astronómicas. Está orientado particularmente hacia datos de gran formato de catastros de galaxias, pero también se puede utilizar en campos poblados de estrellas.
- **PSFEx** (PSF Extractor): construye mallas de PSF a partir de las detecciones de objetos puntuales realizadas por SExtractor (ver Figura 3.7).

3.2.1. Detección de fuentes

En esta subsección se describe el proceso desarrollado para la detección de fuentes con SExtractor. Fue necesario realizar pruebas para obtener los parámetros óptimos para la detección de CCG. Para realizar la detección de fuentes con SExtractor son necesarios dos archivos uno de configuración y otro de parámetros:

- Archivo de configuración (.conf), en el cual especificamos características de las imágenes y otros parámetros que debe tomar en cuenta para la detección de fuentes, por ejemplo: el umbral de detección, la apertura fotométrica, el punto cero. En este mismo archivo podemos pedir que produzca una serie de imágenes que son útiles para estimar la calidad de las detecciones y de la fotometría, como por ejemplo: imagen de aperturas, imagen del fondo, etc. Algunos de los parámetros para la detección de los objetos se muestran en la Tabla 3.3.
- Archivo de parámetros (.param), donde se especifican las cantidades físicas que queremos que calcule SExtractor, por ejemplo: magnitudes, flujos, coordenadas, errores, etc. SExtractor puede detectar fuentes y analizarlas en la misma imagen, o bien puede detectar fuentes en una imagen y analizarlas en otra (modo dual).

Los valores propios de las imágenes que SExtractor necesita como parámetros de entrada son: ancho a media altura (FWHM, por sus siglas en inglés), el nivel de saturación y la ganancia efectiva. El FWHM de objetos puntuales en cada imagen fueron determinados con la tarea imexam del paquete IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). Debido a que los mosaicos finales son el resultado de tomar la mediana de imágenes individuales, la ganancia efectiva se calculó con:

$$\text{ganancia_efectiva} = \frac{2 \times N \times \text{Gain}}{3}, \quad (3.1)$$

donde N es el número de imágenes individuales y Gain es la ganancia de cada imagen.

SExtractor detecta las fuentes en cuatro pasos: (1) modelado y sustracción del fondo; (2) filtrado de la imagen (convolución con una función cuyo perfil es parecido al de los objetos que buscamos, por ejemplo, una gaussiana, un sombrero mexicano, un sombrero de copa); (3) identificación de los objetos; (4) separación de objetos sobrepuestos. Cada uno de estos pasos es controlado por ciertos parámetros en el archivo de configuración.

Los parámetros que regulan el modelado y la sustracción del fondo son el BACK_SIZE, que es el tamaño de caja cuadrada usada para determinar el fondo local, y el BACK_FILTERSIZE, que es el número de cajas con tamaño BACK_SIZE que se usan como filtro para estimar la mediana dentro de las cajas y suavizar el modelo del cielo. Para detectar y determinar el flujo de los objetos correctamente es necesaria una buena estimación del fondo. Si el tamaño de la caja es muy grande, el valor del fondo determinado por SExtractor podría diferir significativamente del valor real del fondo local; si la caja es demasiado pequeña, no habrá suficiente estadística y los objetos, de hecho, contaminarán la determinación del fondo. Se realizaron varias estimaciones del fondo utilizando distintos tamaños de caja y filtro. Para el rango visible del espectro las pruebas se realizaron en la banda i' utilizando los valores de BACK_SIZE 32, 40, 64, 100, 120, 128, y de BACK_FILTERSIZE de 1, 2, 3. En la banda Ks el tamaño de caja fue de 30, 40 y 64, con valor de filtro de 2. Para cada valor del BACK_SIZE se corrió SExtractor y se generó una imagen -BACKGROUND (imagen con el fondo restado, imagen_restada.fits). Después se corrió SExtractor en modo dual dos veces más:

1. imagen_restada.fits,imagen_original.fits -c archivo.conf (detección en imagen con fondo restado (R), análisis en imagen original (O)).
2. imagen_restada.fits,imagen_restada.fits -c archivo.conf (detección y análisis en imagen con fondo restado (R)).

Mientras mejor sea la estimación del fondo mejor será la estimación del flujo de las fuentes detectadas, y menor será la diferencia entre las magnitudes determinadas en las corridas 1 y 2 de SExtractor mencionadas arriba. Si la estimación del fondo es óptima esta diferencia tenderá a cero. SExtractor puede determinar varios tipos de magnitudes, pero para esta prueba se utilizó MAG_AUTO, que es la magnitud medida hasta el radio en el que el flujo del cielo es el 1%. En la Figura 3.4 se grafican $MAG_AUTO_{RO} - MAG_AUTO_{RR}$ vs. MAG_AUTO_{RO} para los distintos tamaños del BACK_SIZE, tomando solo las fuentes con error en magnitud $MAG_AUTO < 0.2$ y utilizando el “índice de estelaridad”: CLASS_STAR es un parámetro de clasificación de fuentes que se basa en el perfil con valores de 0 a 1, donde 0 es asignado a objetos con alta probabilidad de ser extendidos, mientras que 1 es para objetos con alta probabilidad de ser puntuales. Para estas pruebas utilizamos solo fuentes con CLASS_STAR > 0.7 . En la Figura 3.4 se observa que (para tamaños de BACK_SIZE grandes) la diferencia entre MAG_AUTO_{RO} y MAG_AUTO_{RR} se aproxima a cero para las magnitudes brillantes. En cambio, (para tamaños de BACK_SIZE pequeños) la diferencia entre magnitudes diverge de cero para las magnitudes entre 14 y 18 mag, mientras que para magnitudes mayores que 20 mag la diferencia es mucho mayor. Los mejores valores de BACK_SIZE encontrados para las bandas i y Ks fueron 128 (color magenta en la Figura 3.4, izquierda) y 40 (color azul en la Figura 3.4, derecha) respectivamente. Utilizando los parámetros de BACK_SIZE y de BACKFILTER_SIZE encontrados en la banda i' se realizaron las detecciones en todas las bandas ópticas, i.e., u^* , g' , r' , e i' .

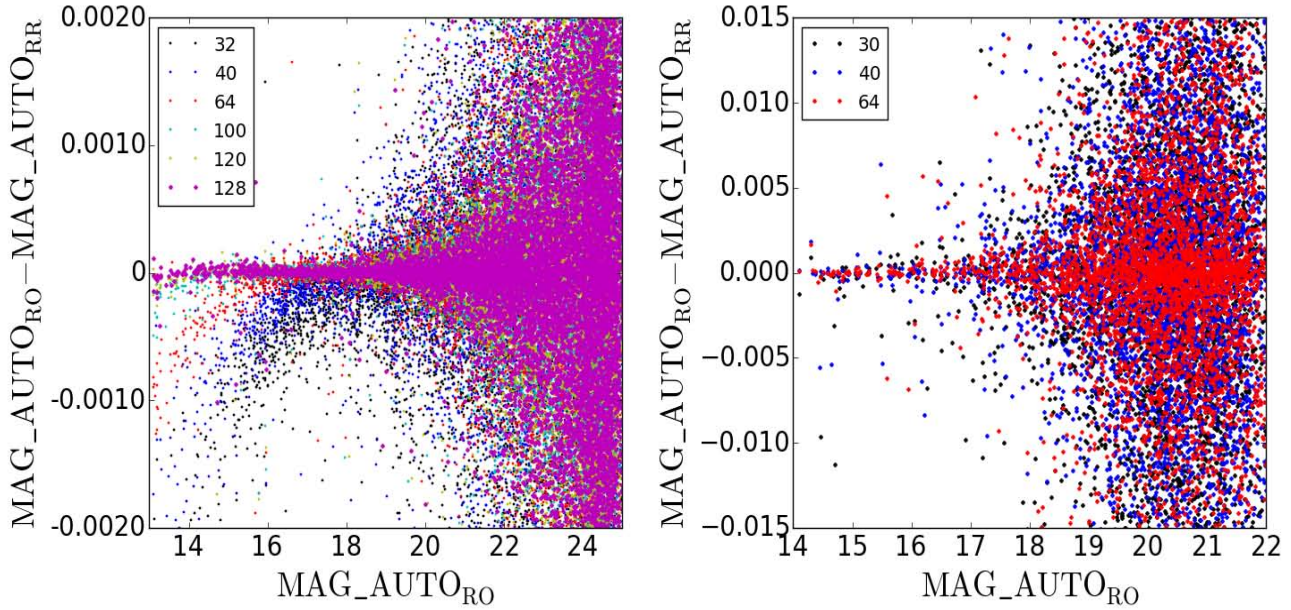


Figura 3.4: $MAG_AUTO_{RO} - MAG_AUTO_{RR}$ vs MAG_AUTO_{RO} . *Izquierda*: pruebas para la banda i' . Los colores de los puntos negro, azul, rojo, cian, amarillo y magenta corresponden a los distintos tamaños de la caja `BACK_SIZE` 32, 40, 64, 100, 120 y 128, respectivamente,. *Derecha*: pruebas en la banda Ks. Los colores negro, azul, rojo, corresponden a los tamaños de caja 30, 40 y 64, respectivamente. Sólo se grafican puntos con error en magnitud $MAG_AUTO < 0.2$ y $CLASS_STAR > 0.7$

Se realizaron pruebas con filtro gaussiano de 7×7 con un $FWHM=3.0$ píxeles, y con el filtro default (default.conv) con un tamaño de 3×3 con un $FWHM=2.0$ píxeles. La detección de los objetos depende del umbral de detección, `DETECT_THRESH` (en sigmas) y del número mínimo de píxeles que deban superar dicho umbral `DETECT_MINAREA`. Un umbral alto produce la pérdida de objetos débiles y un umbral bajo conlleva a detectar objetos espurios.

Dos o varios objetos que son muy cercanos pueden ser detectados como uno solo. Para separarlos, SExtractor aplica distintos umbrales (multithresholding) a un grupo de píxeles contiguos, y con base en dichos umbrales busca puntos silla y diferencias de contraste entre subgrupos de píxeles. Los parámetros de esta tarea que puede controlar el usuario son `DEBLEND_NTHRESH`, el número de umbrales aplicados, y `DEBLEND_MINCONT`, el contraste requerido para separar dos subgrupos (`DEBLEND_MINCONT = 1` desautoriza cualquier separación, mientras que con `DEBLEND_MINCONT = 0` hasta los picos locales más débiles serán considerados como objetos separados).

Tras comparar los resultados de detecciones utilizando diferentes filtros, umbrales de detección, etc., se seleccionaron los parámetros especificados en la Tabla 3.3. Una vez que SExtractor realiza los cuatro pasos descritos pasa a la fase de medición de posiciones, parámetros fotométricos, etc.

	u^*	g'	r'	i'	Ks
DETECT_THRESH (σ pixel)	2	2	2	2	1.5
DETECT_MINAREA (pixel)	3	3	3	3	3
DEBLEND_NTHRESH	32	32	32	32	32
DEBLEND_MINCONT	0.005	0.005	0.005	0.005	0.005
SATUR_LEVEL (ADU)	16000	2600	11500	6900	15000
GAIN (e-/ADU)	47.5	21.6	16	29.2	25.3
PHOT_APERTURES (pixel)	20	20	20	20	15
SEEING_FWHM (arcsec)	0.71	0.73	0.73	0.60	0.69
BACK_SIZE	128	128	128	128	40
BACK_FILTERSIZE	3	3	3	3	2
FWHM	3.79	3.90	3.90	3.20	2.30

Tabla 3.3: Mejores parámetros para la detección de fuentes. Para todas las detecciones se utilizó el filtro default.conv.

3.2.2. Selección de fuentes puntuales

SExtractor es muy eficiente para detectar fuentes en campos grandes, pero las mediciones de las magnitudes no son tan precisas como las calculadas utilizando PSFEx (ver sección 3.2.3). Para la creación de la PSF, PSFEx puede seleccionar automáticamente los objetos que utilizará para construir la PSF, sin embargo, esta selección puede ser mejorada, por lo que decidimos hacerlo manualmente para tener una muestra más limpia de objetos puntuales. Para la selección graficamos los puntos detectados por SExtractor en el espacio MAG_AUTO vs. FLUX_RADIUS (radio de apertura circular que encierra la mitad del flujo total de la fuente). Como se muestra en la Figura 3.5, en este espacio es posible identificar las fuentes puntuales no saturadas (columna de puntos rojos alrededor de un valor fijo de FLUX_RADIUS). La pluma de puntos negros brillantes con valores crecientes de FLUX_RADIUS contiene los objetos saturados. La nube de puntos a magnitudes más débiles que las fuentes seleccionadas contiene tanto objetos extendidos (valores de FLUX_RADIUS mayores que para objetos puntuales) como fuentes espurias (por ejemplo, rayos cósmicos, píxeles malos, etc., con valores de FLUX_RADIUS menores).

Para seleccionar una muestra limpia de objetos puntuales para la construcción de la PSF, se aplicaron los siguientes cortes en cada banda. Banda u^* : $17 < \text{MAG_AUTO} < 22.5$, $2.35 < \text{FLUX_RADIUS} < 2.6$; g' : $18.5 < \text{MAG_AUTO} < 22.5$, $2.35 < \text{FLUX_RADIUS} < 2.6$; r' : $17 < \text{MAG_AUTO} < 22$, $2.4 < \text{FLUX_RADIUS} < 2.7$; i' : $18.0 < \text{MAG_AUTO} < 22.0$, $1.8 < \text{FLUX_RADIUS} < 2.2$; Ks : $16.0 < \text{MAG_AUTO} < 19.5$, $1.45 < \text{FLUX_RADIUS} < 1.7$. La Tabla 3.4 lista el número total de fuentes detectadas y el de los objetos seleccionados en cada banda para crear la PSF.

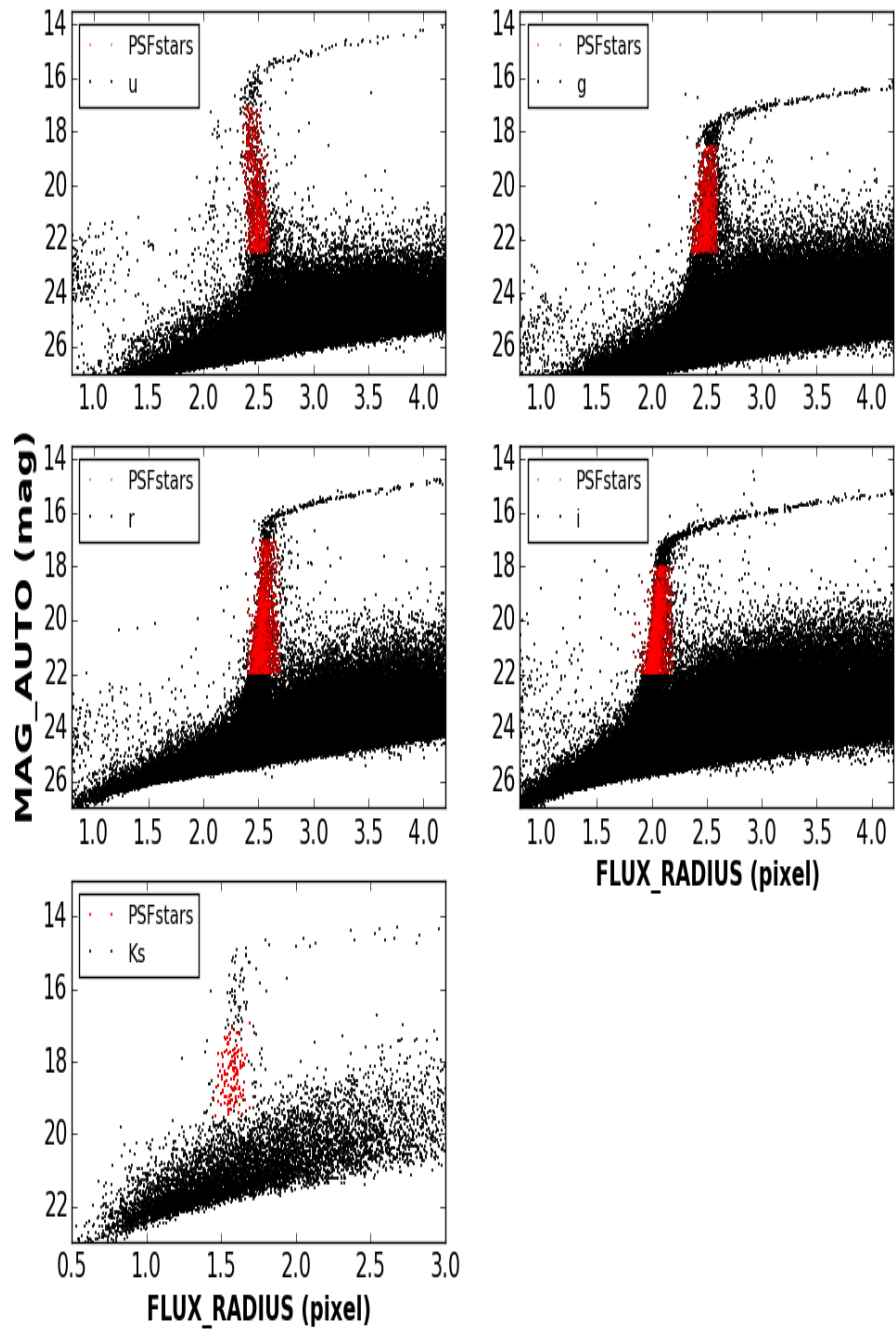


Figura 3.5: Objetos detectados con SExtractor (puntos negros) y fuentes puntuales no saturadas seleccionadas para la creación de la PSF (puntos rojos). La pluma de objetos brillantes que crece en FLUX_RADIUS contiene las fuentes saturadas. La nube de objetos a magnitudes débiles contiene tanto objetos extendidos como fuentes espurias (ver texto).

Filtro	Fuentes totales	Fuentes seleccionadas
u^*	132183	915
g'	233053	1247
r'	122867	1855
i'	218200	2173
Ks	9276	145

Tabla 3.4: Fuentes totales detectadas y fuentes seleccionadas para construir la PSF.

3.2.3. Modelo de PSF

La creación de la PSF se realizó con el extractor de modelos de PSFs de SExtractor: PSFEx. PSFEx no trabaja directamente con la imagen original, sino con catálogos con formato FITS-LDAC que produce SExtractor. PSFEx crea una malla de PSFs (es decir, una PSF espacialmente variable) a partir de los objetos puntuales seleccionados (puntos rojos en la Figura 3.5). En la versión 3.9.1, que es la que se utilizó para este trabajo, es necesario que los catálogos de entrada para PSFEX (de salida para SExtractor) contengan los siguientes parámetros:

- VIGNET(w,h): al realizar detecciones SExtractor puede generar viñetas (imágenes) de los objetos detectados con el tamaño $w \times h$ (ambos en píxeles) que se especifique. Es recomendable que $w=h$. El tamaño de la VIGNET debe ser el mismo que el diámetro de la apertura para el cálculo de FLUX_APER.
- X_IMAGE, Y_IMAGE: las coordenadas del centroide de los objetos detectados con SExtractor.
- FLUX_RADIUS: radio a la mitad de la luz de las fuentes detectadas. Es el estimador de tamaño que se utilizó para realizar la Figura 3.5.
- FLUX_APER: flujo de las fuentes con una apertura dada. Es un parámetro clave para la creación de la PSF. Este es el flujo que tomará PSFEx para la creación de la PSF.
- FLUXERR_APER: la incertidumbre del FLUX_APER en cada fuente.
- ELONGATION: elongación de los objetos. Razón entre los semiejes mayor y menor, A_IMAGE y B_IMAGE, respectivamente
- FLAGS: señalan objetos que estén saturados o truncados en los bordes de la imagen.

De igual manera que al utilizar SExtractor, PSFEX necesita un archivo de configuración, “configuración.psfex”, en el cual se especifican los parámetros para la creación de la PSF.

Un parámetro crítico para la creación de los modelos de PSF es la el flujo de las fuentes que ha calculado SExtractor en una apertura igual al tamaño de la VIGNET (FLUX_APER). Esta apertura debe ser lo suficientemente grande como para medir todo el flujo de los objetos, pero no tan grande que aumente la probabilidad de contaminación por otros objetos. Con el fin de determinar el valor óptimo de la apertura para nuestros datos, se realizaron pruebas. Para cada filtro, se realizó la fotometría de las fuentes puntuales

seleccionadas para la PSF en 10 aperturas distintas, desde una hasta 10 veces el FWHM (ver Tabla 3.5). Posteriormente graficamos contra el radio en unidades de FWHM los valores de los flujos, normalizados por el flujo en la apertura más grande. En la Figura 3.6 se aprecia que el flujo comienza a ser constante a una apertura de 5FWHM.¹ Dados los valores del FWHM en las distintas bandas, determinamos FLUX_APER=20 píxeles en el visible y de FLUX_APER=15 píxeles para la banda K_s . El número de estrellas para la creación de la PSF en cada banda es mostrado en la Tabla 3.4, columna 3.

Filtro	u^* (pixel)	g' (pixel)	r' (pixel)	i' (pixel)	K_s (pixel)
1FWHM	3.79	3.90	3.90	3.20	2.30
2FWHM	7.58	7.80	7.80	6.40	2.60
3FWHM	11.37	11.70	11.70	9.60	6.90
4FWHM	15.16	15.60	15.60	12.80	9.20
5FWHM	18.95	19.50	19.50	16.00	11.50
6FWHM	22.74	23.40	23.40	19.20	13.80
7FWHM	26.53	27.30	27.30	22.40	16.10
8FWHM	30.32	31.20	31.20	25.70	18.40
9FWHM	34.11	35.10	35.10	28.80	20.70
10FWHM	37.90	39.00	39.00	31.00	23.00

Tabla 3.5: En la tabla se muestran los 10 valores que se utilizaron para realizar la selección de la mejor apertura para la creación de la PSF en los filtros empleados.

