



Guanajuato, Gto., 16 de noviembre de 2021.

Asunto: Manuscrito de Tesis terminado

Dr. Agustín Ramón Uribe Ramírez
Director de la División de Ciencias Naturales y Exactas
Campus Guanajuato
Universidad de Guanajuato

El que suscribe, director del trabajo de tesis, hace constar que la estudiante del Programa de Maestría en Ciencias (Astrofísica), **Mónica Marviza Mireles Vidales**, ha concluido la redacción del manuscrito del trabajo de tesis. Dicho manuscrito fue revisado por un servidor y tomó en cuenta, además, los comentarios emitidos por los miembros del Comité de Sinodales de la estudiante.

Sin otro particular por el momento, quedo a sus apreciables órdenes.

A t e n t a m e n t e
“La Verdad Os Hará Libres”

Dr. César Augusto Caretta
Director del trabajo de tesis
Departamento de Astronomía
División de Ciencias Naturales y Exactas, Campus Guanajuato

CAMPUS GUANAJUATO
DIVISION DE CIENCIAS NATURALES Y EXACTAS



Guanajuato, Gto., 9 de noviembre de 2021.

Asunto: **Modalidad para Obtención de Grado.**

Mtro. Francisco Javier Pérez Arredondo
Director de Administración Escolar
Secretaría Académica
Universidad de Guanajuato
P r e s e n t e.

El que suscribe, Director de la División de Ciencias Naturales y Exactas del Campus Guanajuato, hace constar, que la estudiante **MÓNICA MARVIZA MIRELES VIDALES**, ha cumplido íntegramente con los **requisitos Académico-Administrativos**, incluyendo el requerimiento del **Idioma Extranjero (inglés)**, necesarios para que le sea autorizada la sustentación de su Grado de **MAESTRA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)**, con la modalidad de **TESIS**.

Sin otro particular por el momento, quedamos a sus apreciables órdenes.

Atentamente
“La Verdad Os Hará Libres”

Dr. Agustín Ramón Uribe Ramírez



CAMPUS GUANAJUATO
DIVISION DE CIENCIAS NATURALES Y EXACTAS

UNIVERSIDAD DE GUANAJUATO

CAMPUS GUANAJUATO

DIVISIÓN DE CIENCIAS NATURALES Y EXACTAS



EVOLUCIÓN DE GALAXIAS DOMINANTES DE GRUPOS Y
CÚMULOS DE GALAXIAS EN DIFERENTES AMBIENTES DE LA
ESTRUCTURA A GRAN ESCALA

Tesis presentada al

POSGRADO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

como requisito para la obtención del grado de

MAESTRA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

por

LIC. MÓNICA MARVIZA MIRELES VIDALES

Asesorada por

DR. CÉSAR AUGUSTO CARETTA

Guanajuato, Guanajuato, Noviembre, 2021

Resumen

Las CDGs (*Central Dominant Galaxies*) son las galaxias más luminosas y masivas, dominando gravitacionalmente el centro dinámico de los cúmulos y grupos del Universo. Dado que estas galaxias son muy luminosas es fácil observarlas a grandes distancias y, por su ubicación cerca del centro del pozo potencial de su sistema, es posible relacionar algunas de sus propiedades con el estado dinámico de sus sistemas.

En esta tesis se analizó una submuestra de 896 CDGs, extraída del catálogo de sistemas de Santiago-Bautista et al. (2020) que utiliza datos fotométricos y espectroscópicos del SDSS DR13, en el Universo local ($z = 0.02 - 0.15$). Se compilaron algunas de las propiedades más importantes de las CDGs, como ángulos de posición, masas estelares, magnitudes absolutas, morfología, etc., así como también algunas de las propiedades de sus sistemas, como riquezas, masas y radios viriales. También fue posible identificar en qué ambiente de la estructura a gran escala (vacíos, componente dispersa, filamentos o nodos) habitan estas galaxias. Esto permitió encontrar relaciones entre las propiedades intrínsecas (propias de su naturaleza como masa, luminosidad, morfología, etc.) y evolutivas (que dependen del entorno, cómo velocidades peculiares, *offsets* y *gaps*) de las CDGs y establecer cómo cambian esas propiedades en diferentes entornos.

Se obtuvo que el algoritmo de Santiago-Bautista et al. (2020) es capaz de identificar la CDG correctamente en un 89.4% y se determinaron las CDGs para el otro 10.6% restante. Se logró clasificar morfológicamente las CDGs de la muestra, de modo que 87.8% de ellas son *early-type* y las restantes *late-type*. Se utilizaron velocidades peculiares y *gap* de magnitud (Δm_{12}) para identificar el estado dinámico de los sistemas. Se encontró que hay un número significativo de sistemas que poseen velocidades peculiares grandes, específicamente, 50% de las CDGs tienen velocidades peculiares relativas mayores a 0.41, lo que indica que las CDGs han llegado recientemente a sus sistemas o

bien, que hubo una fusión con grupos recientemente y los sistemas aún no se han relajado.