La fotometría de PSF brinda una mejor estimación de los parámetros (magnitudes, posiciones, etc.) de los objetos astronómicos. Una vez creada la PSF variable por PSFex, se corrió SExtractor una vez más, esta vez realizando fotometría de PSF y no solamente de apertura. En la Tabla 3.6 se presenta el número de objetos analizados con la fotometría de PSF en cada banda. En la Figura 3.7 se muestran las imágenes de residuos, en las bandas i y K_s , que resultan de restar a cada fuente en las imágenes de entrada el ajuste local de PSF.

Filtro	Fuentes totales
u^*	132276
g'	232304
r'	122867
i'	218142
K_s	9272

Tabla 3.6: Números totales de fuentes detectadas utilizando las PSFs creadas con PSFEx.

¹En general, a partir de esta apertura, los valores del flujo normalizado deberían agruparse alrededor del valor 1. Cuando caen muy por debajo de este valor, se debe a fuentes contaminantes en la máxima apertura; por el contrario, valores muy por encima de 1 se producen por la presencia de contaminantes en la apertura i .

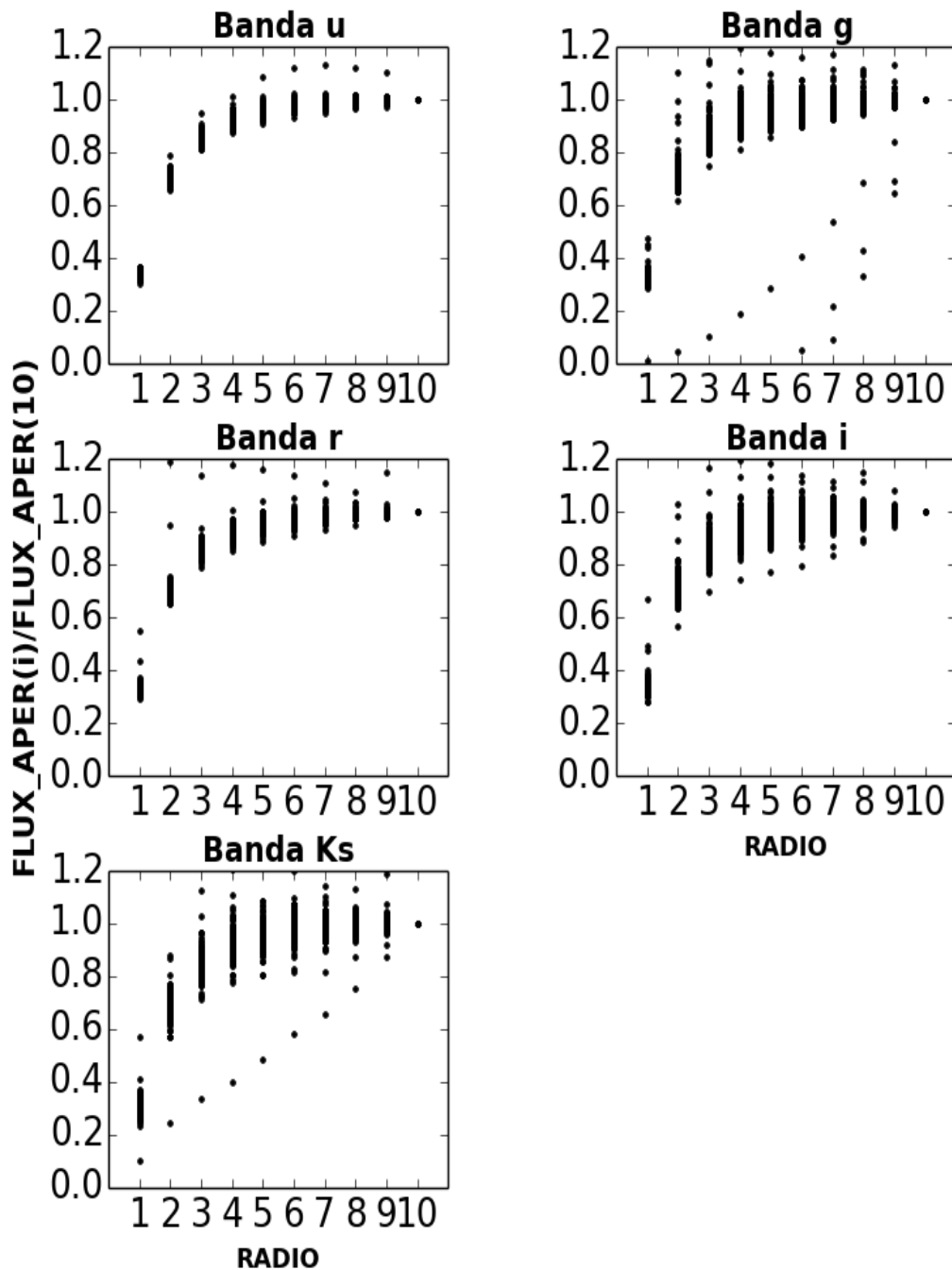


Figura 3.6: Gráficas de $\text{FLUX_APER}(i)/\text{FLUX_APER}(10)$ vs. radio en unidades de FWHM de todas las bandas.

Dos parámetros importantes que brinda SExtractor tras realizar todo el proceso (detección de fuentes, selección de fuentes para la creación de la PSF, creación de la PSF y finalmente la fotometría de PSF) son la magnitud de PSF (MAG_PSF) y el parámetro indicador de morfología que nos permite identificar fuentes puntuales y extendidas: SPREAD_MODEL . El parámetro SPREAD_MODEL es descrito en la sección 4.1.4.

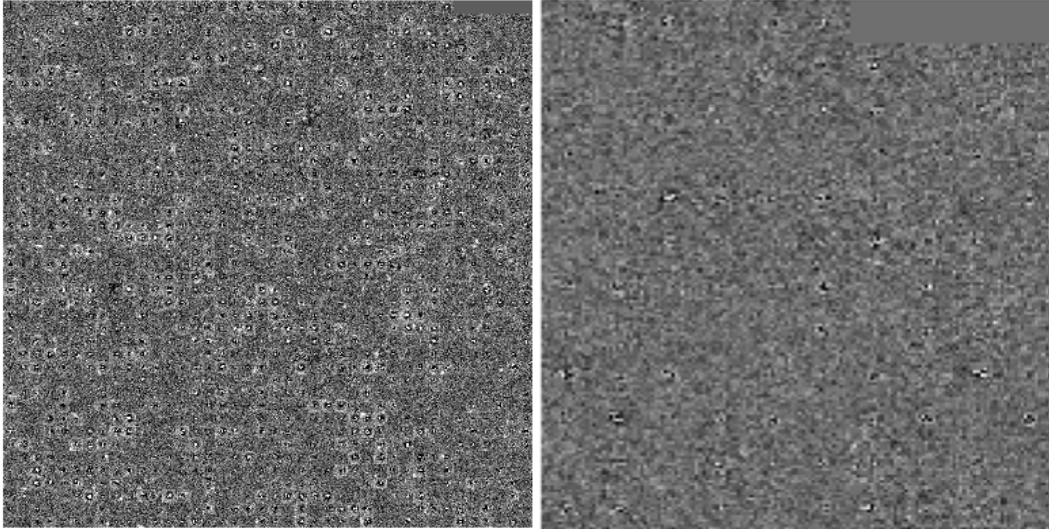


Figura 3.7: Imágenes residuales tras restar de cada fuente el mejor ajuste local de la PSF producida por PSFEx. *Izquierda*: banda i' ; *derecha*: banda Ks .

3.2.4. Pruebas de completitud en banda Ks

La observación de los objetos astronómicos está restringida por el límite de detección de los instrumentos, por lo que existe un sesgo en contra de la observación de los objetos menos brillantes, es decir, habrá una fracción creciente de objetos no detectados al disminuir su brillo. Para compensar/estimar este sesgo se emplea la corrección por completitud. Para llevarla a cabo, se agregan objetos simulados a la imagen original y después se busca recuperarlos con los mismos programas y parámetros utilizados para la fotometría y el análisis de los objetos reales. La completitud se define como el cociente de el número de objetos recuperados sobre el número de objetos agregados: $c = \frac{N_{recuperados}}{N_{agregados}}$. Las pruebas de completitud solo fueron hechas en la banda Ks debido a que, por su poca profundidad y menor campo de visión, esta imagen establece en los hechos el límite de detección de nuestros objetos. Se generaron objetos artificiales con posiciones aleatorias y magnitudes $18 < m < 23$, evitando sobreponerlos con objetos reales, entre los mismos objetos simulados y en píxeles saturados. Las magnitudes de los objetos simulados tienen una distribución de tipo caja, es decir, uniforme (Figura 3.8, panel superior). Los objetos simulados fueron creados a partir del modelo de PSF de la banda Ks obtenido con PSFEx (ver sección 3.2.3).

Dado que el límite de detección de fuentes es afectado por el valor y estructura del fondo, decidimos hacer las pruebas de completitud en diferentes regiones para cuantificar el efecto que tiene el disco de NGC4258 en nuestra detección. En los paneles superiores de la Figura 3.8 se muestran las distribuciones de magnitud de los objetos simulados (color negro) y los objetos recuperados de las tres regiones en las que se realizaron las pruebas de completitud. Abajo a la izquierda de la Figura 3.8 se muestran las tres regiones en las que se calculó c : (1) elipse del tamaño R25 (Corwin et al., 1994) (puntos rojos); (2) anillo de puntos color azul que encierra al anillo de puntos rojos; (3) anillo de puntos verdes que encierra al anillo de puntos azules. Cada región tiene el mismo número de objetos simulados: 58,000 objetos. Abajo a la derecha de la Figura 3.8, se grafican c como función de la magnitud de los objetos simulados. Los puntos rojos representan la fracción c

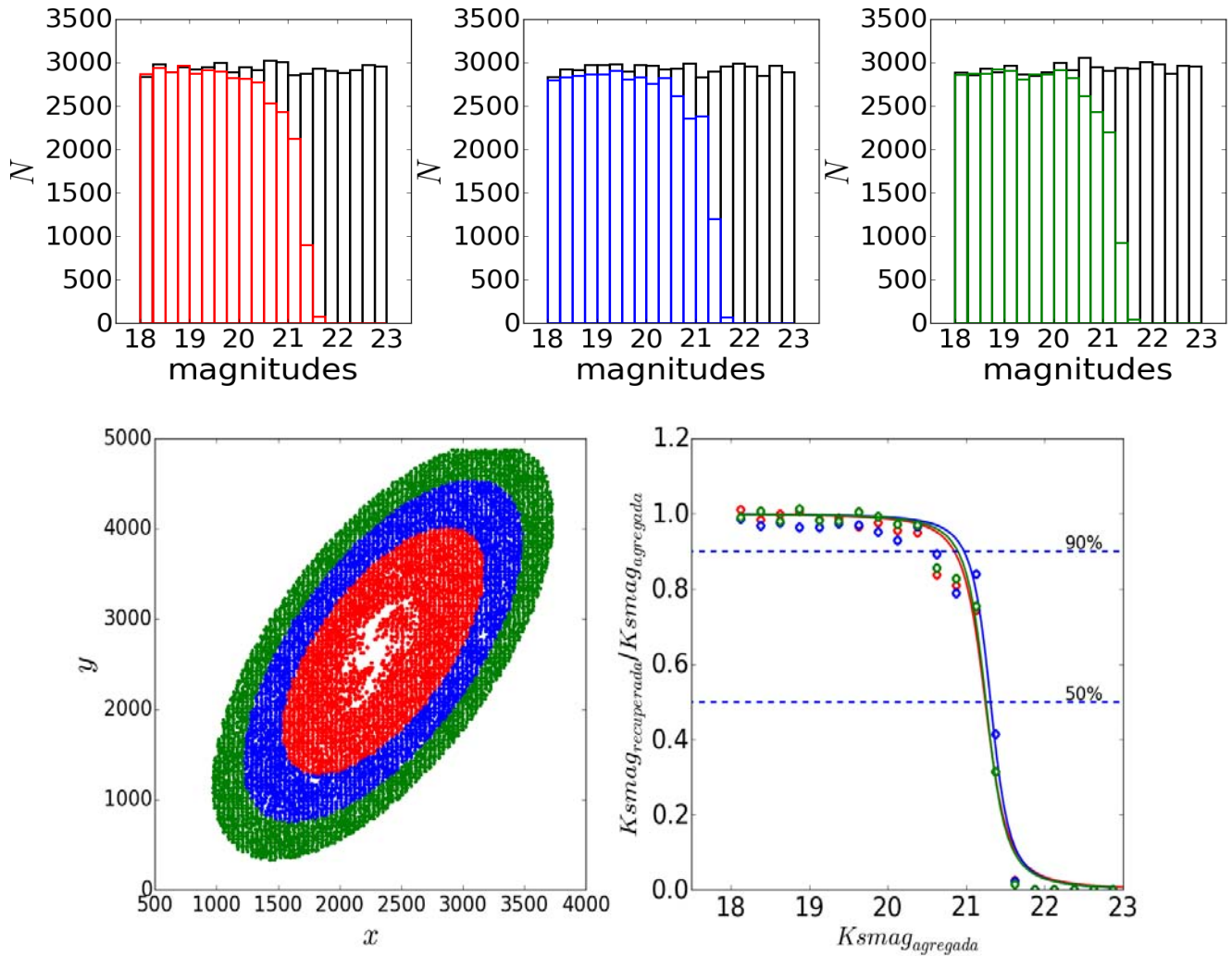


Figura 3.8: *Arriba:* En los tres paneles se muestran las distribuciones de tipo “caja” en color negro; las distribuciones en color rojo, azul y verde representan los objetos recuperados con el mismo proceso de detección hecho para los datos reales. *Abajo izquierda:* Muestra las tres regiones en las que se realizó la prueba de completitud: la elipse de puntos rojos de tamaño R25; anillo de puntos color azul que encierra al anillo de puntos rojos; anillo de puntos verdes que encierra al anillo de puntos azules. *Abajo derecha:* prueba completitud, donde los puntos rojos representan la fracción c dentro de la región roja; los puntos azules representan la fracción c dentro de la región azul, y los puntos verdes representan la fracción c dentro de la región verde. Las líneas discontinuas azules representan la completitud al 90 por ciento (arriba) y al 50 por ciento (abajo). La línea de color rojo, azul y verde son los ajustes a los puntos de las distintas regiones utilizando la función de Pritchett.

de la región roja; los puntos azules son la fracción c en la región azul, y los punto verdes representan c en la región verde. Todos con un bin de 0.25 mag. Las líneas azules discontinuas representan la completitud al 90 por ciento (arriba) y al 50 por ciento (abajo). La líneas roja, azul y verde son los ajustes de los puntos correspondientes utilizando la llamada función de Pritchett (McLaughlin et al., 1994):

$$f(m) = \frac{1}{2} \left[1 - \frac{\alpha(m-m_{lim})}{\sqrt{1 + \alpha^2(m-m_{lim})^2}} \right], \quad (3.2)$$

donde m_{lim} es la magnitud a la que la completitud es 0.5 y α es una constante que determina la pendiente de la curva. Los valores obtenidos de los ajustes por región para m_{lim} y α se muestran en la Tabla 3.7.

	m_{lim}	α
Región roja	21.24 ± 0.02	3.36 ± 0.41
Región azul	21.31 ± 0.02	3.92 ± 0.66
Región verde	21.25 ± 0.02	3.71 ± 0.44

Tabla 3.7: Parámetros de los ajustes, curvas de colores en el panel inferior izquierdo de la Figura 3.8, utilizando la función de Pritchett.

Las diferencias entre los resultados encontrados para m_{lim} a través de las pruebas de completitud entre la región roja y las regiones azul y verde son 0.01 a 0.07 respectivamente, lo que representa una diferencia de 0.05% y 0.33% respectivamente. Debido a la escasa diferencia en los resultados entre las distintas regiones se decidió utilizar los parámetros encontrados en la región roja.

Capítulo 4

Análisis

Una vez realizada la detección y fotometría de las fuentes en el campo de visión, el siguiente paso es la identificación de los cúmulos globulares. A la distancia de NGC 4258, y asumiendo que los tamaños son similares a los reportados en la literatura (ver sección 2.1.4.) esperamos que los CGs sean puntuales o parcialmente resueltos. En este capítulo presentamos cuatro diagramas color-color (DCC) que son utilizados en la literatura para la selección de cúmulos globulares. Además, discutimos otros métodos para dicha selección. Exploramos las propiedades del sistema de CGs: distribución de color, distribución espacial y frecuencia específica. Calculamos el número total de CGs y comparamos la localización de la galaxia NGC 4258 en el plano N_{GC} vs. \mathcal{M}_\bullet con la relación establecida para galaxias de tipo temprano (ver Sección 1.2).

4.1. Diagramas color-color

En un sistema fotométrico con bandas (filtros) a distintas longitudes de onda, se define el color como la diferencia en magnitud medida en dos bandas diferentes (Binney & Merrifield, 1998). Los DCCs han jugado un papel muy importante en la astronomía ya que son herramientas eficientes para la clasificación de objetos en catastrófos de gran escala (eg., Daddi et al. 2004), esto es gracias a que son independientes de la distancia. Algunos colores son sensibles a la temperatura (eg., $B - V$), otros a la metalicidad (eg., $U - B$), por lo que, al construir un DCC grupos de objetos con diferentes propiedades se agrupan en distintas regiones del diagrama, permitiendo así su identificación.

4.1.1. DCC $u^*i'Ks$

En la literatura encontramos diversos trabajos que utilizan DCCs para la identificación de candidatos a CGs, por ejemplo: utilizando filtros del CFHT ($r' - i'$) vs. ($g' - i'$) (Pota et al., 2015); utilizando filtros del HST ($B_{438} - V_{606}$) vs. ($V_{606} - I_{814}$) (Fedotov et al., 2011); con filtros del VLT¹ ($U - B$) vs. ($V - I$) (Georgiev et al., 2006). En Muñoz et al. (2014) se presenta por vez primera el DCC $u^*i'Ks$, en este diagrama se observa una muy clara separación entre las estrellas de la Vía Láctea, las galaxias del fondo, los cúmulos globulares y cúmulos estelares jóvenes como los que pueblan los discos galácticos. Una de las características más importantes de este DCC, señalada en Muñoz et al. (2014), es que los CGs ocupan un espacio prácticamente libre de galaxias y de estrellas de la secuencia principal en la Vía Láctea. En este diagrama resaltan los cúmulos globulares porque el color $i' - Ks$ es una medida de la temperatura de su rama gigante roja,

¹Very Large Telescope.

mientras que el color $u^* - i'$ es sensible a las estrellas calientes de su rama horizontal.

Recientemente se han acumulado evidencias de que los CGs han tenido distintos episodios de formación estelar (eg., Vesperini et al. 2010; D'Antona et al. 2013). Sin embargo, en una primera aproximación los cúmulos globulares pueden ser considerados como poblaciones estelares simples (SSP, por sus siglas en inglés), en general de baja metalicidad y con edades entre varios Gyr y cercanas a la edad del universo. Con el fin de verificar que el locus de los CGs en el DCC $u^*i'K$ reportado por Muñoz et al. (2014) es consistente con SSPs con propiedades correspondientes a este tipo de objetos en el DCC $u^*i'Ks$, se realizaron simulaciones con el paquete GALAXEV.² A un corrimiento al rojo $z=0$, se simularon SSPs de edades 8-13 Gyr con metalicidades $Z=0.0004, 0.004, 0.008, 0.02, 0.05$. Simulamos también SSP de 0-0.2 Gyr con metalicidad solar. Finalmente, para determinar el lugar ocupado por estrellas de la Vía Láctea en la línea de visión y determinar si contaminan la región esperada para los CGs, se simularon las isócronas de estrellas individuales en la secuencia principal (MS, por sus siglas en inglés), para metalicidades: $Z=0.017, 0.0001, 0.0002, 0.0005, 0.001, 0.002, 0.004, 0.006, 0.008, 0.010, 0.014, 0.020, 0.030$ y 0.040 (Figura 4.1).

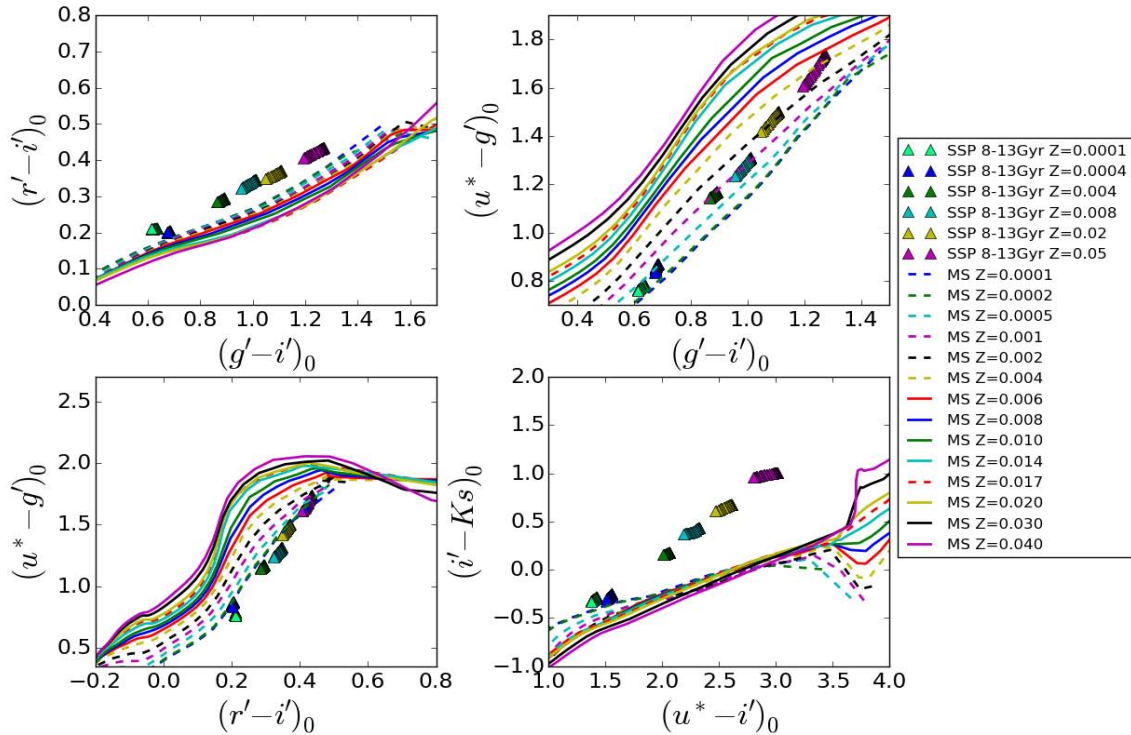


Figura 4.1: Loci de CCGs para distintos DCC. Las SSP simuladas se presentan como triángulos rellenos; cada color representa una simulación con edades 8-13 Gyr y metalicidades 0.0001 (triángulos verde claro), 0.0004 (triángulos azules), 0.004 (triángulos verdes), 0.008 (triángulos azul claro), 0.02 (triángulos amarillos), 0.05 (triángulos morados). Las rayas continuas y discontinuas son simulaciones de las isocronas para estrellas de la secuencia principal; los distintos colores indican $Z = 0.017, 0.0001, 0.0002, 0.0005, 0.001, 0.002, 0.004, 0.006, 0.008, 0.010, 0.014, 0.020, 0.030$ y 0.040 .

Las simulaciones son consistentes con la región encontrada por Muñoz et al. (2014). En base a evidencia

²Es una biblioteca de modelos de síntesis de poblaciones estelares evolutivos calculados usando el código de síntesis de isócronas de Bruzual & Charlot (2003).

observacional y teórica definimos una región de selección (elipse naranja en la Figura 4.2), donde los objetos tienen una alta probabilidad de ser CCGs. En la Figura 4.2 presentamos el diagrama $u^*i'Ks$ para la galaxia NGC 4258, mostrando las SSP correspondientes a CGs, las isócronas de las estrellas de MS, y los cúmulos estelares jóvenes. También se muestran dos simulaciones de galaxias: (a) cuadros rellenos muestran la simulación para una galaxia con un tasa de formación estelar constante; (b) los círculos rellenos muestran la simulación de una galaxia con un solo brote de formación estelar. La barra de color muestra la evolución de ambas simulaciones en función del corrimiento al rojo.

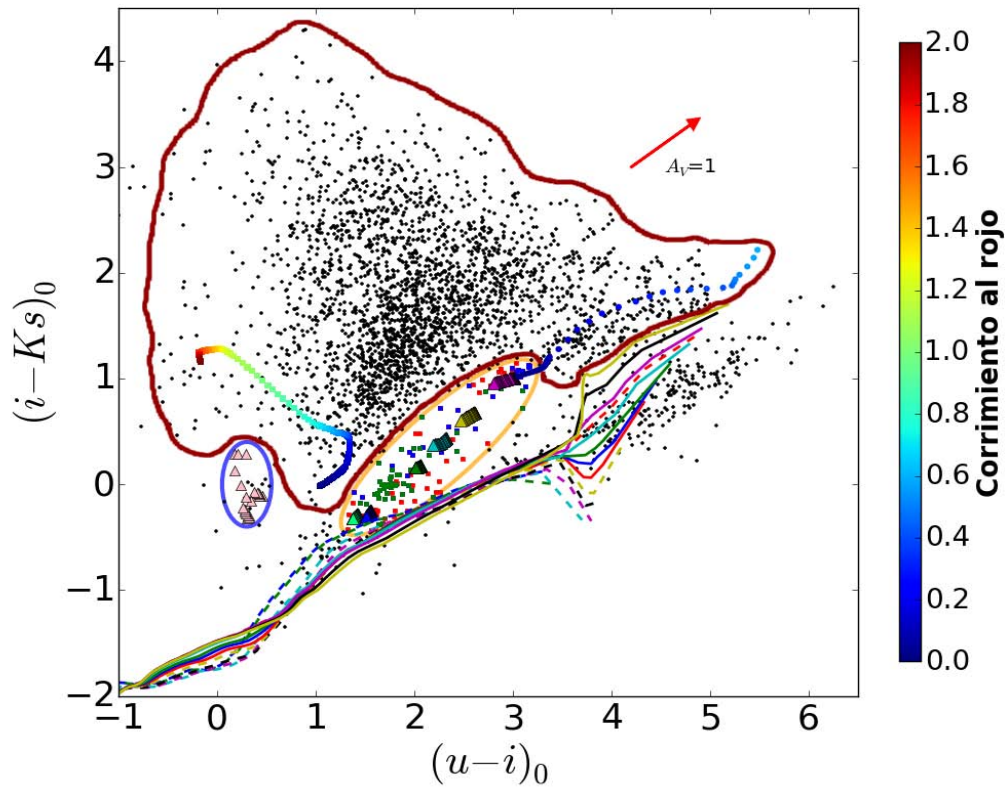


Figura 4.2: DCC $u^*i'Ks$ de los datos de NGC 4258. *Puntos rojos dentro de elipse naranja*: candidatos a CG. *Puntos negros*: otras fuentes detectadas, i.e., galaxias y estrellas Galácticas de la MS. *Triángulos rellenos rosas dentro de elipse azul*: modelos SSP con $Z = 0.02$ y más jóvenes que 200 Myr. *Frontera rojo quemado*: define región ocupada por galaxias. *Líneas delgadas de colores*: modelos de estrellas de la MS con $Z = 0.0004 - 0.04$. *Superposiciones de triángulos rellenos*: modelos SSP con edades viejas (8 - 12 Gyr) y $Z = 0.0004 - 0.05$; definen la región *naranja* ocupada por candidatos a CG. *Cuadros rellenos en color*: representan la simulación para una galaxia con un tasa de formación estelar constante. *Círculos rellenos en color*: simulación de una galaxia con un solo brote de formación estelar.

En la Figura 4.3 se grafican los parámetros FWHM, SPREAD_MODEL y CLASS_SATR de todos los objetos, región de galaxias, región de estrellas y región de selección de CGs del DCC $u^*i'Ks$ (Figura 4.2). Las distribuciones en la Figura 4.3 muestran que los parámetros son distintos para los distintos tipos de objeto en el DCC. En las distribuciones de la región de las estrellas se observa que al ser objetos puntuales sus parámetros estructurales se dibujan en una región más estrecha respecto a la región de galaxias. Los objetos de la región de las galaxias muestran tener una distribución de objetos más extendidos que las estrellas. La

región de selección, se dibuja en un punto intermedio entre los objetos puntuales y los objetos extendidos. En las secciones siguientes sometemos a los objetos de la región de selección a diferentes criterios para obtener la mejor muestra de CGs posible.

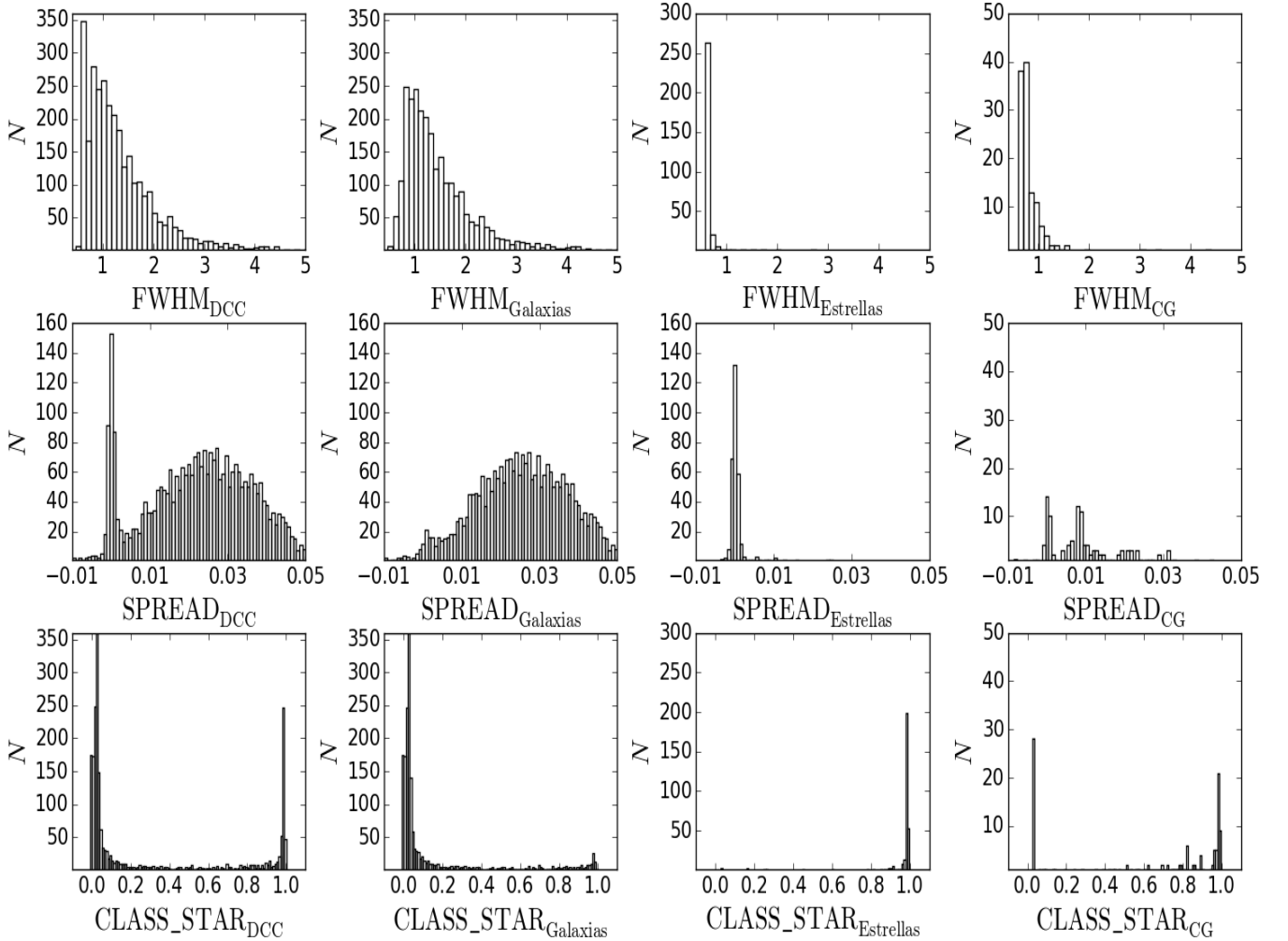


Figura 4.3: Parámetros estructurales de los objetos mostrados en el DCC $u^*i'Ks$. *Primera columna*: parámetros estructurales de toda la muestra. *Segunda columna*: parámetros estructurales de los objetos de la región de galaxias. *Tercer columna*: parámetros estructurales de los objetos de la región de estrellas. *Cuarta columna*: parámetros estructurales de los objetos en la región de selección a CCGs.

4.1.2. Selección de CGs

Los datos en el DCC $u^*i'Ks$ de NGC 4258 incluyen solamente objetos con un error en la $MAG_PSF < 0.2$ en la banda i' . Además, corregimos por extinción Galáctica para esa línea de visión dados en NED³ para las bandas del SDSS,⁴ a partir del trabajo de Schlafly & Finkbeiner (2011) dado que este sistema de filtros es muy parecido al del CFHT. Los valores para la corrección por extinción por banda son: $A_u = 0.069$,

³The NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration.

⁴Sloan Digital Sky Survey.

$A_g = 0.054$, $A_r = 0.037$, $A_i = 0.028$ y $A_{Ks} = 0.005$. Dado que nuestro objeto de estudio son los CGs, y aprovechando que la FLGC (ver subsección 2.2.1.) es prácticamente universal, calculamos la magnitud esperada de los objetos de interés para así seleccionar en cada banda únicamente las fuentes que caen dentro de $\pm 3\sigma$ del TO de la función de luminosidad de los CGs en dicho filtro, suponiendo $\sigma = 1.4$. Los valores utilizados para los TOs de las bandas en el óptico se calcularon utilizando el valor del TO en la banda V , $M_V = -7.5$, y tomando los colores en los filtros de MegaCam (sistema AB) de una población estelar simple con $Z=0.0004$ y edad de 12 Gyr, dados por los modelos de Bruzual y Charlot 2013 (comunicación privada). En el caso del TO de la banda Ks utilizamos el mostrado en Wang et al. (2014) (Tabla 4.1).

Banda	$M_{0,TO}$	$m_{0,TO}$	$m_{0,TO} \pm 3\sigma$
u^*	-6.43	22.97	$18.77 < m_{u^*} < 27.17$
g'	-7.29	22.11	$17.91 < m_{g'} < 26.31$
r'	-7.70	21.70	$17.50 < m_{r'} < 25.90$
i'	-8.01	21.39	$17.19 < m_{i'} < 25.59$
Ks	-8.10	21.30	$17.10 < m_{Ks} < 25.50$

Tabla 4.1: *Segunda columna*: magnitudes absolutas y sin extinción del TO ($M_{0,TO}$) en las bandas de MegaCam y WIRCam utilizadas. *Tercera columna*: magnitudes aparentes y sin extinción del TO ($m_{0,TO}$), calculadas suponiendo una distancia a NGC 4258 de 7.6 Mpc (Humphreys et al., 2013). *Cuarta columna*: límites en magnitud para la selección de candidatos a CGs.

Para finalmente elaborar el DCC obtuvimos las coincidencias entre los datos en las 3 bandas (u^* , i' , Ks), con base en las coordenadas ascensión recta y declinación de las fuentes. El cruce se hizo con el paquete TOPCAT⁵ (Tool for OPERations on Catalogues And Tables), dando una tolerancia de un segundo de arco para los cruces entre las coordenadas de los objetos. Al finalizar este proceso quedaron un total de 3079 coincidencias, entre las bandas u^* , i' y Ks con los cuales contruimos el DCC (Figura 4.2).

4.1.3. Descontaminación

Con el fin de estimar la probabilidad de que los objetos dentro de la elipse de selección sean, en efecto, CGs, adaptamos el procedimiento desarrollado por Mighell et al. (1996) para eliminar estadísticamente estrellas de campo que contaminan a un grupo o cúmulo. En la aplicación tradicional, se trata entonces únicamente de estrellas, y tanto campo de interés como campo de control se encuentran realmente muy próximos físicamente. La idea es comparar las densidades numéricas de fuentes en los diagramas color-magnitud (DCMs) del campo de interés, por una parte, y el campo de control, por el otro. Para que la comparación sea justa, es necesario normalizar las densidades por los cocientes de las áreas físicas y de los grados de completitud en la detección de fuentes de ambas regiones. Subyace la suposición de que el campo de interés contiene tanto estrellas del cúmulo como contaminantes, mientras que el campo de control incluye solamente contaminantes.

Para cada estrella en el campo de interés, se define en el DCM una región a su alrededor cuyo tamaño típicamente es igual al de unas pocas veces sus errores, tanto en color como en magnitud. Se cuenta el

⁵TOPCAT es un visor gráfico de datos (Taylor, 2005).

número de estrellas en esta región en los DCMs, respectivamente, del campo de interés (N_{cl}) y del campo de control (N_{fld}). La probabilidad de que una estrella en el DCM del campo de interés en realidad pertenezca al cúmulo se puede expresar como:

$$p \approx 1 - \text{MIN} \left[\frac{\alpha\beta(N_{fld} + 1)}{N_{scl} + 1}, 1.0 \right], \quad (4.1)$$

donde α es el cociente del área del campo de interés al área del campo de control, y β es el cociente de la completitud del campo de interés a la completitud del campo de control. Una vez que se calcula p para una estrella dada, se le compara con un número elegido al azar $0 \leq p' \leq 1$. Si $p \geq p'$, la estrella es aceptada como miembro del cúmulo; de lo contrario, se le considera estrella de campo contaminante y se le rechaza.

Nuestra adaptación del método para cúmulos estelares tiene varias diferencias, a saber:

1. Lo aplicamos en el DCC $u^*i'Ks$, y no en el DCM.
2. Las fuentes de interés y las contaminantes no son de la misma clase. Es decir, los contaminantes no son CGs, sino galaxias de fondo y estrellas en la Vía Láctea.
3. El campo de control no es necesariamente contiguo al campo de interés, ni físicamente ni en distancia angular.

Utilizamos como campo de control la llamada Tira de Groth (de aquí en adelante, Groth), es una región del espacio en donde se han realizado observaciones por ser una región supuestamente vacía. Las coordenadas en ascensión recta y declinación son 14h19m27.3s,+52d40m59s (J2000), respectivamente; los valores de Schlafly & Finkbeiner (2011) para la extinción en esta dirección son: $A_u = 0.037$, $A_i = 0.015$ y $A_{K_s} = 0.003$. Groth es uno de los campos profundos que han sido observados insistentemente en las últimas décadas por muchos de los telescopios más importantes del mundo, en todas las regiones del espectro accesibles a la tecnología actual. La motivación original para observar estos campos, de los cuales el primero fue el famoso Campo Profundo del Hubble (HDF, por sus siglas en inglés; Williams et al. 1996), ha sido el estudio del universo lejano. Por lo mismo, preferentemente se encuentran a altas latitudes Galácticas, con el fin de disminuir la contribución de fuentes de la Vía Láctea, y evitan líneas de visión donde se encuentren galaxias cercanas conocidas. La región de Groth se encuentra entre las constelaciones de la Osa Mayor y Boötes, y sus observaciones se encuentran coordinadas por el proyecto AEGIS (All-Wavelength Extended Groth Strip International Survey).

En particular, Groth es uno de los cuatro campos profundos observados por el telescopio CFHT en el marco de su Catastro Legado (Legacy Survey, CFHTLS por sus siglas en inglés; Gwyn 2012), y el más cercano a NGC 4258 en distancia angular (19.9deg). El campo D3 del CFHTLS consiste en observaciones dentro de la Extended Groth Strip de 1 grado cuadrado en las bandas u^* , g' , r' , y' y z' , y de 0.4165 grados cuadrados en J , H y K_s .

Todos los mosaicos finales están disponibles en el archivo del CFHT (<http://www.cadc-ccda.hia-ihh.nrc-nrc.gc.ca/en/cfht/>) y tienen una escala de pixel de $0.186''$. Presentamos un resumen de las características de estos mosaicos en la Tabla 4.2.

Filtro	Tiempo de exposición s	Seeing "	Compleitud fuentes puntuales y bulbos		Compleitud fuentes extendidas(discos)	
			80 %	50 %	80 %	50 %
			mag		mag	
u^*	19800	0.755	26.25	26.63	25.50	26.01
g'	20700	0.684	26.34	26.86	25.47	26.19
r'	36600	0.648	25.84	26.48	24.97	25.76
i'	64440	0.621	25.49	26.17	24.64	25.47
y'	19224	0.618	25.46	26.06	24.56	25.30
z'	45036	0.533	25.14	25.60	24.11	24.78
J	16700	0.81		25.00		
H	15800	0.72		24.86		
K_s	17500	0.74		24.69		

Tabla 4.2: Características de los datos de la Tira de Groth. Información tomada de http://terapix.iap.fr/cplt/T0007/table_syn_T0007.html para el óptico, y de http://terapix.iap.fr/article.php?id_article=832 para el cercano infrarrojo.

Normalmente, para la aplicación tradicional del método de descontaminación, los campos de control y de interés no solo están contiguos y han sido adquiridos con el mismo telescopio, sino que sus características como escala de pixel, seeing y profundidad también son similares. Al examinar la Tabla 4.2, resulta evidente que los datos de Groth, y en particular en la banda K_s , difieren significativamente de nuestros datos de NGC 4258, en particular en escala de pixel, resolución y tiempo de exposición/profundidad. Además, al no estar en la misma línea de visión, habrá variaciones en las densidades numéricas intrínsecas tanto de galaxias de fondo como de estrellas de la Vía Láctea en ambos campos. A continuación describimos cómo tomamos en cuenta cada diferencia para la descontaminación de la región de CGs en NGC 4258.