También se obtuvo, mediante diferentes pruebas, que los sistemas más masivos tienen CDGs con velocidades peculiares grandes y *gaps* de magnitud pequeños. Lo primero se cree que es debido a que los sistemas más masivos debieron experimentar más eventos de fusión con otros sistemas para alcanzar su masa, y estas fusiones perturbaron el entorno local de las CDGs provocando que adquirieran grandes velocidades peculiares. Luego, en los sistemas más masivos los *gaps* de magnitud son pequeños debido a que estos sistemas debieron formarse por la fusión de varios grupos que ya tenían posiblemente una galaxia pre-gigante, de modo que el sistema formado contenga varias de estas galaxias, lo que provoca que las diferencias de magnitud entre ellas y la CDG sean menores en comparación de un sistema de baja masa. Por otro lado se encontró que las CDGs más masivas y luminosas tienen velocidades peculiares menores y valores de *gaps* más grandes. Las velocidades peculiares menores se deben a que al ser más masivas es más difícil que al perturbar su entorno adquieran grandes velocidades y su alta luminosidad indica que han canibalizado más material lo que provoca que sus *gaps* sean grandes.

En cuanto a las propiedades de las CDGs en diferentes ambientes de la estructura a gran escala, se encontró que las CDGs más masivas y los sistemas más masivos habitan en promedio en entornos más densos (filamentos y nodos). Mientras que las velocidades peculiares y el *gap* no presentan ninguna relación con el ambiente. Esto indica que las CDGs pueden ser desplazadas del centro del pozo potencial gravitacional y canibalizar a sus compañeras con la misma facilidad en cualquier ambiente de la estructura a gran escala y las diferencias que se observan solo se deben a efectos del entorno local, es decir, a las propiedades de los sistemas en los que habitan. Luego, para todos los ambientes se encuentran las mismas tendencias en general: (1) las CDGs más masivas tienen velocidades peculiares menores, (2) los sistemas más masivos tienen velocidades peculiares más altas, (3) los *gaps* más grandes pertenecen a sistemas cuyas CDGs son las más masivas, (4) los sistemas más masivos tienen menores *gaps*. Estos resultados de nuevo sugieren que las diferencias que se observan en las propiedades de las CDGs y sistemas en función de la V_{rel} y Δm_{12} solo se deben a efectos del entorno local y no del ambiente a gran escala.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Galaxias	1
1.1.1. Clasificación morfológica	2
1.2. Grupos y cúmulos de galaxias	5
1.3. Galaxias dominantes centrales	6
1.3.1. Modelos de formación y evolución	8
1.4. Estructura a Gran Escala	10
1.5. Objetivos	14
2. Metodología	15
2.1. Validación de CDGs	17
2.2. Propiedades de las CDGs	22
2.2.1. Magnitudes	22
2.2.2. Perfiles de brillo	27
2.2.3. Diagrama color-magnitud	28
2.2.4. Masas estelares	30
2.3. Propiedades de los sistemas	31
2.3.1. Centro y escala	31
2.3.2. Masa y radio	33
2.4. Propiedades Evolutivas	36
2.4.1. Medición de distancias	36
2.4.2. Velocidades peculiares y <i>offsets</i>	41
2.4.3. <i>Gap</i> de magnitud	44
2.4.4. Subestructuras	45
2.5. Ambientes	46

3. Resultados	51
3.1. CDGs	51
3.2. Sistemas	62
3.3. Velocidades peculiares	66
3.4. <i>Offsets</i>	76
3.5. <i>Gaps</i> de magnitud	78
3.6. CDGs en diferentes ambientes	86
4. Conclusiones	103
A. Factores de proyección para simetría esférica	113
B. Densidad de virialización	117

Índice de Figuras

1.1. Diagrama diapasón de Hubble.	2
1.2. Semiejes de elipse	3
1.3. Galaxias cD y db	5
1.4. Estructuras del Universo a gran escala	11
2.1. Filtros del SDSS	16
2.2. Corrección K	26
2.3. Diagrama color-magnitud	29
2.4. Comparación de las masas estelares	31
2.5. Distancia comóvil transversal	40
2.6. Principio de fricción dinámica	42
2.7. Ilustración del proceso de aumento de <i>gap</i> de magnitud	44
2.8. Distribución de sistemas en diferentes ambientes del supercúmulo MSCC 295	48
3.1. Ángulo de posición	52
3.2. Distribuciones de ángulos de posición.	53
3.3. Distribuciones de razones axiales.	55
3.4. Diagrama color-magnitud considerando el índice de Sérsic	56
3.5. Diagrama color-magnitud	60
3.6. Distribuciones de masas y magnitudes absolutas de las CDGs.	61
3.7. Distribuciones de masas y radios viriales.	62
3.8. Diagramas color-magnitud para diferentes intervalos de masas viriales de los sistemas	64
3.9. Diagramas color-magnitud para diferentes intervalos de radios viriales de los sistemas	66

3.10. Distribución de velocidades peculiares relativas de las CDGs	67
3.11. Distribución de velocidades peculiares relativas por morfología	68
3.12. Masas y luminosidades de las CDGs en función de la velocidad peculiar relativa.	70
3.13. Masas y radios viriales de las sistemas en función de la velocidad peculiar relativa.	70
3.14. Masas de sistemas versus masas de CDGs (Lavoie et al. 2016)	72
3.15. Esquema del crecimiento de masa a través de una fusión entre sistemas (Lavoie et al. 2016)	73
3.16. Masas de sistemas versus masas de CDGs para sistemas relajados y per- turbados según su velocidad peculiar relativa	74
3.17. Distribución de las diferencias entre el <i>offset</i> del centro geométrico y el <i>offset</i> del pico de emisión de rayos X	76
3.18. Distribuciones de <i>gaps</i> de magnitud.	78
3.19. Tipos sistemas de acuerdo al valor de sus <i>gaps</i>	81
3.20. Masas y luminosidades de las CDGs en función del <i>gap</i>	82
3.21. Masas y radios viriales de las sistemas en función del <i>gap</i>	83
3.22. Velocidad peculiar relativa en función del <i>gap</i>	84
3.23. Masas de sistemas versus masas de CDGs para sistemas relajados y per- turbados según Δm_{12}	85
3.24. Distribuciones de la masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs en distintos ambientes de la estructura a gran escala.	87
3.25. Distribuciones de la masa y radio viriales de los sistemas en distintos ambientes de la estructura a gran escala.	90
3.26. Función de las distribuciones de la velocidad peculiar relativa y <i>gap</i> de los sistemas en distintos ambientes de la estructura a gran escala.	93
3.27. Velocidad peculiar relativa versus masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs en distintos ambientes de la estructura a gran escala.	94
3.28. Velocidad peculiar relativa versus masa y radio viriales de los sistemas en distintos ambientes de la estructura a gran escala.	96
3.29. <i>Gap</i> de magnitud versus masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs en distintos ambientes de la estructura a gran escala.	97
3.30. <i>Gap</i> de magnitud versus masa y radio viriales de los sistemas en distintos ambientes de la estructura a gran escala.	100

3.31. Velocidad peculiar relativa en función del <i>gap</i> en diferentes ambientes de la estructura a gran escala.	101
--	-----

Índice de Tablas

2.1. Número de sistemas en cada etiqueta de validación.	20
2.2. Coincidencias entre la muestra y cada catálogo	21
3.1. Información estadística de las distribuciones de los ángulos de posición.	54
3.2. Información estadística de las distribuciones de las razones axiales.	54
3.3. Información general de cada parámetro de estimación de morfología.	59
3.4. Acuerdo de los estimadores de morfología.	59
3.5. Información estadística de las distribuciones de masas y magnitudes de las CDGs.	61
3.6. Información estadística de las distribuciones de masas y radios viriales de los sistemas	63
3.7. Información general de los diagramas color-magnitud para diferentes intervalos de masas viriales de los sistemas	63
3.8. Información general de los diagramas color-magnitud para diferentes intervalos de radios viriales de los sistemas	65
3.9. Información estadística de las distribuciones de velocidades peculiares relativas	67
3.10. Parámetros de los ajustes a las gráficas de las Figuras 3.12 y 3.13.	71
3.11. <i>Gaps</i> de los sistemas.	79
3.12. Tipos de sistemas de acuerdo al valor de sus <i>gaps</i>	80
3.13. Parámetros de los ajustes a las gráficas de las Figuras 3.20 y 3.21.	80
3.14. Proporciones de CDGs en los ambientes de la estructura a gran escala.	87
3.15. Información estadística de las distribuciones de masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs para diferentes ambientes.	88