Aprovechamos para recordar que todo nuestro análisis está limitado por la imagen K_s de NGC 4258, por su tamaño y poca profundidad. Era necesario emular sus características con el mosaico K_s de Groth. La diferencia de tamaños en los pixeles de ambos campos se corrigió interpolando los pixeles en Groth con la tarea `magnify` de IRAF, con un factor de magnificación en x y y de 0.606, (interpolación “lineal” y frontera “pixel más próximo”), y convolucionando los pixeles con una gaussiana (con la tarea `gauss` en IRAF, con $\sigma = 0.68$) para que el FWHM coincidiera con el de la imagen NGC 4258. Para tomar en cuenta las diferencias en profundidad entre ambos campos en el momento de detectar y analizar objetos con SExtractor, seguimos el siguiente procedimiento. Medimos la densidad numérica de objetos (sin ningún tipo de corte) en la imagen K_s de NGC 4258 más allá de $1.25 R_{25}$ (para eliminar las fuentes asociadas a la propia galaxia), que resultó ser de 10.2/minuto de arco cuadrado. Extrapolando al área del mosaico K_s de Groth, esto es igual a ~ 17500 fuentes. Entonces, ajustamos los umbrales de detección y análisis de SExtractor hasta solamente extraer 17500 objetos en la imagen K_s de Groth que ya había sido procesada para tener el mismo tamaño de pixel y el mismo FWHM que la imagen de NGC 4258; los valores de los umbrales fueron `DETECT.THRESH = 16.5`, `ANALYSIS.THRESH = 22`. Una vez aplicados los mismos cortes que a los datos de NGC 4258 (ver sección 3.2.1), y que se hizo el cruce por RA, DEC con los mosaicos u^* e i de la Tira de Groth, quedaron 11328 fuentes en la región de “galaxias” y 1646 en la de “estrellas” del DCC. Dos factores más nos dieron confianza en el procedimiento: (1) el cociente de “estrellas” a “galaxias” es de 15%, comparable al 13% que hay en NGC 4258, y (2) añadimos ruido (tarea `mknoise` de IRAF) al mosaico K_s de Groth hasta que su cociente de señal a ruido fuera similar al de NGC 4258, y confirmamos que las fuentes que permanecían visibles eran en general las mismas que habían sido detectadas por

SExtractor en la imagen interpolada y suavizada, con los valores citados de los umbrales. La comparación de los dos DCC, NGC 4258 y Groth, se muestran en la Figura 4.4. En el DCC de Groth se observa, como esperábamos, un espacio casi vacío en el lugar donde las simulaciones indican que estarían ubicados los CCGs.

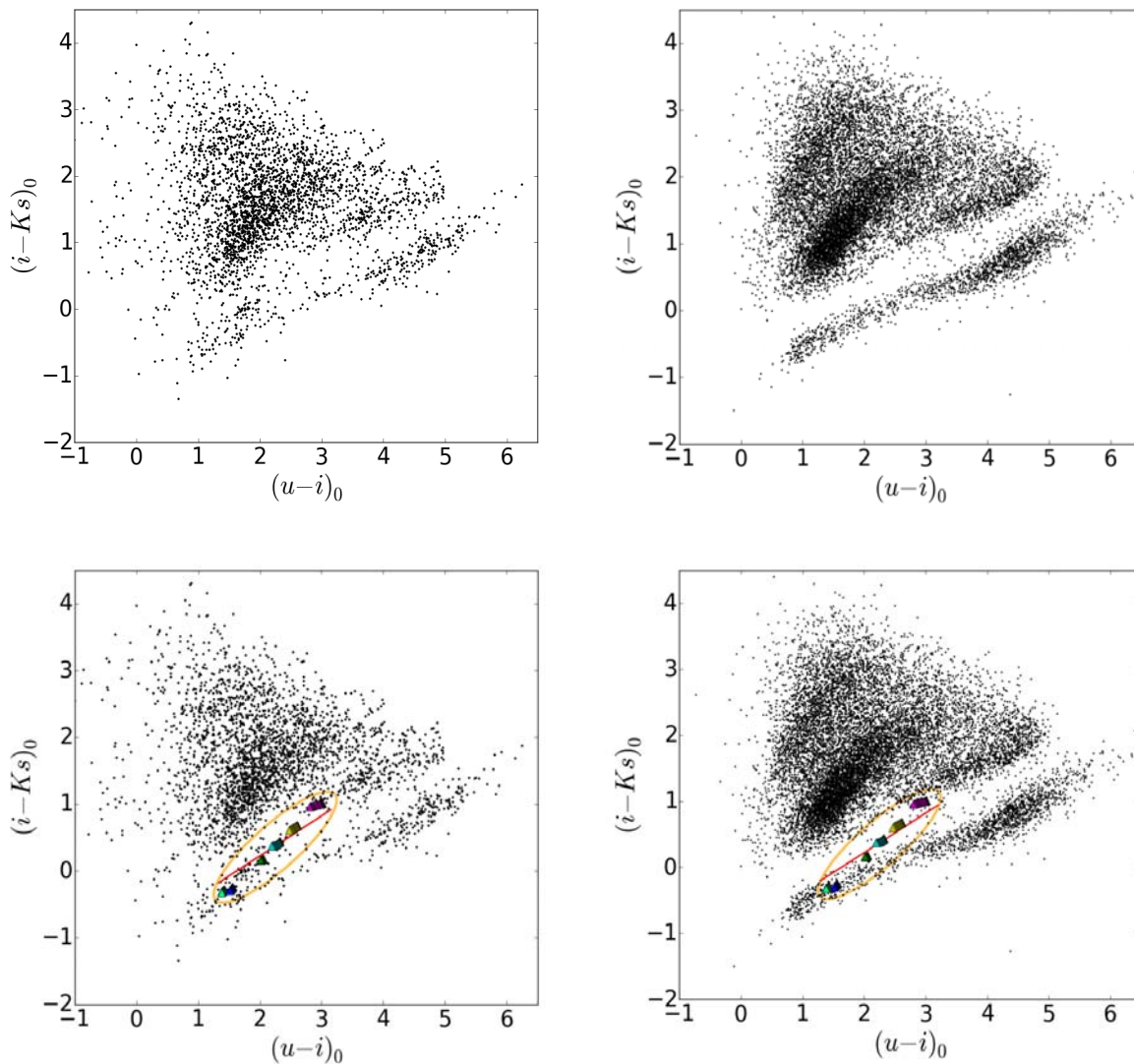


Figura 4.4: Comparación de DCC uiKs entre NGC 4258 y Groth. La fotometría de PSF fue hecha con el mismo procedimiento en ambos casos. En Groth se observa un vacío en la región de los CGs, la misma región en NGC 4258 se observa poblada.

Entonces, nuestro campo de interés (NGC 4258) y de control (Groth) muestran cocientes en sus números de estrellas ($1646N_{*,\text{Groth}}/353N_{*,\text{NGC4258}} = 4.66$) y de galaxias ($11328N_{\text{gal,Groth}}/2708N_{\text{gal,NGC4258}}=4.18$) que se deben a varios factores. En primer lugar está la diferencia de áreas (la de Groth es 2.81 veces más grande), pero también las diferencias en completitud y las varianzas intrínsecas. Una vez tomando en cuenta el cociente de las áreas ($\alpha = 1/2.81$ en la Ecuación 4.1), queda un factor extra para las estrellas $\beta_{*} = 1/1.66$

y para las galaxias $\beta_{\text{gal}} = 1/1.49$. Si bien tratamos de minimizar las diferencias en completitud debidas a resolución y profundidad mediante nuestro tratamiento del mosaico de Groth, es posible que haya quedado un remanente.⁶

Todas las fuentes de NGC 4258 en cada una de las zonas de selección (“estrellas” o “galaxias”) tienen ciertos colores $(i' - Ks) \pm \sigma_{(i'-Ks)}$, $(u^* - i') \pm \sigma_{(u^*-i')}$. Para cada fuente, definimos una zona rectangular con lados $(i' - Ks) \pm \text{MAX}(2\sigma_{(i'-Ks)}, 0.10)$ mag, $(u^* - i') \pm \text{MAX}(2\sigma_{(u^*-i')}, 0.10)$ mag. El número de fuentes en este rectángulo en el DCC de NGC 4258 es N_{NGC4258} . Al número de objetos en ese mismo rectángulo en el DCC de Groth lo llamamos N_{Groth} . La probabilidad p de que una fuente en la zona de selección de NGC 4258 sea un CG es:

$$p \approx 1 - \text{MIN} \left[\frac{\alpha\beta(N_{\text{Groth}} + 1)}{N_{\text{NGC4258}} + 1}, 1.0 \right]. \quad (4.2)$$

con $\beta = \beta_{\text{gal}}$ para la región de “galaxias”, y $\beta = \beta_{\star}$ para la de “estrellas”.

La selección de los CGs más probables se realizó haciendo mil corridas del programa de descontaminación sobre todas las fuentes en las regiones de selección. Se encontró que, en promedio, quedan 77 ± 5 objetos en la región completa, 42 ± 3 en la zona de “estrellas” y 35 ± 2 en la de “galaxias”. La muestra final incluye a los 42 y 35 candidatos más frecuentemente seleccionados, respectivamente, en cada una de las áreas. Presentamos la ascensión recta, declinación y colores de las 77 fuentes seleccionadas en la Tabla B1. Los resultados de los numeros de objetos seleccionados por area se muetsran en la Figura 4.5.

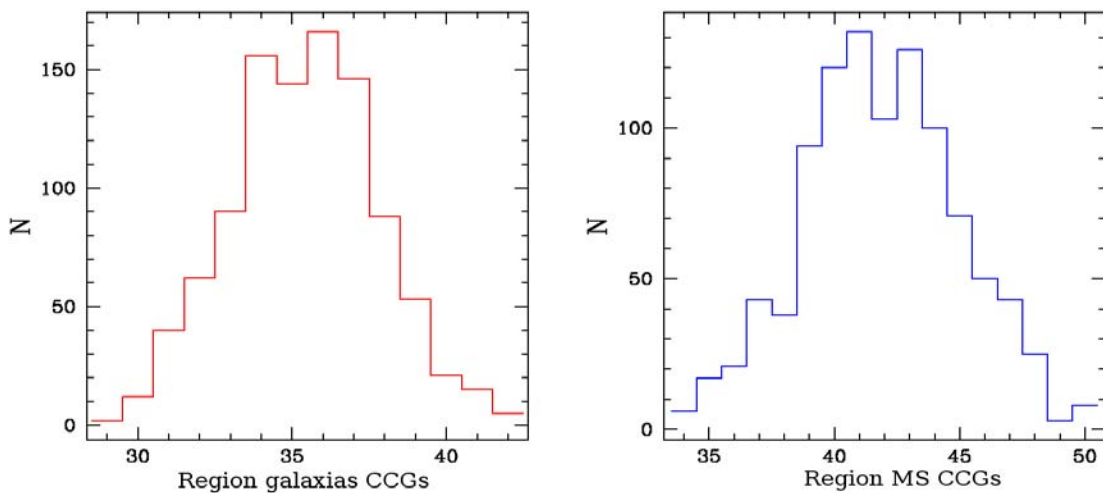


Figura 4.5: Proceso de descontaminación. *Izquierda*: distribución del número de fuentes aceptadas como CCGs en la zona de “galaxias” (35 ± 2). *Derecha*: distribución del número de objetos aceptados como CCGs en la zona de “estrellas” (42 ± 3).

⁶Como se puede apreciar en la Tabla 4.2 las completitudes son distintas para fuentes puntuales y extendidas, debido a las distintas funciones de luminosidad de estrellas y galaxias pero, sobre todo, a que la estrellas son fuentes puntuales con una mayor concentración de luz, mientras que los objetos extendidos, con su luz menos concentrada, se pierden más rápidamente en el ruido. Otro factor que comúnmente afecta la completitud es el apiñamiento (crowding) en 2 dimensiones de las fuentes, pero no es importante para estos datos.

4.1.4. Muestra final de CGs

Nuestra muestra de CGs esta conformada por aquellos objetos que cumplen con las restricciones descritas en las secciones anteriores: error en magnitud, con magnitud $-3\sigma < TO < +3\sigma$, que estén en el locus (indicado por una región elipsoidal naranja en las Figuras 4.4 4.9 y 4.10) de las SSP con edades 8-13 Gyr y metalicidades $Z=0.0004, 0.004, 0.008, 0.02, 0.05$, y que hayan pasado la prueba de descontaminación. Aun mas, incluimos restricciones según parámetros estructurales de las fuentes, utilizando los parámetros: FWHM, SPREAD_MODEL, FLUX_RADIUS y CLASS_STAR, que en principio discriminan entre fuentes puntuales y extendidas. En las Figuras 4.7 y 4.8 mostramos los valores de estos parámetros, respectivamente, para las fuentes de NGC 4258 y Groth. Los valores han sido obtenidos en la banda i' y son presentados en los DCC $u^*i'Ks$, codificados con los colores indicados por las barras a la derecha.

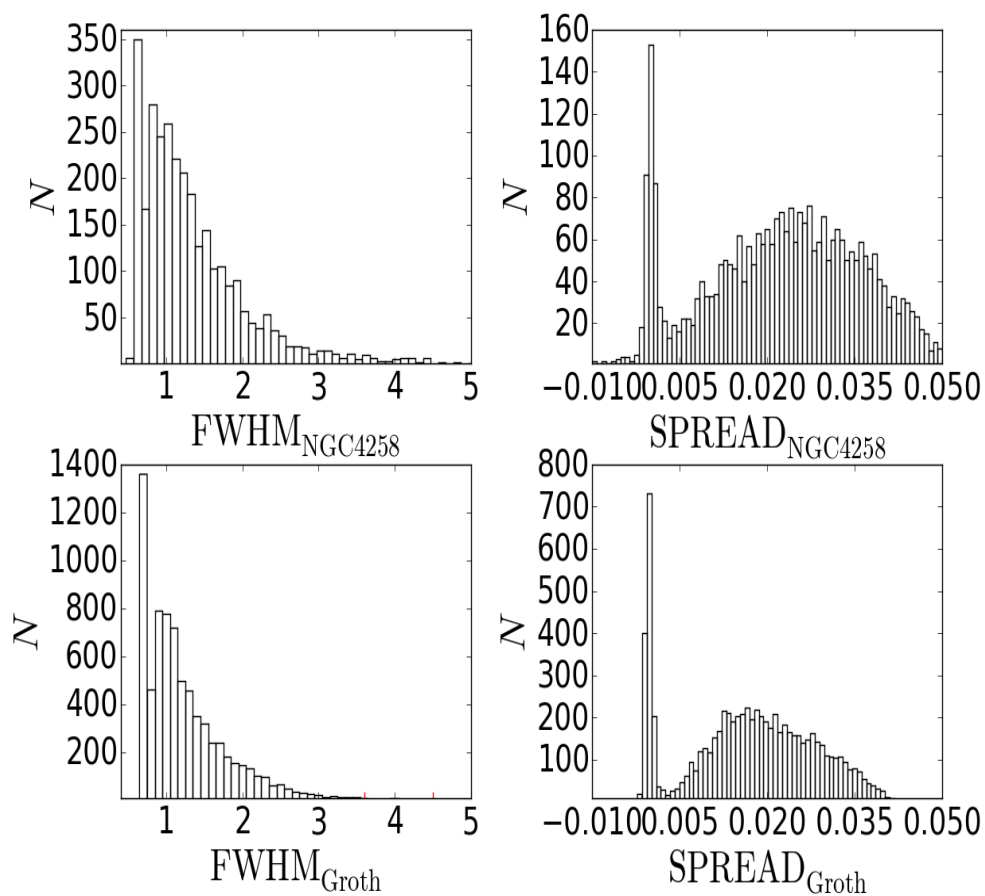


Figura 4.6: Distribución de FWHM (en segundos de arco) y SPREAD_MODEL para NGC 4258 y Groth. La distribución de FWHM es mucho más extendida que la de SPREAD_MODEL. Se observan dos picos en ambas distribuciones el pico de la izquierda corresponde a las fuentes puntuales no resueltas mientras que el de la derecha (más suave), a los objetos extendidos.

SPREAD_MODEL es un parámetro que permite diferenciar entre objetos puntuales y objetos extendidos que ofrece SExtractor. El SPREAD_MODEL compara para cada fuente la PSF local que le ajusta mejor, con la misma PSF convolucionada con el modelo de un disco exponencial con escala de longitud = $FWHM/16$,

donde FWHM es el ancho a media altura de esta PSF (Desai et al., 2012). Los valores de SPREAD_MODEL para la transición entre objetos puntuales y

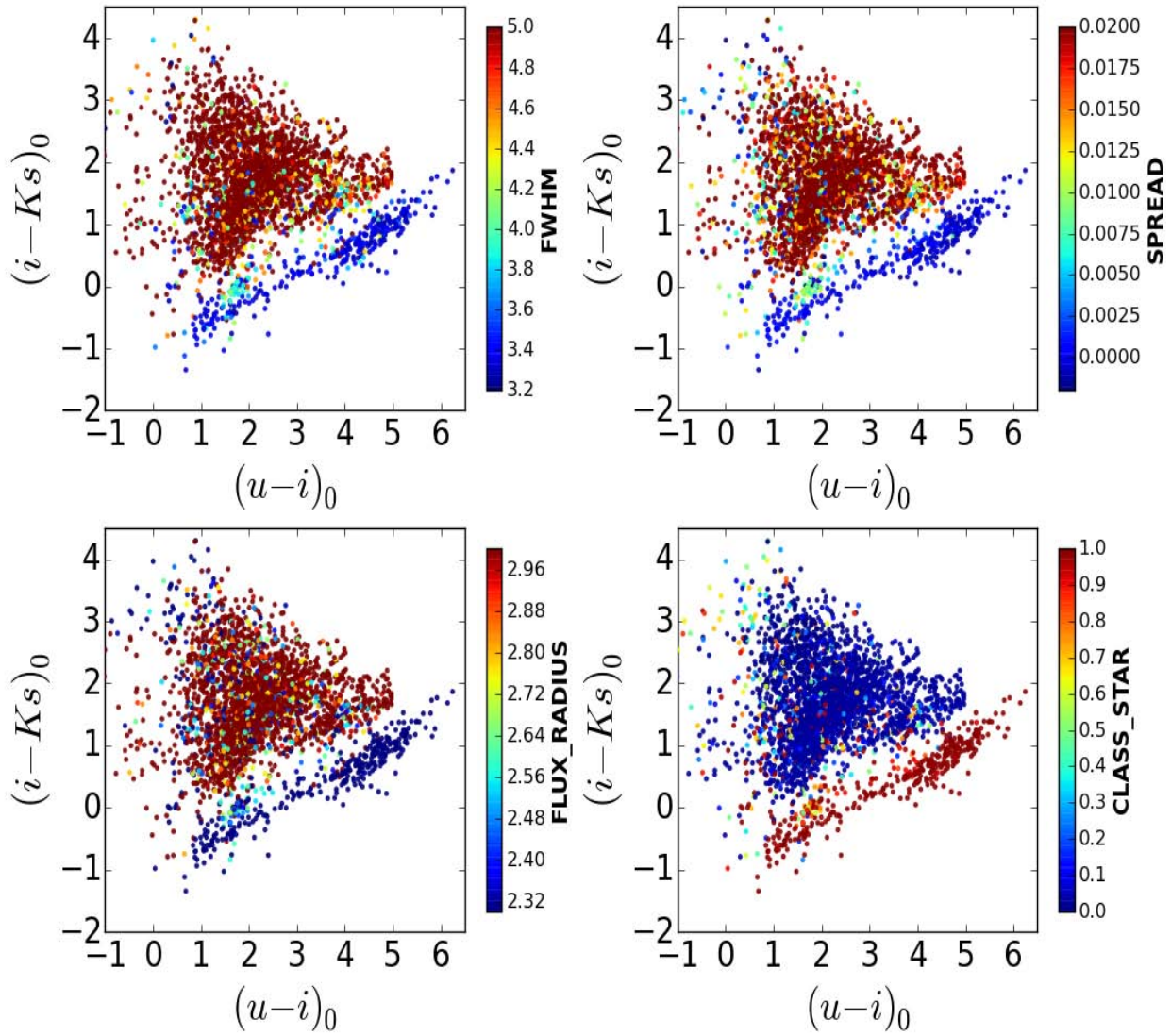


Figura 4.7: Parámetros discriminantes entre fuentes puntuales y extendidas, NGC 4258. Los valores de los parámetros han sido determinados en la imagen i y están codificados por color, como lo indican las barras, en el DCC $u^*i'Ks$. Arriba, izquierda : FWHM; arriba, derecha : SPREAD_MODEL; abajo, izquierda : FLUX_RADIUS; abajo, derecha : CLASS_STAR. La separación entre galaxias, estrellas y CCG es mucho más marcada en FWHM y SPREAD_MODEL. Consideraremos CGs los objetos con $FWHM < 4.5$ y $SPREAD_MODEL < 0.017$, lo que reducirá nuestra muestra de CCG más probables de 77 a 49 objetos.

extendidos encontrados en algunos trabajos son $SPREAD_MODEL < 0.003$ (Desai et al., 2012) y $SPREAD_MODEL < 0.005$ (Annunziatella et al., 2013). Los valores mostrados en las Figuras 4.7 y 4.8, son consistentes con estos resultados. Sin embargo, la separación entre objetos puntuales y extendidos no es discreta.