3.16. <i>p-values</i> obtenidos al aplicar la prueba K-W a los diferentes ambientes de la estructura a gran escala para las distribuciones de masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs.	89
3.17. Información estadística de las distribuciones de masa y radio viriales de los sistemas para diferentes ambientes.	91
3.18. <i>p-values</i> obtenidos al aplicar la prueba K-W a los diferentes ambientes de la estructura a gran escala para las distribuciones de masa y radio viriales de los sistemas.	92
3.19. Información estadística de las distribuciones de velocidad peculiar relativa y <i>gap</i> de los sistemas para diferentes ambientes.	93
3.20. <i>p-values</i> obtenidos al aplicar la prueba K-W a los diferentes ambientes de la estructura a gran escala para las distribuciones de velocidad peculiar relativa y <i>gap</i> de las CDGs.	94
3.21. Información de los ajustes aplicados a las relaciones de la velocidad peculiar relativa con la masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs para diferentes ambientes.	95
3.22. Información de los ajustes aplicados a las relaciones de la velocidad peculiar relativa con la masa y radio viriales de los sistemas para diferentes ambientes.	97
3.23. Información de los ajustes aplicados a las relaciones del <i>gap</i> con la masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs para diferentes ambientes.	99
3.24. Información de los ajustes aplicados a las relaciones del <i>gap</i> con la masa y radio viriales de los sistemas para diferentes ambientes.	100
3.25. Información de los ajustes aplicados a las relaciones del <i>gap</i> con la velocidad peculiar relativa de las CDGs para diferentes ambientes.	101
3.26. Porcentaje de CDGs <i>early</i> y <i>late-type</i> , sistemas relajados y perturbados (de acuerdo a su velocidad peculiar relativa y <i>gap</i>) para cada ambiente.	102

CAPÍTULO 1

Introducción

En este primer capítulo se da una visión general y antecedentes de lo que tratará el trabajo, empezando por describir las galaxias en general, sus tipos morfológicos, los sistemas donde se encuentran (cúmulos y grupos) hasta enfocarnos en las propiedades y características de las CDGs, sus modelos de formación y evolución así como las cuestiones que aún permanecen sin respuesta. También se da un breve preámbulo al concepto de la estructura a gran escala y sus diferentes ambientes. Por último, se listan los objetivos del presente trabajo.

1.1. Galaxias

Las galaxias son sistemas conformados por estrellas, algunas de las cuales tienen sistemas planetarios orbitando a su alrededor, materia interestelar constituida por gas y polvo que llena el espacio entre ellas, además de materia oscura, todo unido gravitacionalmente. La confirmación de que las galaxias son objetos extragalácticos se remonta a la década de 1920, como resultado de las observaciones realizadas por Edwin Hubble y Milton Humason, en el telescopio de “cien pulgadas” del observatorio de Mount Wilson. Las galaxias existen en diferentes formas y tamaños. A lo largo de la historia estas se han clasificado bajo diferentes criterios: morfología, masa y tamaño, o actividad, incluyendo formación estelar y nuclear (AGN). La forma más sencilla y directa de clasificarlas es mediante su morfología, ya que sólo necesitamos una imagen, en cambio para clasificarlas por actividad o masa se necesitaría más información. Sin embargo, como sugiere Dressler (1980), “*los estudios morfológicos no describen completamente la física de los*

fenómenos naturales, pero ayudan a proveer los cimientos a teorías más avanzadas y pueden ser valiosas herramientas que permiten evaluar hipótesis”.

1.1.1. Clasificación morfológica

La clasificación morfológica más conocida, y que se sigue usando en la actualidad, es la publicada en *Realm of the Nebulae* por Hubble (1936). Hubble clasificó a las galaxias en 4 tipos distintos: elípticas, lenticulares, espirales e irregulares, esta clasificación se puede visualizar en el diagrama diapasón (Fig. 1.1), que sitúa a las galaxias elípticas (**E**) a la izquierda, ordenadas por elipticidad, luego a la derecha las dos ramas de espirales [no barradas (**S**) y barradas (**SB**)], con las lenticulares (**S0**) como transición en el centro y al final se encuentran las irregulares (**Im**). Posteriormente, este esquema de clasificación se ha ido modificando y extendiendo (*e.g.* de Vaucouleurs, 1959), pero conserva la parte esencial.