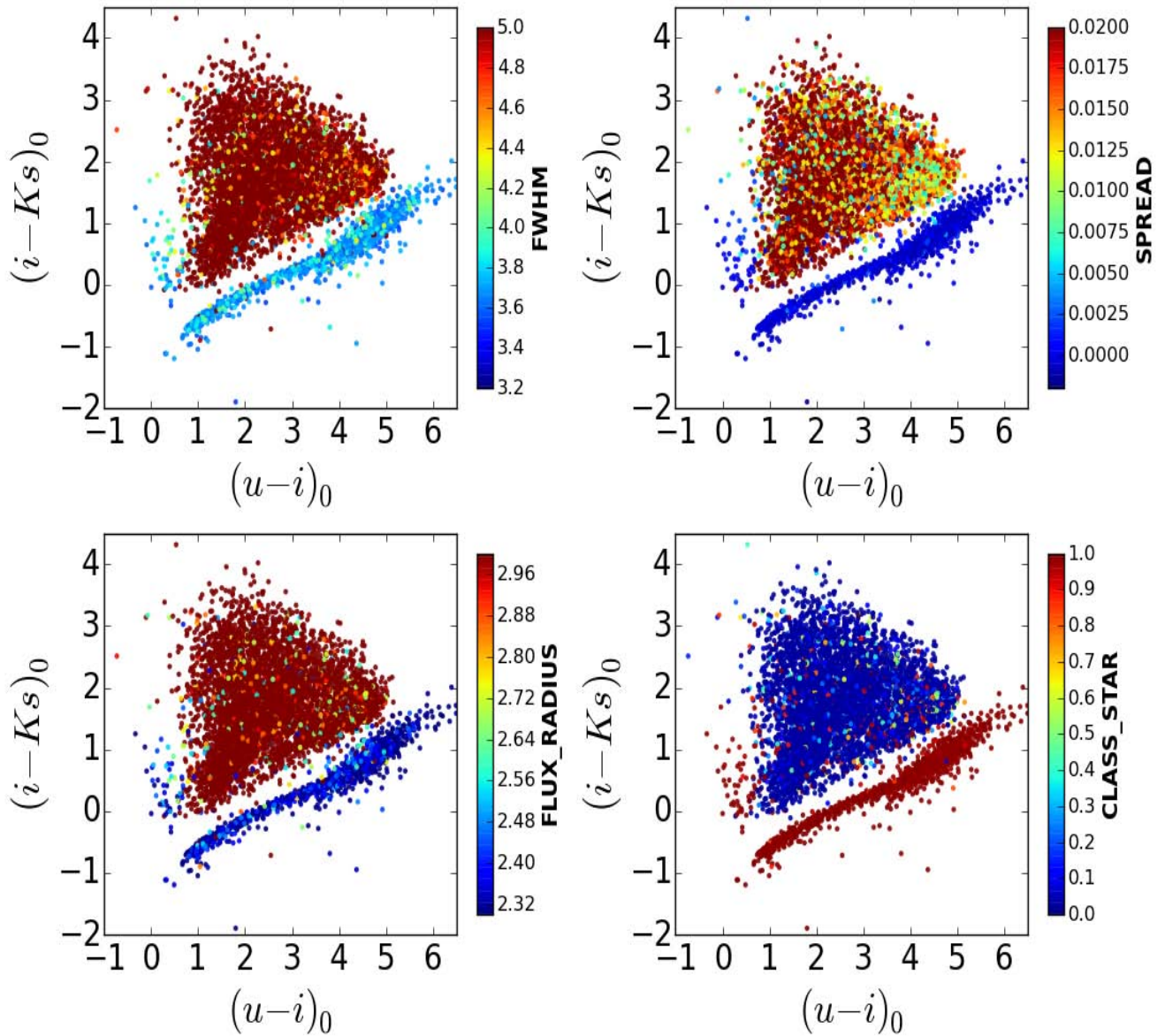


Figura 4.8: Parámetros discriminantes entre fuentes puntuales y extendidas, Groth. Paneles distribuidos como en la Figura 4.6. Se observa una clara distribución de 2 colores en todos ellos salvo en el que presenta SPREAD_MODEL (derecha, arriba). El locus de los CCGs está prácticamente vacío.

Comparando las Figuras 4.7 y 4.8, observamos que existe una muy clara separación entre objetos estelares y galaxias. Sin embargo, en el locus correspondiente a los CGs existe una transición de colores en la Figura 4.7 que no aparece en la Figura 4.8. Por un lado, la existencia de esos objetos demuestra que es aquí donde se localizan los CGs, y por otro lado, la transición de colores indica que están parcialmente resueltos. Con base en ambas figuras, seleccionamos como CCGs más probables los objetos con $\text{FWHM_IMAGE} < 4.5$ y $\text{SPREAD_MODEL} < 0.017$. El número de objetos de la muestra descontaminada que cumplen con este último corte de selección son 49, y los graficamos en la Figura 4.9 en color verde. Al resto de la muestra descontaminada que no cumplió con los criterios FWHM y SPREAD_MODEL (28 objetos), los consideramos

como CGC menos probables y los graficamos en la Figura 4.9 de color azul. Estudiamos posteriormente las propiedades de las muestras finales (más y menos probable) de CGs de NGC 4258: función de luminosidad, color, distribución espacial; calculamos finalmente el número total de CGs y su frecuencia específica.

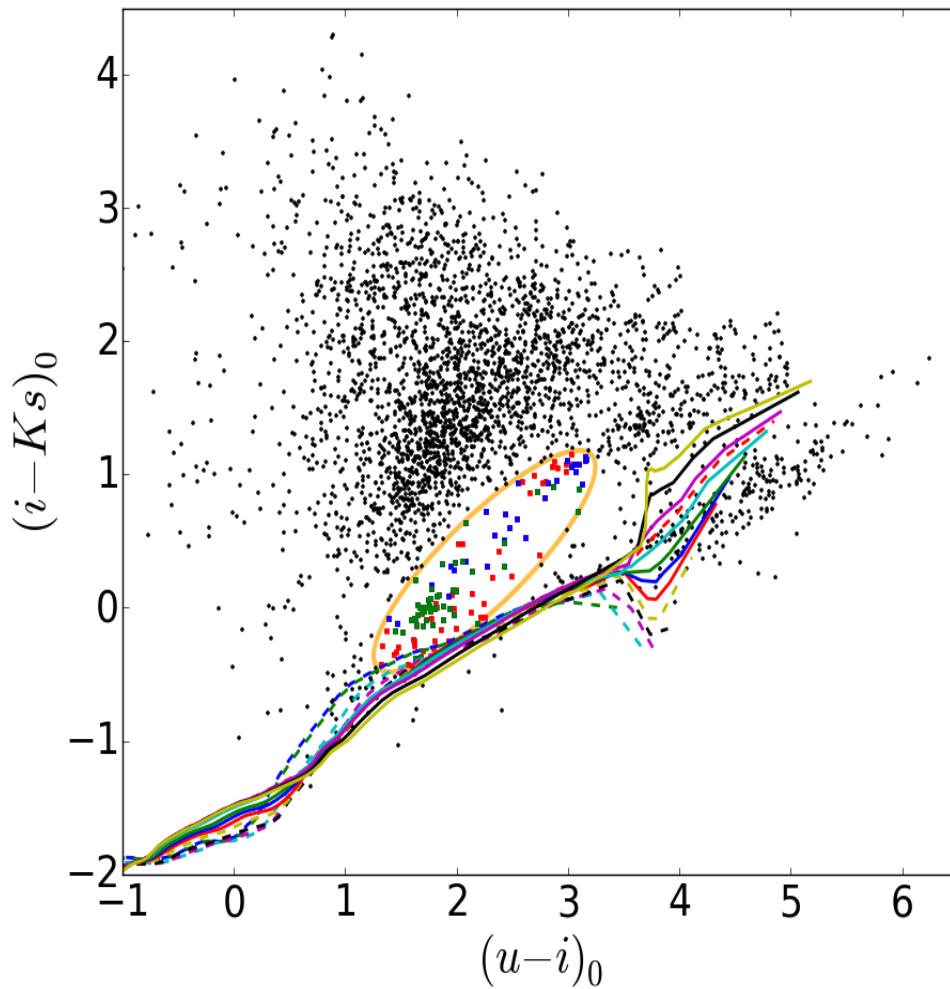


Figura 4.9: CCG más y menos probables. Líneas continuas, como en la Figura 4.2. Los puntos verdes (49 objetos) son los CCGs más probables, i.e., aquellos que pasaron la descontaminación estadística y los cortes en FWHM y SPREAD_MODEL; los puntos azules (28 objetos) son CCGs menos probables, pues solo pasaron la descontaminación; los puntos rojos están en la elipse de selección, pero fueron descalificados en la descontaminación.

4.2. Comparación con otros DCCs

En la literatura se utilizan otros DCCs para la selección de CGs, tales como: gri' (Pota et al., 2015), u^*gi' (Fedotov et al., 2011) y u^*gri' (Georgiev et al., 2006). Con el fin de comparar con estos estudios, realizamos los DCCs análogos en el sistema fotométrico del CFHT. En la Figura 4.10 mostramos dichos

DCCs incluyendo las simulaciones de las SSP y de las isócronas para estrellas de la secuencia principal en los colores correspondientes a cada DCC de la misma manera que lo mostramos en el diagrama $i'u^*Ks$. El número de objetos que caen dentro de las elipses naranjas que definen las regiones ocupadas por los CCGs, después de eliminar fuentes que no caen dentro de la FLCG y de aplicar cortes en error, es de 14438, 3823 y 3389 para $g'r'i'$, $u^*g'i'$, y $u^*g'r'i'$, respectivamente.

A la derecha de la Figura 4.10 se muestran dos simulaciones más (codificados por color), con los caminos evolutivos de galaxias con distintas historias de formación estelar: (1) galaxia con una tasa de formación estelar constante (SFR constante); (2) galaxia que formó todas sus estrellas en un solo brote y ha evolucionado pasivamente desde entonces (SFR pasiva). En el DCC gri se observa una clara superposición de la simulación para una SFR constante con la región de selección para CCGs, por lo cual, podemos argumentar que dicha región presenta galaxias como contaminantes. En los DCCs ugi y ugri, no existe la superposición de la simulación para una SFR constante. En los tres DCCs se observa una superposición en la región de selección de CCGs con la simulación para una galaxia con una SFR pasiva.

El contraste con el DCC $u^*i'Ks$, en cuya zona de selección caen solamente 124 objetos tras los cortes iniciales, es enorme, esto se debe a que las imágenes de NGC 4258 en estos otros filtros son considerablemente más profundas y tienen un campo de visión aproximadamente cuatro veces más grande que el del mosaico Ks . Considerando que una galaxia como NGC 4258 debe tener a lo más un par de cientos de CGs,⁷ la mayoría de las fuentes en las regiones de selección de estos otros DCCs deben ser contaminantes. Aún después de aplicar los cortes adicionales en FWHM y SPREAD_MODEL (no se intentó descontaminar con un campo de control), el número de objetos restantes fue de 3161, 873 y 975 para $g'r'i'$, u^*gi y u^*gri , respectivamente.

En la Figura 4.11, mostramos en estos DCC alternativos los valores de los parámetros FWHM y SPREAD_MODEL, codificados por colores como en la Figura 4.7. Confirmando nuestra primera impresión, vemos que dichos valores no toman rangos intermedios característicos de los CCGs dentro de las elipses naranjas. En cuanto a FWHM, la región de selección del DCC $g'r'i'$ está dominada por el rojo de las fuentes extendidas, mientras que en los otros 2 diagramas ($u^*g'i'$ y $u^*g'r'i'$) hay, además de las fuentes rojas e intermedias, fuentes puntuales azules. La situación para SPREAD_MODEL en estos dos últimos DCC es parecida, mientras que en el $g'r'i'$ se observa una mezcla de todos los valores de este parámetro en la elipse de selección. Este breve análisis confirma que estos DCC alternativos no son adecuados para hacer una separación limpia de CCGs.

⁷Con una magnitud absoluta en la banda V $M_V = -21.25$ (Corwin et al., 1994), si suponemos una frecuencia específica $S_N = 0.5$ (ver sección 2.1.2), NGC 4258 tendría un número de CGs $N_{GC} = S_N \times 10^{-0.4 \times [M_V + 15]} = 158$.

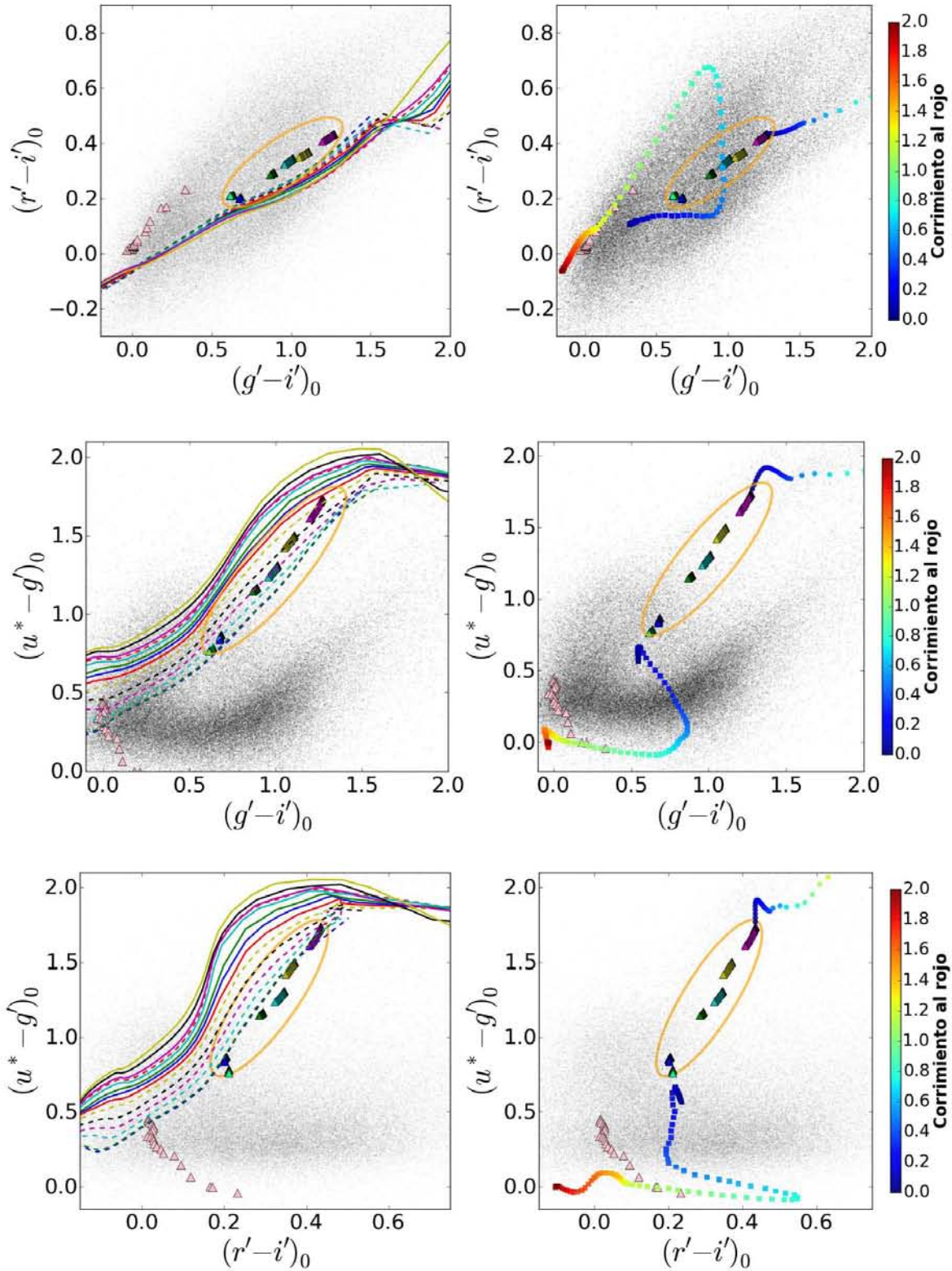


Figura 4.10: Arriba izquierda el DCC $g'r'i'$ con las simulaciones de SSP y de estrellas de la secuencia principal superpuestas. Definimos las elipses como las regiones de selección de los CCG en base a las simulaciones de SSPs de distintas metalicidades y la descontaminación hecha en las bandas u, i y Ks. Arriba derecha se presenta las simulaciones para una galaxia con un tasa de formación estelar constante (cuadros rellenos) y para una galaxia con un solo brote de formación estelar (círculos rellenos). La barra de color representa el corrimiento al rojo. En medio DCC $u^*g'r'i'$ y abajo DCC $u^*g'r'i'$ con las mismas características descritas para el DCC $g'r'i'$.

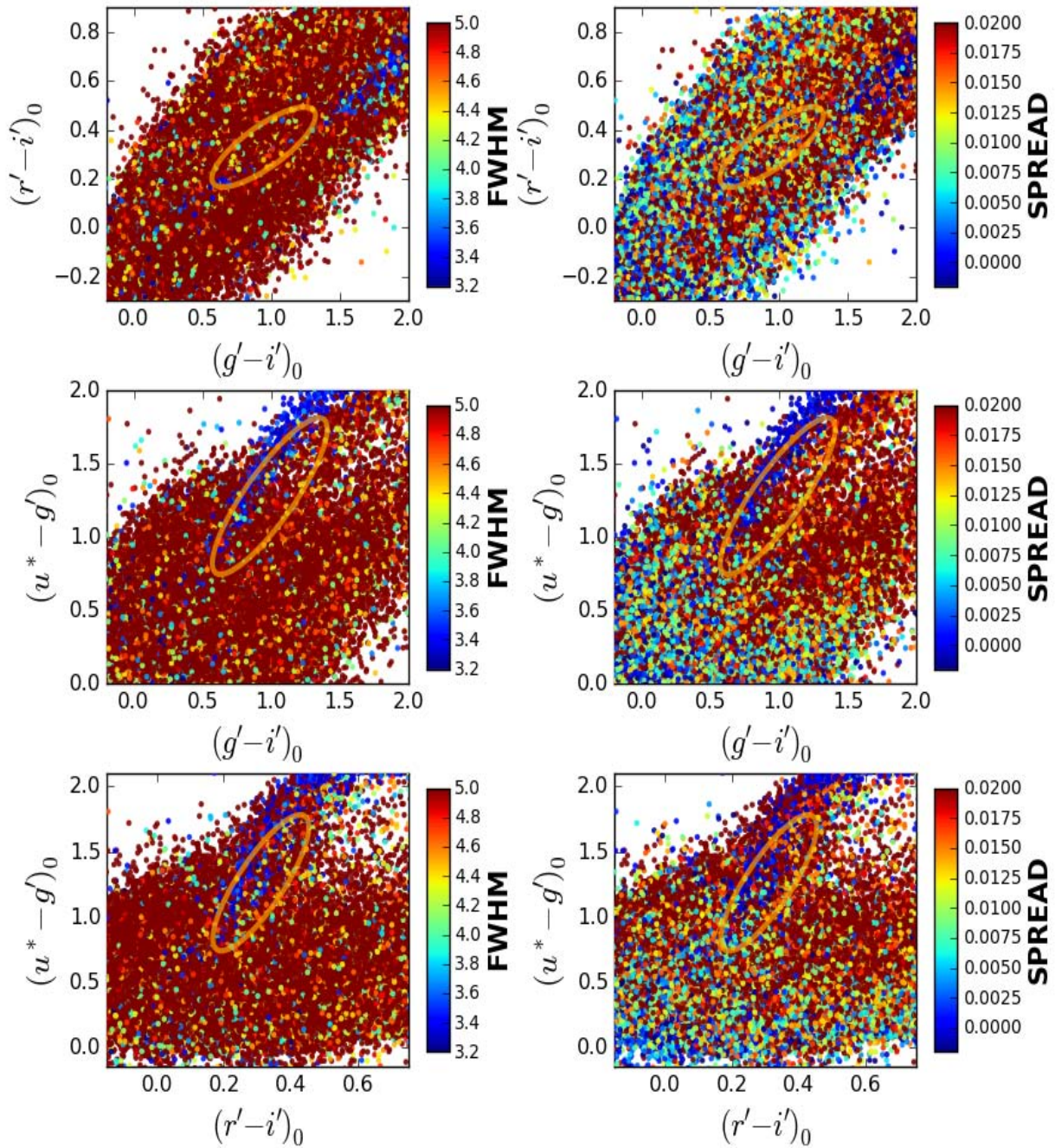


Figura 4.11: Parámetros discriminantes entre fuentes puntuales y extendidas, DCC alternativos. Valores de los parámetros determinados en la banda i' , y codificados en indicadores como en la Figura 4.7 Las elipses naranjas marcan las regiones de selección de CCGs.

4.3. Propiedades del sistema de CGs de NGC 4258

4.3.1. Distribución de color

Una vez obtenida la muestra de CCGs a partir del DCC $u^*i'Ks$, realizamos el estudio de sus propiedades. Los sistemas de CGs en galaxias de tipo temprano generalmente presentan una bimodalidad en la distribución de color (descrita en la Sección 2.1.3). El sistema de NGC 4258, sin embargo, no presenta dicha bimodalidad y en su mayoría los CGs son azules.

En la Figura 4.12 mostramos la distribución de color de los CGs de NGC 4258.