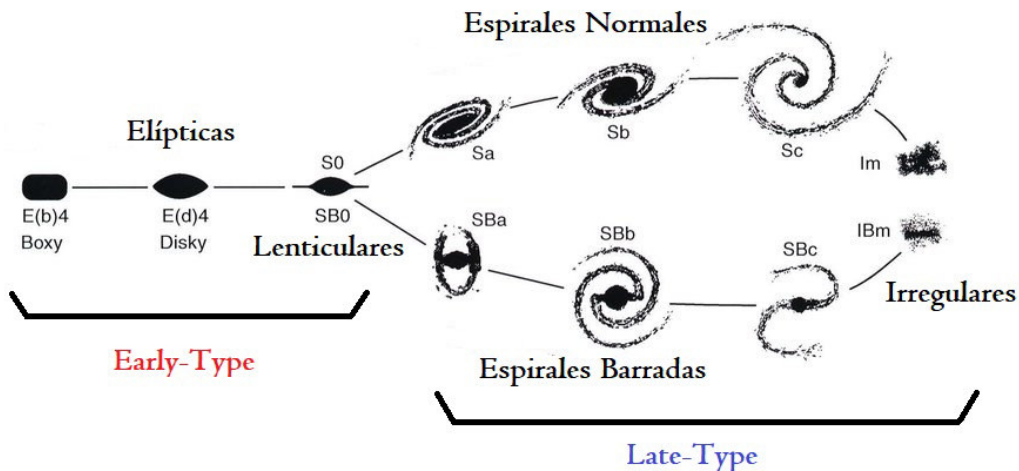


Fig. 1.1: Diagrama diapasón de Hubble.

Elípticas

Las galaxias elípticas tienen una apariencia esferoide o elipsoide y se subdividen de acuerdo a su elipticidad, una propiedad que define cuán alargadas son. La elipticidad está dada por

$$\varepsilon \equiv 1 - b/a, \quad (1.1)$$

donde a y b denotan el semieje mayor y menor de una galaxia, respectivamente (ver Fig.1.2); además, b/a es llamada razón axial. Las galaxias elípticas se encuentran en un amplio rango de elipticidad, $0 \leq \varepsilon \lesssim 0.7$. La notación En es usada para clasificar a estas galaxias, la letra E está indicando que es una galaxia elíptica y $n = 10\varepsilon$.

Estas galaxias contienen poco gas, por lo que casi no forman estrellas nuevas y sus estrellas son de población tipo II¹, es decir, son viejas.

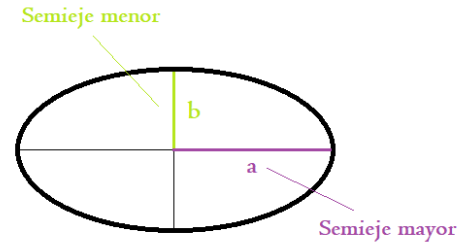


Fig. 1.2: Semieje mayor a (morado) y semieje menor b (verde) de una elipse.

Espirales

Las galaxias espirales están conformadas por un disco con estructuras de brazos espirales y un bulbo central. Sus discos son muy aplanados y con un brillo que decae más suavemente a radios mayores en comparación al bulbo (ver perfiles de brillo Subsección 2.2.2). Se dividen en dos subclases: las barradas y las no barradas. En cada una de estas subclases, se define una secuencia que las ordena de acuerdo al tamaño del bulbo y a los brazos espirales, que varían desde los bulbos mayores con brazos muy arremolinados y poco definidos (Sa y SBa) hasta los bulbos menores con brazos más sueltos y definidos (Sc y SBc).

En 1959, de Vaucouleurs extendió la secuencia, añadiendo las Sd y Sm, además de los tipos de transición entre cada una, por ejemplo las Sab, que serían un tipo de espiral intermedia entre las Sa y las Sb. Las galaxias espirales contienen mucho gas, estrellas jóvenes (población I) y regiones activas de formación estelar, aunque a medida que van agotando su gas y dejan de formar estrellas nuevas, su población estelar comienza a ser más vieja y se posicionan en el valle verde en el diagrama color-magnitud (ver Subsección 2.2.3). Estas galaxias suelen estar rodeadas por grandes estructuras esferoidales poco densas de estrellas de población II que reciben el nombre de halo estelar (no confundir

¹Las poblaciones estelares se dividen en 3. La población I corresponde a estrellas jóvenes con abundancias de metal altas. La población II está constituida por estrellas muy viejas con deficiencias en metales. Finalmente, a las estrellas con cero metalicidad se les conoce como estrellas de población III, estas estrellas serían las primeras en formarse en el Universo.

con el halo de materia oscura).

Lenticulares

Es un tipo de galaxia intermedia entre elíptica y espiral. Tienen dos componentes estructurales principales: el bulbo, parecido a una galaxia elíptica, y un disco como el de las espirales, con la excepción de que no poseen brazos. Además, pueden o no ser barradas. Las galaxias de este tipo que no tienen barra son conocidas como S0, mientras que a las barradas se les llama SB0. Contienen poco gas y las estrellas que la componen mayoritariamente son de población II.

Irregulares y peculiares

Las galaxias irregulares son aquellas que no tienen una forma clara debido a que son galaxias con tan poca masa que su colapso gravitacional no permitió que adquirieran una forma más simétrica como la de una espiral o elíptica. Por otro lado, las galaxias peculiares pueden tener una estructura débil o una forma atípica, pero esto es debido a una deformación por la interacción con otras galaxias. En un principio, tanto a las irregulares como a las peculiares Hubble las agrupo juntas y las llamó irregulares. Ambos tipos contienen mucho gas, estrellas jóvenes y mucha formación estelar.

Estos tipos morfológicos a menudo se separan en *early-type* y *late-type*. Las primeras comprenden las galaxias elípticas y lenticulares, mientras que las *late-type* incluyen espirales e irregulares. Dichas denominaciones tienen su origen en la interpretación original del diagrama diapasón de Hubble, donde se asumía que las galaxias evolucionaban de izquierda (elípticas) a derecha (espirales). Sin embargo, hoy se sabe que las galaxias en general no evolucionan de esta forma, pero los términos *early-type* y *late-type* se siguen usando, ahora en el sentido de que las *early-type* se formaron primero que las *late-type*, en un ambiente más denso.

Otros tipos de galaxias que se volvieron famosas durante el siglo pasado debido a su morfología fueron las denominadas D (Morgan, 1958), que presentan una morfología del tipo elíptica pero con una envoltura extendida de bajo brillo superficial compuesta de estrellas. También están las cD y db presentadas por Matthews et al. (1964), las primeras son galaxias D súper gigantes y las db (del término en inglés *dumbbell* que significa mancuerna), son tipo D que poseen dos núcleos similares y comparten la misma

envolvente (ver Fig. 1.3). Las galaxias D, cD y db si bien no se encuentran en el diagrama diapasón de Hubble, se considera que pertenecen al grupo *early-type*.

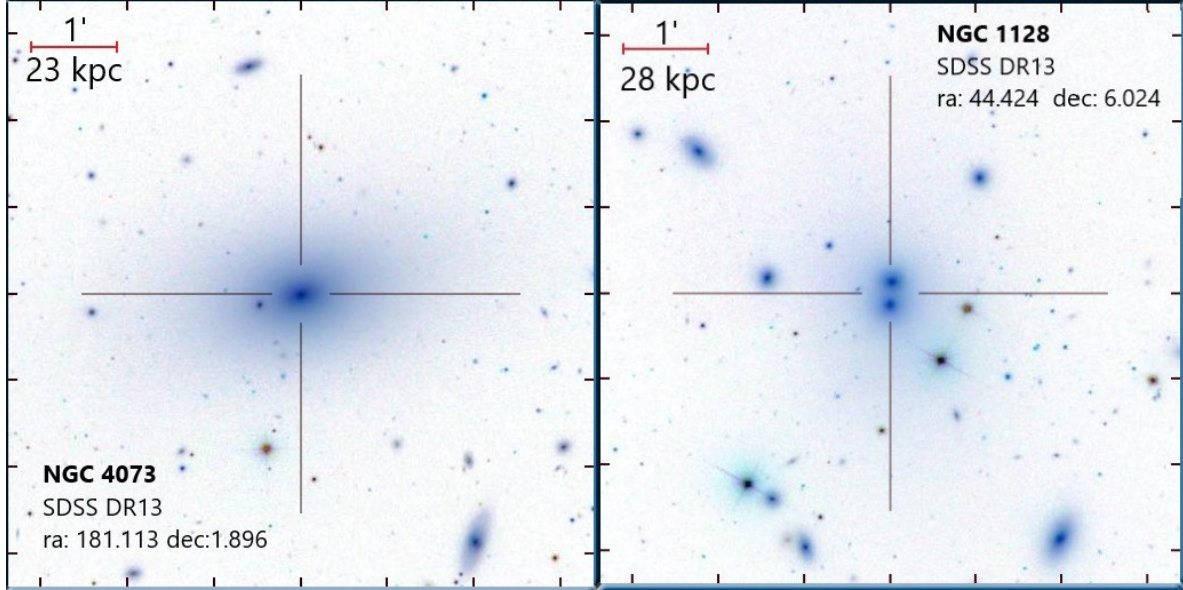


Fig. 1.3: Panel izquierdo: NGC 4073 ($z=0.019$), una galaxia del tipo cD. Panel derecho: NGC 1128 ($z=0.023$), un ejemplo de galaxia del tipo dumbbell. Las dos galaxias son ejemplos de CDGs. Las imágenes fueron tomadas de <http://cas.sdss.org/dr13/en/tools/chart/navi.aspx>, y son imágenes compuestas de los filtros del SDSS con los colores invertidos.