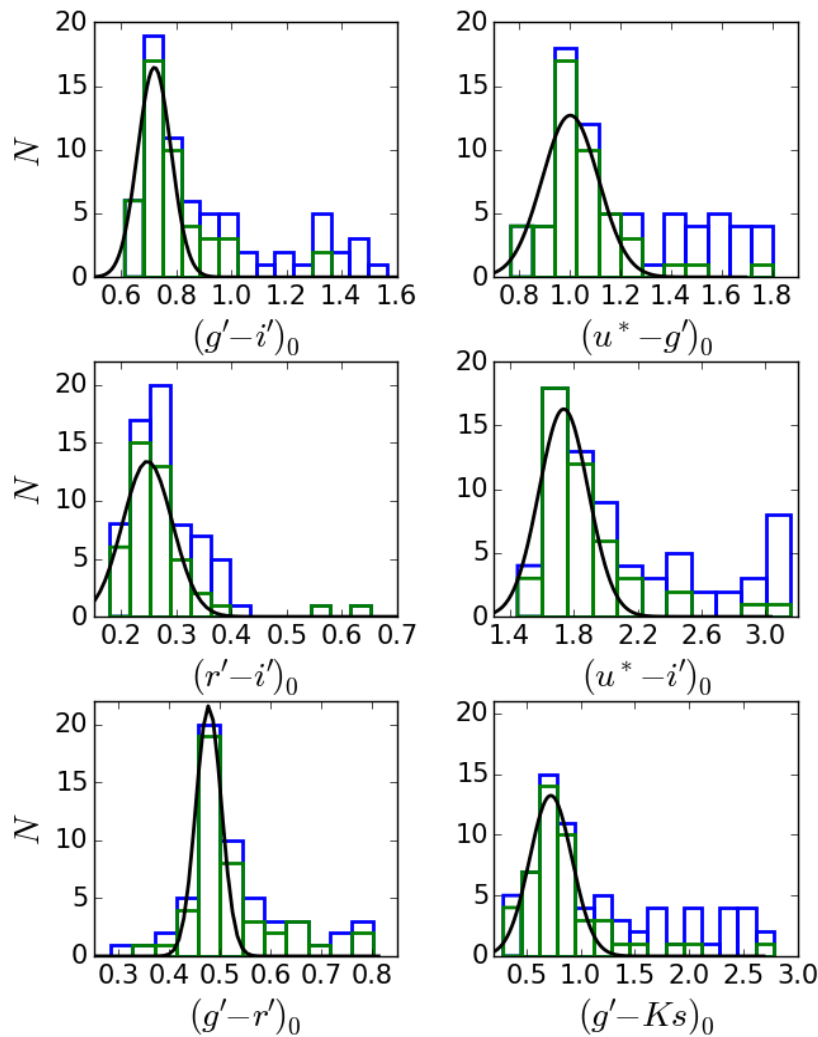


Figura 4.12: Histogramas de colores de la muestra. *Barras verdes*: CCGs más probables; *Barras azules*: CCGs menos probables; *línea negra*: ajuste gaussiano a barras verdes.

Las barras verdes son los 49 objetos que consideramos CCGs más probables, y las barras azules son los 28 CCGs menos probables (ver sección 4.1.5). La línea negra sólida muestra el ajuste a las barras verdes con la función gaussiana:

$$G = a * \exp \left[-\frac{(x - \mu)^2}{(2\sigma^2)} \right], \quad (4.3)$$

donde x es el color de cada cúmulo, μ es el valor medio, σ la dispersión y a es una constante de normalización. Los parámetros de los ajustes se presentan en la Tabla 4.3.

A continuación comparamos los colores de los CCGs de NGC 4258 con la compilación para la Vía Láctea hecha por Harris (1996), con una última revisión en 2010. El catálogo de Harris (1996) está presentado en el sistema fotométrico *UBVRI*. Para poder comparar con nuestro estudio, entonces, es necesario transformar los colores de Harris al sistema fotométrico del CFHT. Las ecuaciones de transformación entre los sistemas *UBVRI* y SDSS son tomadas de Jester et al. (2005); las presentamos a continuación:

$$V = g_{\text{SDSS}} - 0.59(g_{\text{SDSS}} - r_{\text{SDSS}}) - 0.01 \quad (4.4)$$

$$u_{\text{SDSS}} - g_{\text{SDSS}} = 1.28(U - B) + 1.13 \quad (4.5)$$

$$g_{\text{SDSS}} - r_{\text{SDSS}} = 1.02(B - V) - 0.22 \quad (4.6)$$

$$r_{\text{SDSS}} - i_{\text{SDSS}} = 0.91(Rc - Ic) - 0.20. \quad (4.7)$$

Las ecuaciones de transformación entre los sistemas a CFHT⁸ se listan aquí:

$$u^* = u_{\text{SDSS}} - 0.241(u_{\text{SDSS}} - g_{\text{SDSS}}) \quad (4.8)$$

$$g' = g_{\text{SDSS}} - 0.153(g_{\text{SDSS}} - r_{\text{SDSS}}) \quad (4.9)$$

$$r' = r_{\text{SDSS}} - 0.024(g_{\text{SDSS}} - r_{\text{SDSS}}) \quad (4.10)$$

$$i' = i_{\text{SDSS}} - 0.003(r_{\text{SDSS}} - i_{\text{SDSS}}). \quad (4.11)$$

Del catálogo de la Vía Láctea, como en Peacock et al. (2010), se han seleccionado solo los CGs con un $E(B - V) < 0.4$ lo que limita la muestra a fuentes de baja metalicidad. Con esta restricción y dado que no todos los CGs de la Vía Láctea tienen mediciones en todos los colores, de la muestra original de 157 objetos en Harris (1996) solo quedan 57 CGs para comparar.

La Figura 4.13 presenta las distribuciones de colores de los CGs de la Vía Láctea en el sistema fotométrico *UBVRI* (paneles superiores); los colores de los CGs de la Vía Láctea en el sistema fotométrico del CFHT (paneles centrales), y la muestra de CCGs mas y menos probable de NGC 4258 (paneles inferiores). Al igual que en nuestra muestra de NGC 4258, no se observan distribuciones bimodales de color. Los parámetros de los ajustes gaussianos a los histogramas de la Vía Láctea en el sistema fotométrico del CFHT (líneas negras en los paneles centrales de la Figura 4.13) se presentan en la Tabla 4.3.

⁸<http://www.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/en/megapipe/docs/filt.html>

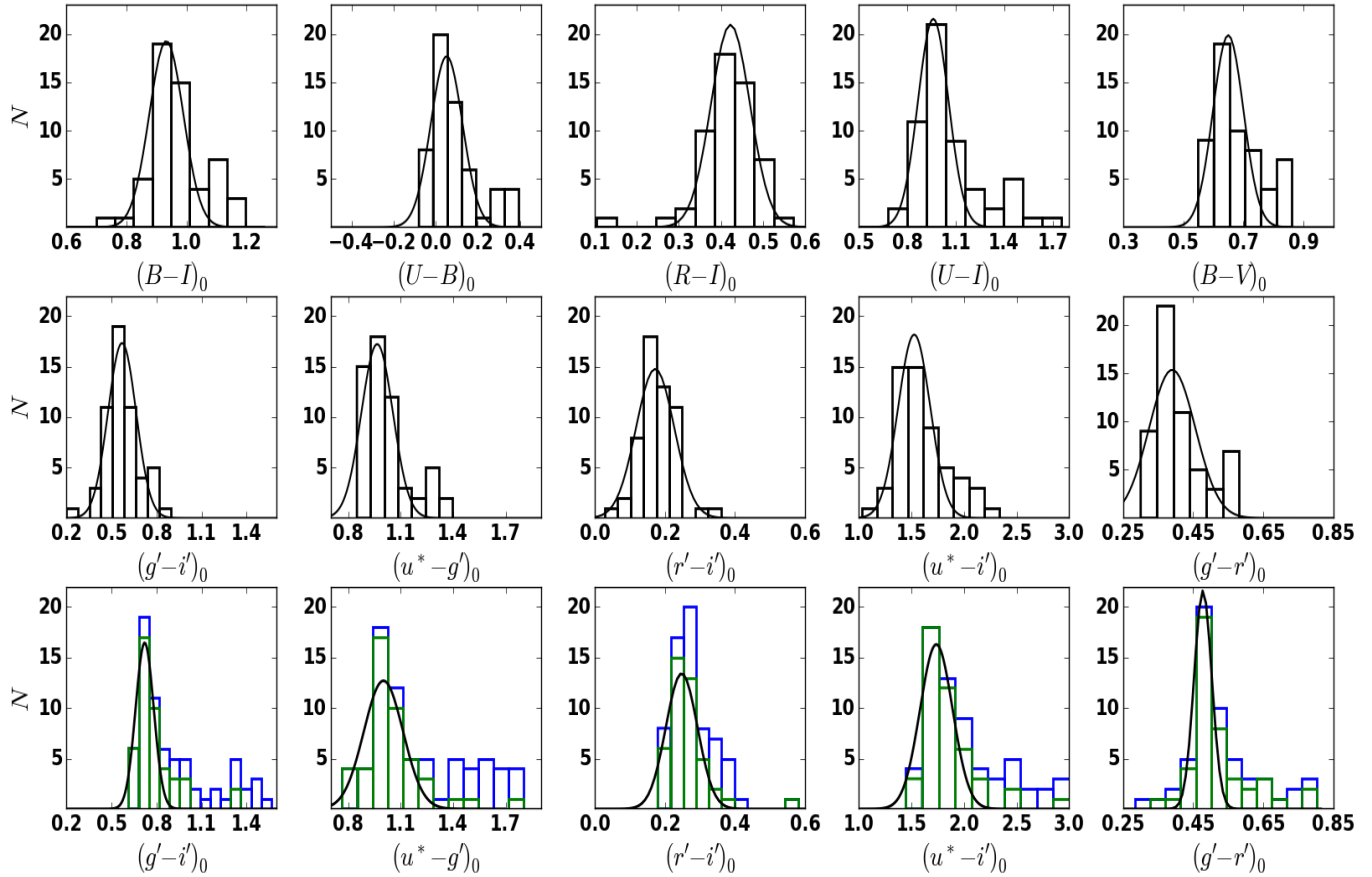


Figura 4.13: Distribuciones de color de CGs de la Vía Láctea y NGC 4258. *Arriba*: Vía Láctea en el sistema fotométrico $UBVR$; *centro*: colores de la Vía Láctea transformados al sistema fotométrico del CFHT; *abajo*: NGC 4258. No se observan distribuciones bimodales.

	$(g' - i')$	$(u^* - g')$	$(r' - i')$	$(u^* - i')$	$(g' - r')$	$(g' - Ks)$
NGC 4258						
μ	0.72	1.00	0.24	1.73	0.47	0.72
σ	0.60	0.11	0.04	0.15	0.02	0.19
a	16.46 ± 0.69	12.69 ± 0.64	13.41 ± 0.31	16.29 ± 0.81	21.61 ± 0.78	13.23 ± 0.74
Vía Láctea						
μ_{VL}	0.57	0.96	0.17	1.52	0.39	
σ_{VL}	0.09	0.08	0.05	0.15	0.06	
a_{VL}	17.33 ± 0.70	17.22 ± 0.81	14.76 ± 0.51	18.16 ± 1.02	15.35 ± 0.60	

Tabla 4.3: Parámetros de los ajustes para las distribuciones de color de NGC 4258 (Figura 4.12) y la Vía Láctea en el sistema fotométrico del CFHT (paneles centrales de la Figura 4.13). El subíndice VL indica los cúmulos de la Vía Láctea.

En la Figura 4.14 se emula el DCC $(r - i)$ vs. $(g - r)$ de M31 presentado en Peacock et al. (2010) donde

se grafican los cúmulos viejos, cúmulos jóvenes, CCGs y el resto de la muestra de M31 (i.e., regiones HII). Se sobreponen las muestra de CCGs mas y menos probables de NGC 4258 y los CGs de la Vía Láctea (símbolos en el pie de la Figura 4.14).

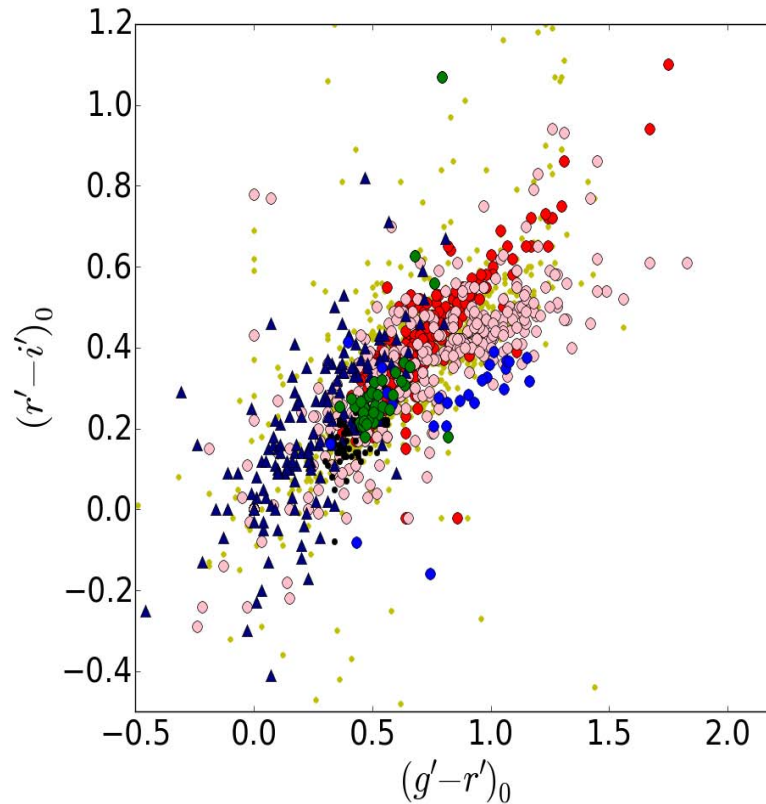


Figura 4.14: DCC $(r-i)$ vs. $(g-r)$ círculos rojos: cúmulos viejos de m31; triángulos azul oscuro: cúmulos jóvenes de M31; círculos rosas: CCGs de M31; puntos amarillos: resto de la muestra de M31 (i.e., regiones HII); puntos negros: cúmulos de la Vía Láctea; círculos verdes: candidatos más probables de NGC 4258; círculos azul rey: candidatos menos probables de NGC 4258.

Las comparaciones hasta aquí realizadas demuestran que los colores de los CCGs más probables de NGC 4258 son consistentes con los de los sistemas de CGs viejos de la Vía Láctea y de M31.

4.3.2. Distribución espacial

En la Figura 4.15 destacamos, entre las fuentes detectadas (puntos negros) en la imagen i' de la galaxia NGC 4258: (1) las 124 fuentes que caen dentro de la elipse naranja de selección del DCC $u^*i'Ks$ en la Figura 4.9 (estrellas rojas en el panel superior izquierdo); (2) los 77 objetos de la muestra total descontaminada (estrellas cian en panel superior derecho), y (3) los 49 GCCs más probables (estrellas verdes en el panel inferior izquierdo). Los círculos negros concéntricos en los 3 paneles indican R_{25} ($9.31''$; Corwin et al. 1994) y $2R_{25}$, respectivamente. Los CCGs más probables, están proyectados mayoritariamente sobre el disco de NGC 4258 y solo 10 de ellos se observan más allá de R_{25} .

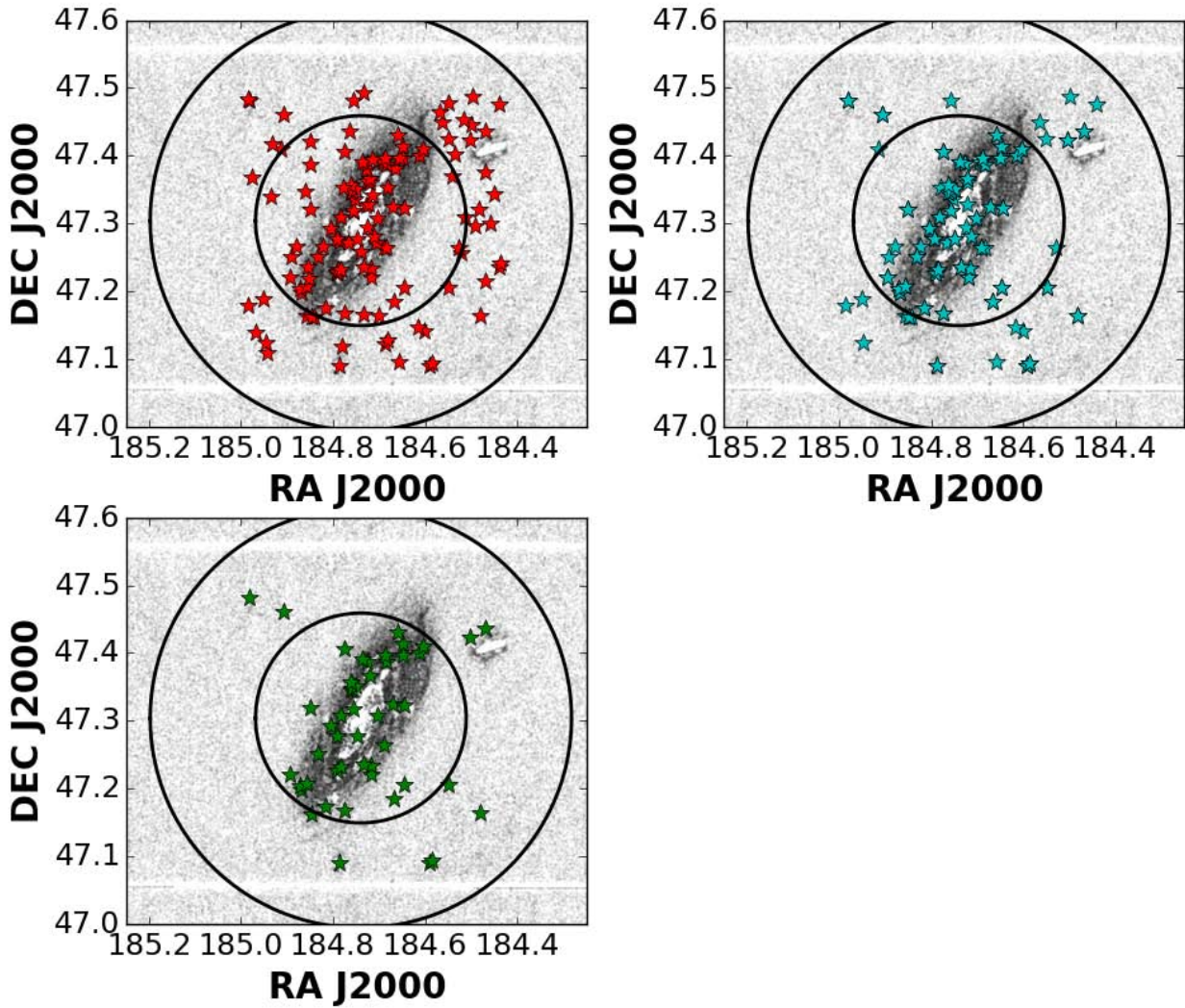


Figura 4.15: Distribución espacial de los CCGs de NGC 4258. *Izquierda arriba, estrellas rojas*: las 124 fuentes dentro de la elipse de selección naranja de la Figura 4.9; *derecha, arriba, estrellas cian*: los 77 objetos de la muestra total descontaminada; *izquierda, abajo, estrellas verdes*: los 49 CCGs más probables. *Puntos negros*: fuentes seleccionadas en la imagen i' de NGC 4258; *círculos negros*: 1 y 2 R_{25} .

Distribución radial

La Fig. 4.17 muestra la distribución radial de densidad numérica superficial de los CCGs de NGC 4258 y su ajuste con una función de Sérsic:

$$N(R) = N_e \exp \left[-b_n \left(\frac{R}{R_e} \right)^{(1/n)} - 1 \right], \quad (4.12)$$

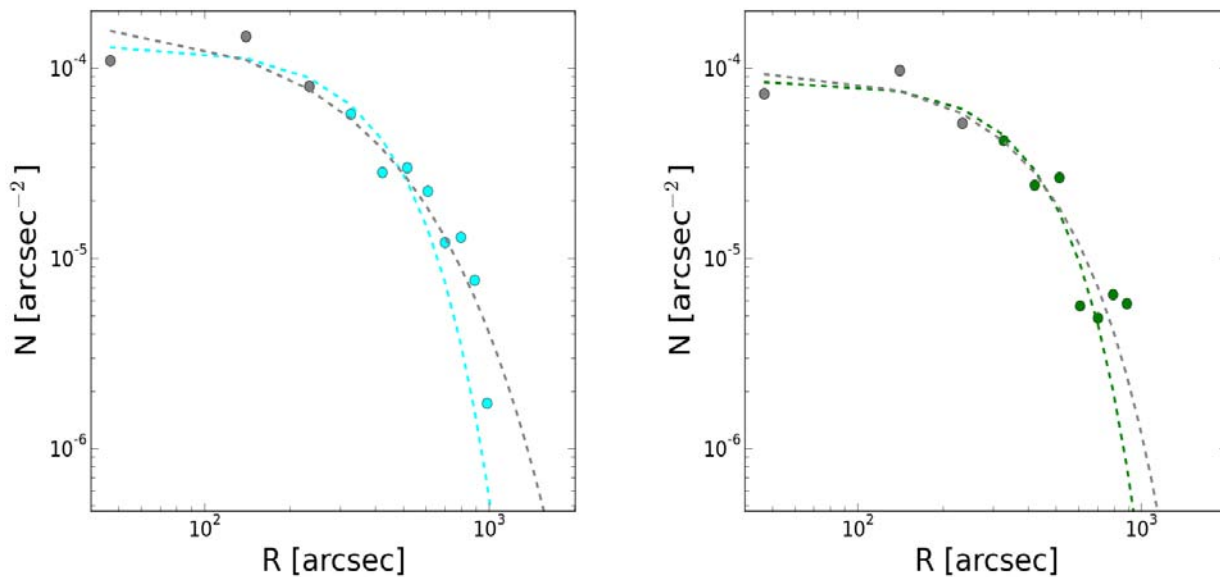


Figura 4.16: Distribución radial de densidad numérica superficial. *Izquierda*: muestra total descontaminada; la línea cian es el ajuste a todos los puntos. *Derecha*: muestra de CCGs más probables; la línea verde representa el ajuste a todos los puntos. En ambas graficas la línea gris indica el ajuste sin tomar en cuenta los tres puntos más interiores.

donde N_e es la densidad de CGs al radio efectivo R_e , n es el índice de Sérsic el cual controla la forma del perfil y b_n esta dado por el termino $b_n = 1.992n - 0.3271$. Presentamos los resultados para la muestra total descontaminada (panel izquierdo) y para la submuestra de CCGs más probable (panel derecho). Las líneas discontinuas cian y verde incluyen todos los datos, mientras que las líneas discontinuas grises omiten en cada caso los 3 puntos más interiores (también en gris). Los valores para los ajustes se muestran en la Tabla 4.4.