1.2. Grupos y cúmulos de galaxias

Las galaxias no se encuentran uniformemente distribuidas en el espacio, sino que muestran una tendencia a juntarse en grupos y cúmulos de galaxias. La transición entre estos es suave, su distinción se basa en el número de sus galaxias miembro. Una acumulación de galaxias es llamada grupo si contiene menos de 50 miembros en cierto rango de magnitudes dentro de una esfera de diámetro $D \lesssim 1.5 h^{-1}$ Mpc. Por el contrario, si la acumulación tiene más de 50 miembros se le llama cúmulo. Por ejemplo, Abell (1958) en su catálogo establece que un cúmulo es aquel que contiene ≥ 50 galaxias en un intervalo de magnitud $m_3 \leq m \leq m_3 + 2$, donde m_3 es la magnitud aparente de la tercera galaxia más brillante en el cúmulo. Los valores típicos de masa para grupos es del orden de $10^{13} M_{\odot}$ y para los cúmulos es de $10^{14} M_{\odot}$ (Schneider, 2006).

1.3. GALAXIAS DOMINANTES CENTRALES CAPÍTULO 1. INTRODUCCIÓN

Los cúmulos de galaxias juegan un rol muy importante en el estudio del Universo, son las estructuras ligadas gravitacionalmente más masivas del Universo y aproximadamente relajadas (en proceso de llegar a un estado de equilibrio dinámico) y, por lo tanto, ocupan los picos de densidad más prominentes de la estructura a gran escala o *LSS* por su sigla en inglés (*Large-Scale Structure*). Entonces, su evolución cosmológica está relacionada con el crecimiento de estructuras cósmicas. Debido a sus altas densidades son excelentes “laboratorios” para estudiar la evolución de las galaxias, sus interacciones, el impacto del ambiente sobre ellas, entre otras cosas (Voit 2005; Colberg et al. 1999).

1.3. Galaxias dominantes centrales (CDGs)

Las galaxias gravitacionalmente dominantes usualmente son las galaxias más brillantes y masivas en los cúmulos y grupos de galaxias, por lo que se les abrevia BCGs (por su sigla en inglés de *Brightest Cluster Galaxies*). Este nombre para referirse a la galaxia dominante en un sistema puede ser engañoso. Si bien muchas de las BCGs en su cúmulo dominan en luz, esto no quiere decir que son siempre dominantes desde el punto de vista dinámico. Una definición más precisa de lo que debería ser una galaxia “dominante”, es bajo términos dinámicos: donde además de tener un brillo y tamaño que destacan sobre la mayoría de sus compañeras, también se ubican cerca del centro geométrico o del pozo de potencial gravitacional del sistema al que pertenecen. En la literatura, a veces se usa el término BCGs como un sinónimo de galaxia gravitacionalmente dominante y no literalmente como la galaxia más brillante (Von Der Linden et al. 2007; Bird 1994). Por esta razón, se sugiere que un mejor nombre sería CDGs, por su sigla en inglés de *Central Dominant Galaxies*. Nuestro trabajo se enfoca en estudiar las galaxias gravitacionalmente dominantes en sistemas, y se usará el término CDGs para referirse a ellas.

La morfología que presenta una CDG generalmente es del tipo cD o D, pero también se pueden encontrar CDGs con morfologías elípticas o espirales en proporciones más bajas. Se estima que más del 55% de las BCGs son del tipo cD o D, mientras que el número de galaxias con disco es inferior a 10%, siendo el restante de tipo elíptica (Coziol et al., 2009; Zhao et al., 2015b).²

²Asumimos que las CDGs poseen las mismas propiedades que las BCGs, ya que si bien no son lo mismo, una gran cantidad de CDGs son BCGs. Además, en varios estudios usan ambos términos como sinónimo. De cualquier forma se usará el término BCG si en la referencia citada lo manejan así y sólo se usará CDG cuando estemos seguros de que encajan en nuestra definición.

Las masas estelares típicas de las BCGs son del orden de $10^{11} - 10^{12} M_{\odot}$ (*e.g.*, Collins et al., 2009; Bellstedt et al., 2016). Observaciones de su masa estelar muestran que han ensamblado la mayoría de su masa bastante temprano, más del 90 % de esas masas ya estaba en su lugar para un *redshift* (ver Subsección 2.4.1) $z \sim 1$ (Whiley et al., 2008; Collins et al., 2009). Además, aquellas CDGs de tipo D o cD poseen la característica de que sus luminosidades se ubican normalmente dentro de un rango muy angosto de valores. Su luminosidad tan uniforme se debe a que al ser las galaxias más evolucionadas del Universo (ver Subsección 2.2.3) ya han absorbido a sus compañeras y despejado su vecindad, de modo que ya no hay mucho material que acretar y cada vez es más difícil que aumenten su masa. Claro que estas luminosidades (o magnitudes absolutas) dependen de la banda en la cual se observe. Estas dos características permiten que sean usadas como candelas estándar para la cosmología (*e.g.* Postman & Lauer 1995), ya que su alta luminosidad permite detectarlas a grandes distancias y su luminosidad uniforme proporciona una buena estimación de su luminosidad intrínseca y, por tanto, permiten calcular la distancia a la que se encuentran.