	Muestra descontaminada	Muestra más probable	Vía Láctea ^b	M 31 ^a
n	0.6	0.5	1.9	1.6
R_e (kpc)	11.60	11.43	4.41	4.59
n_{-3}	1.0	0.7		
$R_{e,-3}$ (kpc)	14.83	12.68		

^aBattistini et al. (1993);Fusi Pecci et al. (1993)

^bBattistini et al. (1993)

Tabla 4.4: Parámetros para los ajustes de la distribución radial. Los parametros n y R_e fueron obtenidos incluyendo todos los puntos (líneas cian y verde en la Figura 4.16). El subíndice -3 indica los ajustes que excluyen los 3 puntos más interiores de las distribuciones (líneas grises en la Figura 4.16).

En la Tabla 4.4 además de los valores aquí calculados para NGC 4258 se muestran los calculados para la Vía Láctea (Battistini et al., 1993) y M31 (Battistini et al. 1993;Fusi Pecci et al. 1993). Los valores de n y R_e , encontrados para NGC 4258 están de acuerdo con los calculados para estas dos galaxias espirales.

Para galaxias de tipo temprano los valores calculados son mas grandes, ie.: NGC 720 (E5): $R_e=13.7\pm 2.2$ kpc, $n=4.16\pm 1.21$; NGC 1023 (S0): $R_e=3.3\pm 0.9$ kpc, $n=3.15\pm 2.85$; NGC 2768 (E): $R_e=10.6\pm 1.8$ kpc, $n=3.09\pm 0.68$ (Kantha et al., 2014).

4.3.3. Función de luminosidad del sistema de cúmulos globulares.

Definimos la función de luminosidad de cúmulos globulares (FLCGs) en Capítulo 2, como el número de CGs por intervalo de magnitud. Presentamos la FLCG de NGC 4258 en la banda Ks en la Figura 4.17 para los 77 objetos de la muestra descontaminada (izquierda) y para los 49 objetos que además tienen cortes en FWHM y SPREAD_MODEL (derecha). Utilizando el TO de Ks , $M_{TO} = -8.1$ mag, una $\sigma=1.4$ y la función de Pritchett (ver subsección 3.2.4) mostramos en la Figura 4.17, para ambas muestras: (1) el ajuste gaussiano \times Pritchett que corresponde a la función de completitud, y (2) la curva gaussina (línea azul punteada) correspondiente al estimar su amplitud utilizando (1). El número total de CGs es o el área total bajo la curva. Los números después de aplicar las correcciones por incompletitud en magnitud son: para la muestra descontaminada 133 ± 11 objetos, y 90 ± 9 para la muestra de CCGs más probable. El error en el número de objetos es error de Poisson.

Una vez que se tiene el número total de CGs, N_{GC} , es posible calcular la frecuencia específica S_N con la Ecuación 2.2. Tomando la magnitud en la banda V $M_V=-21.25$ (Corwin et al., 1994), obtenemos los valores para S_N : 0.42 para la muestra descontaminada y 0.30 para la muestra mas probable de CGs.

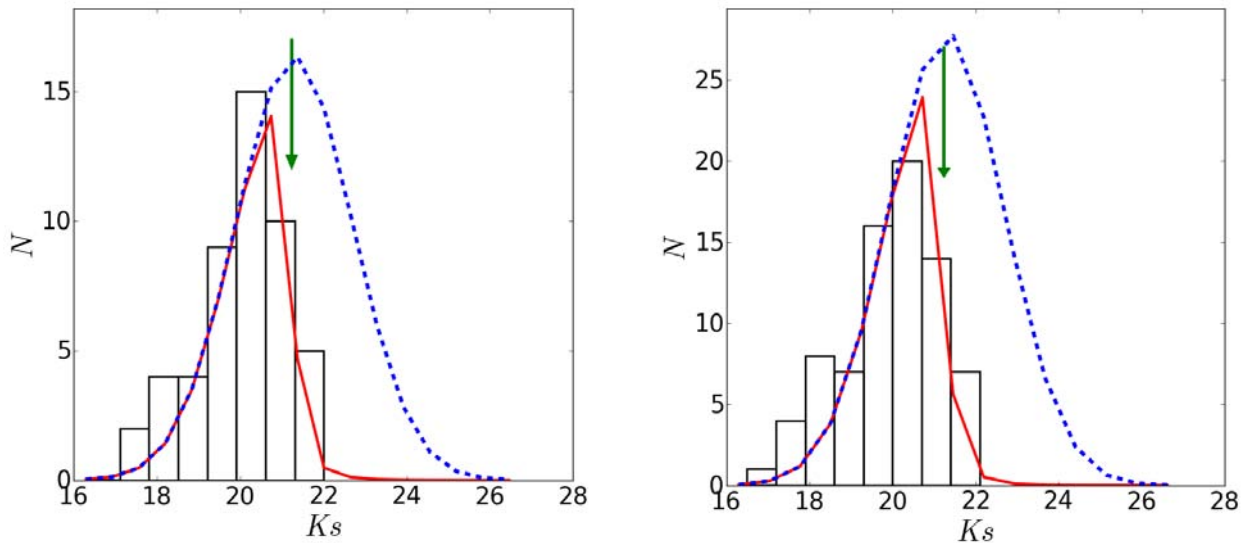


Figura 4.17: Función de luminosidad en la banda Ks de los CCGs de NGC 4258. *Izquierda*: muestra más probable; *derecha*: muestra descontaminada. *Líneas rojas sólidas*: ajuste gaussiano \times Pritchett; *flechas verdes*: magnitud donde la completitud es 50%; *líneas azules punteadas*: curva gaussina correspondiente.

4.3.4. Relación N_{GC} vs. M_{\bullet} .

En la Figura 4.18 se grafica N_{GC} vs. M_{\bullet} para la muestra de elípticas (puntos cafés), lenticulares (puntos amarillos) y espirales (estrellas moradas, roja y negra) de Harris & Harris (2011), y NGC 4258 (estrellas

verde y cian, respectivamente, muestra más probable y total de fuentes descontaminadas). Las líneas sólidas y punteada ilustran ajustes lineales a varios subconjuntos de puntos, si bien nunca se toman en cuenta para los ajustes ni las lenticulares, ni las 3 elípticas con solo límites superiores en sus medidas de N_{GC} y/o \mathcal{M}_\bullet (M32, NGC 4486B y NGC 5148). La línea café segmentada es el ajuste a las galaxias elípticas solamente:

$$N_{GC} = (-5.64 \pm 0.76) + (1.00 \pm 0.08) \log\left(\frac{\mathcal{M}_\bullet}{\mathcal{M}_\odot}\right). \quad (4.13)$$

Los parámetros son un poco distintos de los encontrados por Harris & Harris (2011), sin embargo, la diferencia en los valores encontrados para los ajustes en Harris & Harris (2011) y en este trabajo son menores a los errores.

Si junto con las elípticas incluimos las galaxias espirales sin la Vía Láctea, los valores para el ajuste y los errores son los mismos que en la Ecuación 4.13. Si ajustamos solo las galaxias espirales, considerando la muestra de CCGs más probables para NGC 4258 y excluyendo a la Vía Láctea (línea verde), se obtiene:

$$N_{GC} = (-7.25 \pm 0.60) + (1.20 \pm 0.07) \log\left(\frac{\mathcal{M}_\bullet}{\mathcal{M}_\odot}\right) \quad (4.14)$$

que difiere de la Ecuación 4.13 por menos de 2σ . Si, finalmente, ajustamos solamente las espirales incluyendo la Vía Láctea (nuevamente tomamos la muestra más probable para NGC 4258, línea negra),

$$N_{GC} = (-1.48 \pm 2.07) + (0.50 \pm 0.26) \log\left(\frac{\mathcal{M}_\bullet}{\mathcal{M}_\odot}\right). \quad (4.15)$$

La diferencia en el ajuste a las espirales es sustancial al incluir la Vía Láctea. Esta diferencia tal vez es debida a que nuestra Galaxia posee un pseudobulbo; se ha mostrado que las galaxias con este tipo de bulbos presentan hoyos negros de masa baja con relación a la masa, la luminosidad y la dispersión de velocidades del (pseudo) bulbo (Kormendy & Ho, 2013). Para estar seguros de que es el caso para la correlación entre N_{GC} y \mathcal{M}_\bullet , hacen falta más datos.

Todas las relaciones encontradas son consistentes con la idea de que la masa de los agujeros negros supermasivos escala linealmente con el número de CGs de las galaxias que los hospedan, tal como lo han propuesto: Burkert & Tremaine (2010), Harris & Harris (2011) y Sadoun & Colin (2012). En cuanto a NGC 4258, cae sobre la relación de las galaxias elípticas, ya sea que utilicemos la muestra total descontaminada o solamente la submuestra de CCGs más probables.

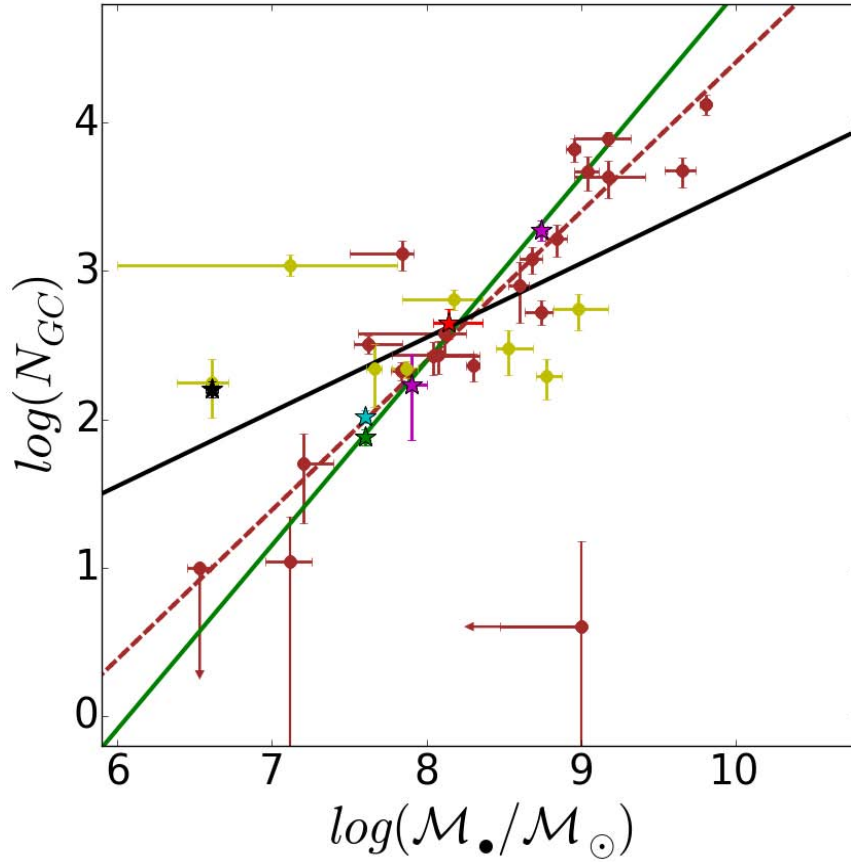


Figura 4.18: $\log N_{GC}$ vs. $\log M_{\bullet}$, muestra de Harris & Harris (2011) y NGC 4258. *Círculos cafés*: elípticas; *círculos amarillos*: lenticulares; *estrellas*: galaxias espirales, i.e., *roja*: M31, *negra*: Vía Láctea, *moradas*: M81 y M104, *cian*: total de muestra descontaminada de NGC 4258, *verde*: solo muestra más probable de NGC 4258. Las líneas sólidas y punteada muestran ajustes lineales a subconjuntos de los puntos, como se explica a continuación. *Línea café segmentada*: ajuste a las elípticas únicamente; *línea verde*: solo espirales, excluyendo la Vía Láctea; *línea negra*: solo espirales, incluyendo la Vía Láctea. En todos los ajustes se excluyen límites superiores y objetos lenticulares.

Capítulo 5

Resumen, conclusiones y trabajo futuro

En el presente trabajo estudiamos por primera vez el sistema de CGs de la galaxia Sbc NGC 4258. Los estudios de sistemas de CGs de espirales son escasos, debido a su relativamente pequeño número de cúmulos, comparado con los sistemas de las galaxias elípticas. Si las espirales, además, no están completamente de canto, existe la dificultad adicional de que los CGs aparecen proyectados sobre el disco galáctico y hasta ahora no había una técnica que permitiera identificarlos de manera confiable.

La galaxia NGC 4258 tiene la particularidad de contar con el agujero negro supermasivo central con la masa mejor medida fuera de nuestra Galaxia. Por lo tanto, determinar su número de CGs permitiría aumentar de 4 a 5 la cantidad de espirales que pueden ser comparadas con la relación de escala entre N_{GC} y \mathcal{M}_\bullet que ha sido encontrada recientemente para las galaxias elípticas.

Para poder estudiar el sistema de CGs de NGC 4258, utilizamos de manera central el DCC $u^*i'Ks$. Demostramos, con base en modelos de síntesis de poblaciones estelares, que la zona ocupada por los CCGs se separa casi completamente de las regiones donde residen galaxias de fondo, estrellas de la secuencia principal en la Vía Láctea, y cúmulos jóvenes en la galaxia de interés. La comparación entre el DCC $u^*i'Ks$ con otros DCCs, que hasta ahora han sido mucho más usados, mostró una mejor separación entre los CGs y el resto de los objetos presentes en los DCCs. Además, adaptamos y calibramos el método de descontaminación estadística de estrellas en grupos a partir de su DCM, para utilizarlo en el DCC $u^*i'Ks$ en combinación con un campo de control que no necesariamente está en la misma línea de visión que la imagen de interés. Confirmamos que este método permite una identificación extremadamente eficiente de CCGs en galaxias espirales de frente, aún cuando estábamos limitados por una imagen Ks mucho menos profunda de lo que hubiera sido deseable. A partir de ahora, los estudios de los sistemas de CCGs en galaxias espirales serán mucho más accesibles que en el pasado.

Hicimos una depuración final de nuestra muestra con base en los parámetros estructurales: FWHM y SPREAD_MODEL de SExtractor. La distribución de estos parámetros en el DCC $u^*i'Ks$ confirma la eficiencia de éste para separar estrellas, CCGs y galaxias, que en el caso de NGC 4258 están marginalmente resuletos.

Una vez que identificamos los CCGs de NGC 4258:

- Elaboramos un catálogo con sus posiciones y colores individuales en el sistema CFHT.

- Estudiamos su distribución de colores y concluimos que es consistente con los de la Vía Láctea y M31.
- Calculamos el número total de CCGs, la frecuencia específica S_N , y el lugar de NGC 4258 en el plano N_{GC} vs. \mathcal{M}_\bullet . $S_N = 0.3-0.4$ es normal para una galaxia Sbc, y NGC 4258 cae exactamente sobre la correlación de las elípticas.

Para poder decir más sobre la correlación entre N_{GC} y \mathcal{M}_\bullet para las galaxias espirales será necesario estudiar los sistemas de CGs de un número significativo de galaxias de disco.

Finalmente, deberemos hacer un estudio espectroscópico, idealmente de todas las fuentes dentro de la zona de CCGs del DCC $u^*i'Ks$, para terminar de convalidar nuestro método de selección, descontaminación y depuración.

Apéndice A

Tabla A1. Características de la MegaCam.

Geometría	
Número de detectores	36 = 4×9
Tamaño del detector	2048×4612 pixeles ²
Escala de píxel	0.187"
Campo de visión	0.96 deg × 0.94 deg

Cámara	
Overhead por exposición	~40 segundos
Señal a ruido	~3 ADU
Rango digital	65536 ADU

Observación	
Tiempo típico de exposición	300 segundos
Tiempo mínimo de exposición	1 segundo
Tiempo de cambio de filtro	90 segundos

Tabla A.2. Filtros de la MegaCam.

Filtro	u^*	g'	r'	i'	z'
λ central (nm)	374	487	625	770	n/a
Rango de λ (nm) a 50 %	337-411	414-559	564-685	698-843,	823-..
Ancho de banda (nm)	74	145	121	145	n/a
Transmisión media (%)	69.7	84.6	81.4	89.4	90.2

Tabla A.1: La tabla muestra las características básicas de los filtros de MegaCam.

Tabla A.3. Características de la WIRCam.

Geometría	
Numero de detectores	4 = 2×2
Tamaño del detector	2040×4040 pixeles ²
Escala de Píxel	0.306''
Campo de visión	21.5' x 21.5'
Fotometría	
Sistema de magnitudes	AB
Filtros	Y, J, H, Ks
Punto cero (e-/sec) a 1 masa de aire	25.06, 25.87, 26.37, 26.38
Masa de aire esperada	0.02, 0.05, 0.03, 0.05
Cámara	
Overhead por exposición	10 segundos
Señal a ruido	30 e-
Ganancia electrónica	3.8 e-/adu
Rango digital	65536 ADU
Saturación de píxel	~35000 ADU
Observación	
Tiempo típico de exposición	20-40 segundos
Tiempo mínimo de exposición	5 segundos
Tiempo de cambio de filtro	15 segundos

Tabla A.4. Filtros de la WIRCam.

Filtro	Y	J	H	Ks
λ central (nm)	1.035	1.253	1.631	2.146
Ancho de banda (nm)	0.100	0.158	0.289	0.325

Para mayor información acerca de los instrumentos del CFHT consultar su pagina oficial: <http://www.cfht.hawaii.edu/>.

Apéndice B

Tabla B.1. Posición, color y error en color de la muestra total descontaminada.

Nombre	Alpha(J2000)	Delta(J2000)	$(u^* - i')$	$\sigma_{(u^* - i')}$	$(i' - K_s)$	$\sigma_{(i' - K_s)}$	$(g' - i')$	$\sigma_{(g' - i')}$	$(u^* - g')$	$\sigma_{(u^* - g')}$	$(r' - i')$	$\sigma_{(r' - i')}$
NGC_GLL1	184.7876	47.0898	1.6999	0.0019	-0.1352	0.0253	0.7092	0.0017	0.9907	0.0022	0.2243	0.0017
NGC_GLL2	184.5912	47.0902	2.1861	0.0026	-0.1183	0.0315	0.9437	0.0019	1.2424	0.0029	0.3081	0.0018
NGC_GLL3	184.4824	47.1637	1.6306	0.0013	-0.3792	0.0063	0.6643	0.0012	0.9663	0.0015	0.2163	0.0011
NGC_GLL4	184.848	47.1625	1.7648	0.0075	-0.0031	0.0875	0.9983	0.0067	0.7665	0.0087	0.1799	0.0063
NGC_GLL5	184.7752	47.168	1.937	0.0116	-0.0067	0.116	0.8017	0.0079	1.1353	0.0124	0.2832	0.0083
NGC_GLL6	184.6677	47.1852	1.8045	0.0074	-0.0031	0.0648	0.7179	0.0055	1.0866	0.008	0.2516	0.0057
NGC_GLL7	184.8685	47.1978	1.9722	0.0114	-0.0534	0.1291	0.7596	0.0078	1.2126	0.0122	0.235	0.0084
NGC_GLL8	184.6469	47.2057	2.4242	0.0246	0.3144	0.143	0.9402	0.0109	1.484	0.0253	0.3163	0.0117
NGC_GLL9	184.8711	47.2042	2.1403	0.0035	0.2758	0.014	0.8701	0.0028	1.2702	0.0039	0.2836	0.0027
NGC_GLL10	184.5494	47.2056	1.7097	0.0034	-0.0189	0.0217	0.7292	0.0028	0.9805	0.0038	0.2423	0.0028
NGC_GLL11	184.8578	47.2079	1.8201	0.0042	0.0905	0.0291	0.7669	0.0036	1.0532	0.0048	0.2572	0.0036
NGC_GLL12	184.7187	47.2204	1.6241	0.0096	-0.0773	0.1276	0.6799	0.0074	0.9442	0.0104	0.2532	0.008
NGC_GLL13	184.8944	47.2212	1.7595	0.0045	-0.0242	0.0403	0.7173	0.0038	1.0422	0.0051	0.2297	0.0039
NGC_GLL14	184.7909	47.2265	1.6336	0.0115	-0.1309	0.1737	0.6858	0.0086	0.9478	0.0123	0.22	0.0094
NGC_GLL15	184.7847	47.2322	1.8099	0.0061	0.0028	0.0495	0.7593	0.0048	1.0506	0.0067	0.2794	0.0048
NGC_GLL16	184.7166	47.2335	1.7821	0.0045	-0.13	0.0399	0.7889	0.0037	0.9932	0.0051	0.2923	0.0037
NGC_GLL17	184.7345	47.2366	1.9889	0.0132	0.1234	0.1534	0.8228	0.0086	1.1661	0.0141	0.3149	0.0093
NGC_GLL18	184.8331	47.2515	1.7554	0.0041	0.012	0.0305	0.7183	0.0035	1.0371	0.0047	0.2528	0.0036
NGC_GLL19	184.7489	47.2777	3.0913	0.0168	0.7268	0.0514	1.3188	0.0064	1.7725	0.0174	0.5578	0.0066
NGC_GLL20	184.8045	47.2929	1.876	0.005	-0.087	0.0447	0.767	0.0039	1.109	0.0056	0.2813	0.0039
NGC_GLL21	184.7565	47.3183	1.6703	0.0067	0.0033	0.0923	0.7617	0.0049	0.9086	0.0069	1.7769	0.0059
NGC_GLL22	184.85	47.3202	1.8386	0.0126	0.0965	0.1404	0.7848	0.0086	1.0538	0.0134	0.2889	0.0094
NGC_GLL23	184.6715	47.3255	1.7462	0.005	0.0601	0.0395	0.7105	0.0041	1.0357	0.0056	0.2261	0.0043
NGC_GLL24	184.7624	47.3453	1.9599	0.0053	0.1389	0.039	0.7999	0.0042	1.16	0.0059	0.255	0.0042
NGC_GLL25	184.7585	47.3469	1.6465	0.0049	-0.0526	0.0509	0.6949	0.0042	0.9516	0.0055	0.233	0.0044
NGC_GLL26	184.75	47.352	1.592	0.0038	-0.0879	0.0405	0.6608	0.0034	0.9312	0.0043	0.2067	0.0035
NGC_GLL27	184.7205	47.3672	1.7221	0.013	-0.0856	0.2194	0.7005	0.0094	1.0216	0.0137	0.2271	0.0106
NGC_GLL28	184.6844	47.3873	1.7618	0.0123	0.0738	0.1706	0.7191	0.009	1.0427	0.0132	0.2153	0.0098
NGC_GLL29	184.7266	47.3885	1.6225	0.0062	-0.0839	0.082	0.6669	0.0052	0.9556	0.0068	0.2071	0.0055
NGC_GLL30	184.6497	47.3963	1.7117	0.0091	0.0046	0.0776	0.8065	0.0068	0.9052	0.01	0.2843	0.0073
NGC_GLL31	184.6137	47.4008	1.6725	0.0014	-0.3676	0.0057	0.7049	0.0012	0.9676	0.0016	0.2214	0.0012
NGC_GLL32	184.7744	47.4063	1.5097	0.0025	-0.1794	0.0207	0.6472	0.0024	0.8625	0.0029	0.1806	0.0024
NGC_GLL33	184.6479	47.4146	1.6884	0.0036	-0.0285	0.0195	0.7457	0.0029	0.9427	0.004	0.241	0.0029
NGC_GLL34	184.6593	47.4305	1.8822	0.0089	0.0125	0.0706	0.82	0.0069	1.0622	0.01	0.2468	0.007
NGC_GLL35	184.4696	47.437	1.6895	0.0094	-0.0375	0.1567	0.7005	0.0073	0.989	0.0101	0.2407	0.0079
NGC_GLL36	184.9069	47.4608	1.6852	0.0013	-0.3988	0.0068	0.6834	0.0012	1.0018	0.0015	0.2173	0.0011
NGC_GLL37	184.9809	47.4821	1.4467	0.0084	-0.1756	0.186	0.6135	0.0062	0.8332	0.0089	0.2543	0.0067
NGC_GLL38	184.5867	47.0948	1.7711	0.0021	0.1441	0.0176	0.937	0.0019	0.8341	0.0025	0.3381	0.0018
NGC_GLL39	184.6906	47.2637	2.0751	0.0248	0.6394	0.1581	1.3047	0.0162	0.7704	0.0272	0.627	0.0181
NGC_GLL40	184.7929	47.2778	1.6463	0.006	0.0265	0.0663	0.6855	0.0049	0.9608	0.0067	0.2738	0.0052

NGC_GLL41	184.7836	47.3088	1.8642	0.0085	0.3357	0.0731	0.716	0.0072	1.1482	0.0093	0.2654	0.0076
NGC_GLL42	184.7622	47.3572	2.0468	0.007	0.3459	0.046	0.8598	0.0052	1.187	0.0077	0.3207	0.0053
NGC_GLL43	184.7384	47.3918	2.4231	0.0115	0.4914	0.066	0.9965	0.0068	1.4266	0.0124	0.362	0.0069
NGC_GLL44	184.6878	47.3975	2.8696	0.0244	0.9084	0.0735	1.8649	0.014	1.0047	0.0272	1.0696	0.0149
NGC_GLL45	184.6045	47.4107	1.9834	0.0047	0.3405	0.0198	1.0096	0.0036	0.9738	0.0053	0.3527	0.0034
NGC_GLL46	184.5033	47.4236	1.6302	0.0143	0.2087	0.156	0.6878	0.0101	0.9424	0.0151	0.2105	0.0114
NGC_GLL47	184.7034	47.3076	1.7042	0.0052	-0.0046	0.0536	0.0	0.0031	0.0	0.0042	0.0	0.0031
NGC_GLL48	184.8156	47.1745	2.7196	0.0229	0.8759	0.0437	0.0	0.0047	0.0	0.0225	0.0	0.0047
NGC_GLL49	184.6459	47.3233	3.0934	0.0158	0.8878	0.0251	0.0	0.0029	0.0	0.0155	0.0	0.0029
NGC_GLL50	184.7663	47.2716	2.274	0.0089	0.3108	0.052	0.8896	0.0055	1.3844	0.0095	0.3499	0.0057
NGC_GLL51	184.7252	47.2941	1.9247	0.0139	0.0867	0.2205	0.584	0.0059	1.3407	0.0134	-0.1596	0.0071
NGC_GLL52	184.7527	47.3355	1.4624	0.0098	-0.118	0.1899	0.4818	0.0079	0.9806	0.0103	0.1614	0.0091
NGC_GLL53	184.6585	47.0965	2.5537	0.0149	0.9345	0.0591	1.0787	0.0078	1.475	0.0158	0.2647	0.0075
NGC_GLL54	184.9464	47.1236	2.4764	0.0121	0.6054	0.097	1.0197	0.007	1.4567	0.013	0.2068	0.0066
NGC_GLL55	184.6009	47.141	3.0537	0.0318	1.08	0.0582	1.4801	0.0114	1.5736	0.033	0.3173	0.0096
NGC_GLL56	184.6166	47.1469	2.7923	0.0321	0.8309	0.093	1.1884	0.0126	1.6039	0.0333	0.2826	0.0118
NGC_GLL57	184.8425	47.1613	3.092	0.0061	1.0778	0.0083	1.3135	0.0035	1.7785	0.0067	0.328	0.0029
NGC_GLL58	184.858	47.1638	2.3427	0.0241	0.5485	0.1414	0.844	0.0119	1.4987	0.0249	0.2602	0.0132
NGC_GLL59	184.985	47.18	2.4384	0.0053	0.7012	0.0141	1.0544	0.0038	1.384	0.0059	0.2755	0.0036
NGC_GLL60	184.9515	47.1888	2.8197	0.0028	0.9391	0.0035	1.1355	0.0019	1.6842	0.0031	0.268	0.0016
NGC_GLL61	184.7887	47.2317	2.4269	0.0312	0.5072	0.1633	0.9337	0.0138	1.4932	0.0322	0.3411	0.0153
NGC_GLL62	184.8917	47.2516	1.3847	0.0107	-0.0749	0.1972	0.352	0.0085	1.0327	0.0109	-0.081	0.0092
NGC_GLL63	184.6846	47.2651	1.9483	0.0061	0.3103	0.0419	1.4015	0.0057	0.5468	0.0076	0.3903	0.0048
NGC_GLL64	184.528	47.2636	3.0725	0.0062	1.0186	0.0074	1.2842	0.0031	1.7883	0.0066	0.3206	0.0026
NGC_GLL65	184.8798	47.2657	2.5411	0.0057	0.6721	0.0172	0.9659	0.0037	1.5752	0.0063	0.2059	0.0034
NGC_GLL66	184.8223	47.266	1.9774	0.0122	0.2823	0.0877	0.718	0.0087	1.2594	0.0131	0.2512	0.0096
NGC_GLL67	184.7126	47.282	2.2608	0.0285	0.7234	0.1748	0.8105	0.013	1.4503	0.029	0.4129	0.0163
NGC_GLL68	184.7225	47.3291	2.0771	0.0088	0.3494	0.0752	0.8505	0.0054	1.2266	0.009	0.2876	0.0065
NGC_GLL69	184.7795	47.3538	2.8921	0.0056	0.9534	0.0092	1.1924	0.0034	1.6997	0.0062	0.264	0.0028
NGC_GLL70	184.6934	47.3907	1.7733	0.0143	0.1748	0.1602	0.7287	0.0101	1.0446	0.0152	0.2256	0.0113
NGC_GLL71	184.9132	47.4095	3.0258	0.0061	1.0635	0.0079	1.3545	0.0034	1.6713	0.0067	0.3589	0.0028
NGC_GLL72	184.5512	47.4244	2.9873	0.0403	1.1036	0.0715	1.4123	0.0133	1.575	0.0415	0.348	0.0123
NGC_GLL73	184.565	47.4491	3.1615	0.0108	1.117	0.0125	1.4341	0.0047	1.7274	0.0115	0.367	0.0039
NGC_GLL74	184.4404	47.4768	3.1217	0.0181	0.9302	0.0825	1.4422	0.0076	1.6795	0.019	0.3656	0.0064
NGC_GLL75	184.7565	47.4826	3.1561	0.0047	1.1309	0.0069	1.3529	0.0027	1.8032	0.0052	0.2978	0.0022
NGC_GLL76	184.4978	47.4879	3.1563	0.0332	1.1098	0.1099	1.5274	0.0128	1.6289	0.0347	0.3741	0.011
NGC_GLL77	184.7219	47.36	2.6152	0.0103	0.5319	0.0443	0.0	0.0029	0.0	0.0099	0.0	0.0029

Bibliografía

- Abraham, R. G. 1998, ArXiv Astrophysics e-prints
- Alamo-Martínez, K. A., et al. 2013, ApJ, 775, 20
- Annunziatella, M., Mercurio, A., Brescia, M., Cavuoti, S., & Longo, G. 2013, PASP, 125, 68
- Ashman, K. M., Bird, C. M., & Zepf, S. E. 1994, AJ, 108, 2348
- Ashman, K. M., & Zepf, S. E. 1992, ApJ, 384, 50
- . 1998, Cambridge Astrophysics Series, 30
- Bassino, L. P., Richtler, T., & Dirsch, B. 2006, MNRAS, 367, 156
- Battistini, P. L., Bonoli, F., Casavecchia, M., Ciotti, L., Federici, L., & Fusi-Pecchi, F. 1993, A&A, 272, 77
- Bertin, E. 2011, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 442, Astronomical Data Analysis Software and Systems XX, ed. I. N. Evans, A. Accomazzi, D. J. Mink, & A. H. Rots, 435
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393
- Binney, J., & Merrifield, M. 1998, Galactic Astronomy
- Brocato, E., Castellani, V., Raimondo, G., & Romaniello, M. 1999, A&AS, 136, 65
- Brodie, J. P., & Strader, J. 2006, ARA&A, 44, 193
- Bruzual, G., & Charlot, S. 2003, MNRAS, 344, 1000
- Burkert, A., & Tremaine, S. 2010, ApJ, 720
- Cantiello, M., & Blakeslee, J. P. 2007, ApJ, 669, 982
- Corwin, Jr., H. G., Buta, R. J., & de Vaucouleurs, G. 1994, AJ, 108, 2128
- Côté, P., Marzke, R. O., & West, M. J. 1998, ApJ, 501, 554
- Daddi, E., Cimatti, A., Renzini, A., Fontana, A., Mignoli, M., Pozzetti, L., Tozzi, P., & Zamorani, G. 2004, The Astrophysical Journal, 617, 746
- D'Antona, F., Caloi, V., D'Ercole, A., Tailo, M., Vesperini, E., Ventura, P., & Di Criscienzo, M. 2013, MNRAS, 434, 1138

- de Vaucouleurs, G. 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, Jr., H. G., Buta, R. J., Paturel, G., & Fouqué, P. 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*. Volume I: Explanations and references. Volume II: Data for galaxies between 0^h and 12^h . Volume III: Data for galaxies between 12^h and 24^h .
- Desai, S., et al. 2012, *ApJ*, 757, 83
- Dotter, A., et al. 2010, *ApJ*, 708, 698
- Downing, J. M. B. 2012, *MNRAS*, 425, 2234
- Dressler, A., & Richstone, D. O. 1988, *ApJ*, 324, 701
- Faber, S. M., Dressler, A., Davies, R. L., Burstein, D., & Lynden-Bell, D. 1987, in *Nearly Normal Galaxies. From the Planck Time to the Present*, ed. S. M. Faber, 175–183
- Fedotov, K., Gallagher, S. C., Konstantopoulos, I. S., Chandar, R., Bastian, N., Charlton, J. C., Whitmore, B., & Trancho, G. 2011, *AJ*, 142, 42
- Ferrarese, L., & Merritt, D. 2000, *ApJ*, 539, L9
- Forbes, D. A., Brodie, J. P., & Grillmair, C. J. 1997, *AJ*, 113, 1652
- Forbes, D. A., Sánchez-Blázquez, P., Phan, A. T. T., Brodie, J. P., Strader, J., & Spitler, L. 2006, *MNRAS*, 366, 1230
- Fusi Pecci, F., Cacciari, C., Federici, L., & Pasquali, A. 1993, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 48, *The Globular Cluster-Galaxy Connection*, ed. G. H. Smith & J. P. Brodie, 410
- Gebhardt, K., & Kissler-Patig, M. 1999, *AJ*, 118, 1526
- Gebhardt, K., Rich, R. M., & Ho, L. C. 2002, *ApJ*, 578, L41
- Gebhardt, K., et al. 2000, *ApJ*, 539, L13
- Georgiev, I. Y., Hilker, M., Puzia, T. H., Chanamé, J., Mieske, S., Goudfrooij, P., Reisenegger, A., & Infante, L. 2006, *A&A*, 452, 141
- Georgiev, I. Y., Puzia, T. H., Goudfrooij, P., & Hilker, M. 2010, *ArXiv e-prints*
- Ghez, A. M., et al. 2008, *ApJ*, 689, 1044
- Gillessen, S., Eisenhauer, F., Trippe, S., Alexander, T., Genzel, R., Martins, F., & Ott, T. 2009, *ApJ*, 692, 1075
- Gómez, M., & Woodley, K. A. 2007, *ApJ*, 670, L105
- Gültekin, K., et al. 2009, *ApJ*, 698, 198
- Gwyn, S. D. J. 2008, *PASP*, 120, 212
- . 2012, *AJ*, 143, 38

- Hanes, D. A. 1977a, MNRAS, 180, 309
- . 1977b, MmRAS, 84, 45
- Harris, G. L. H., & Harris, W. E. 2011, MNRAS, 410, 2347
- Harris, W. E. 1986, AJ, 91, 822
- . 1991, ARA&A, 29, 543
- . 1996, AJ, 112, 1487
- . 2009, ApJ, 699, 254
- Harris, W. E., & Racine, R. 1979, ARA&A, 17, 241
- Harris, W. E., & van den Bergh, S. 1981, AJ, 86, 1627
- Harris, W. E., et al. 2014, ApJ, 797, 128
- Hehl, F. W., Kiefer, C., & Metzler, R. J. K., eds. 1998, Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag, Vol. 514, Black Holes: Theory and Observation
- Herrnstein, J. R., et al. 1999, Nature, 400, 539
- Humphreys, E. M. L., Reid, M. J., Moran, J. M., Greenhill, L. J., & Argon, A. L. 2013, ApJ, 775, 13
- Jester, S., et al. 2005, AJ, 130, 873
- Jordán, A. 2004, ApJ, 613, L117
- Jordán, A., et al. 2005, ApJ, 634, 1002
- . 2007, ApJS, 171, 101
- Kartha, S. S., Forbes, D. A., Spitler, L. R., Romanowsky, A. J., Arnold, J. A., & Brodie, J. P. 2014, MNRAS, 437, 273
- Kormendy, J. 1993, in IAU Symposium, Vol. 153, Galactic Bulges, ed. H. Dejonghe & H. J. Habing, 209
- Kormendy, J. 2001, in Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series
- Kormendy, J., & Ho, L. 2001, Supermassive Black Holes in Inactive Galaxies, ed. P. Murdin, 2635
- Kormendy, J., & Ho, L. C. 2013, ARA&A, 51, 511
- Kormendy, J., & Richstone, D. 1995, ARA&A, 33, 581
- Kron, R. G. 1980, ApJS, 43, 305
- Kundu, A., & Whitmore, B. C. 1998, AJ, 116, 2841
- Kundu, A., Whitmore, B. C., Sparks, W. B., Macchetto, F. D., Zepf, S. E., & Ashman, K. M. 1999, ApJ, 513, 733

- Larsen, S. S., & Brodie, J. P. 2000, *AJ*, 120, 2938
- . 2003, *ApJ*, 593, 340
- Larsen, S. S., Brodie, J. P., Huchra, J. P., Forbes, D. A., & Grillmair, C. J. 2001a, *AJ*, 121, 2974
- Larsen, S. S., Forbes, D. A., & Brodie, J. P. 2001b, *MNRAS*, 327, 1116
- M., J., & C. J. A., R. 1936, *Science*, 84, 509
- Madau, P., & Rees, M. J. 2001, *ApJ*, 551, L27
- Magorrian, J., et al. 1998, *AJ*, 115, 2285
- McConnell, N. J., & Ma, C.-P. 2013, *ApJ*, 764, 184
- McLaughlin, D. E., Harris, W. E., & Hanes, D. A. 1994, *ApJ*, 422, 486
- Mighell, K. J., Rich, R. M., Shara, M., & Fall, S. M. 1996, *AJ*, 111, 2314
- Muñoz, R. P., et al. 2014, *ApJS*, 210, 4
- Ngeow, C., & Kanbur, S. M. 2008, Large Magellanic Cloud Distance from Cepheid Variables using Least Squares Solutions, ed. B. S. Koribalski & H. Jerjen, 317
- Peacock, M. B., Maccarone, T. J., Knigge, C., Kundu, A., Waters, C. Z., Zepf, S. E., & Zurek, D. R. 2010, *MNRAS*, 402, 803
- Peng, E. W., et al. 2008, *ApJ*, 681, 197
- Pota, V., et al. 2015, *MNRAS*, 450, 3345
- Puzia, T. H., Kissler-Patig, M., Brodie, J. P., & Huchra, J. P. 1999, *AJ*, 118, 2734
- Raine, D., & Thomas, E. 2009, *BLACK HOLES: An Introduction*
- Reed, L. G., Harris, G. L. H., & Harris, W. E. 1994, *AJ*, 107, 555
- Rhode, K. L. 2012, *AJ*, 144, 154
- Richtler, T. 2003, in *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Vol. 635, Stellar Candles for the Extragalactic Distance Scale, ed. D. Alloin & W. Gieren, 281–305
- Sadoun, R., & Colin, J. 2012, *MNRAS*, 426, L51
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103
- Schneider, P. 2006, *Extragalactic Astronomy and Cosmology*
- Scowcroft, V., Freedman, W. L., Madore, B. F., Monson, A., Persson, S. E., Rich, J., Seibert, M., & Rigby, J. R. 2016, *ApJ*, 816, 49
- Siopis, C., et al. 2009, *ApJ*, 693, 946
- Snyder, G. F., Hopkins, P. F., & Hernquist, L. 2011, *ApJ*, 728, L24

- Sparke, L. S., & Gallagher, III, J. S. 2007, *Galaxies in the Universe: An Introduction* (Cambridge University Press)
- Spitler, L. R., Larsen, S. S., Strader, J., Brodie, J. P., Forbes, D. A., & Beasley, M. A. 2006, *AJ*, 132, 1593
- Taylor, M. B. 2005, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 347, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV*, ed. P. Shopbell, M. Britton, & R. Ebert, 29
- Tremaine, S., et al. 2002, *ApJ*, 574, 740
- van den Bergh, S. 1994, *ApJ*, 432, L105
- van der Marel, R. P., Gerssen, J., Guhathakurta, P., Peterson, R. C., & Gebhardt, K. 2002, *AJ*, 124, 3255
- Véron-Cetty, M.-P., & Véron, P. 2006, *A&A*, 455, 773
- Vesperini, E., McMillan, S. L. W., D'Antona, F., & D'Ercole, A. 2010, *ApJ*, 718, L112
- Volonteri, M., & Rees, M. J. 2005, *ApJ*, 633, 624
- Wang, S., Ma, J., Wu, Z., & Zhou, X. 2014, *AJ*, 148, 4
- Webb, J. J., Harris, W. E., & Sills, A. 2012, *ApJ*, 759, L39
- West, M. J., Côté, P., Marzke, R. O., & Jordán, A. 2004, *Nature*, 427, 31
- Whitmore, B. C., Sparks, W. B., Lucas, R. A., Macchetto, F. D., & Biretta, J. A. 1995, *ApJ*, 454, L73
- Williams, R. E., et al. 1996, in *Science with the Hubble Space Telescope - II*, ed. P. Benvenuti, F. D. Macchetto, & E. J. Schreier, 33
- Yoon, S.-J., Yi, S. K., & Lee, Y.-W. 2006, *Science*, 311, 1129
- Zepf, S. E., & Ashman, K. M. 1993, *MNRAS*, 264, 611