Se considera que una galaxia está activa cuando se observa una emisión intensa de radiación que no se puede explicar por el proceso normal de formación de estrellas. Hay principalmente dos tipos de actividad que se presentan en las galaxias: brote de formación estelar (*starburst*) y núcleo activo de galaxia (AGN, por la sigla en inglés de *Active Galactic Nucleus*). La primera es actividad de origen estelar (térmica) y se refiere a la alta formación estelar que puede presentar una galaxia en un corto periodo de tiempo (relativo a su tiempo de vida) y que hace que tenga colores muy azules (por la formación de estrellas de alta masa), líneas de recombinación (de las regiones HII producidas) y emisión elevada en IR (polvo) y radio. La actividad AGN, por su parte, es producida por el material que cae al agujero negro supermasivo que se ubica en la parte central de la galaxia. Este material que cae se transforma en elevadas cantidades de energía, especialmente por la “fricción” del material en el disco de acreción que se forma alrededor del agujero negro. Esta energía emitida favorece procesos que emiten radiación a lo largo de todo el espectro electromagnético. Particularmente, hay emisión de ondas de radio en algunas galaxias AGN proveniente de chorros y grandes lóbulos de plasma que llegan a extenderse sobre grandes distancias. Las primeras BCGs observadas fueron identificadas como radio fuentes (Matthews et al., 1964), indicando que

1.3. GALAXIAS DOMINANTES CENTRALES CAPÍTULO 1. INTRODUCCIÓN en su pasado fueron muy activas.

Varios estudios basados tanto en observaciones como simulaciones (Balogh et al., 1999; Collins et al., 2009; De Lucia & Blaizot, 2007), han tenido como resultado que las estrellas que componen las BCGs se formaron desde muy temprano ($z \sim 3 - 5$), lo que hace que, en la época actual, estas galaxias tengan poco gas y, por lo tanto, ya no ocurre formación estelar significativa (Von Der Linden et al., 2007), es así como sus poblaciones estelares son muy viejas (población II).

1.3.1. Modelos de formación y evolución

Existen distintos modelos de formación y evolución de galaxias en entornos densos que se pueden aplicar también a las CDGs:

- **Fusiones mayores y menores.** Las mayores están marcadas por fusiones entre galaxias de tamaño similar y las menores, también llamadas acreciones, son entre galaxias de masas muy distintas (la segunda con masa inferior al 50 % de la masa de la primera). Existe evidencia que sugiere que las fusiones mayores eran más frecuentes en el pasado y ahora las galaxias presentan principalmente fusiones menores (*e.g.* Burke et al., 2015).
- **Canibalismo galáctico** (Ostriker & Tremaine, 1975). La galaxia, especialmente si está en el fondo del pozo potencial, va creciendo al absorber galaxias que van perdiendo energía por su interacción con las otras (fricción dinámica) y con el medio intracumular, caen en espiral hacia el centro y terminan fusionándose con ella. El problema con este modelo en un cúmulo de galaxias es que la dispersión de velocidades de las galaxias miembros es muy grande como para que la fusión sea eficiente, y se necesitaría mucho tiempo (más que la edad de los cúmulos) para que se formaran las CDGs (Merritt 1985). Por lo que el canibalismo galáctico es un proceso que, si bien contribuye en la evolución de las galaxias centrales, no debe darse esencialmente en el ambiente de los cúmulos.
- **Flujos de enfriamiento** (Mushotzky et al., 1981; Silk, 1976; Fabian, 1994). El gas intracumular puede ser dirigido por flujos de enfriamiento y acumularse en la parte central del sistema, provocando la formación de estrellas. El problema de

este modelo, si se considera como el principal proceso de formación de las CDGs, es que se esperaría aún observar una población estelar muy joven, y aunque hay evidencia de que en algunas de ellas se siguen formando estrellas, la cantidad que forman es muy pequeña (*e.g.* Runge & Yan, 2018). Sin embargo, hay pruebas de que los flujos de enfriamiento pudieron contribuir de una forma significativa solamente en tiempos tempranos, siendo suprimidos en épocas más recientes por la actividad de AGNs (*e.g.* De Lucia & Blaizot, 2007).

- **Formación en grupos de galaxias** (Merritt 1985; Coziol et al. 2009). En un ambiente galáctico menos denso las dispersiones de velocidad son más bajas, haciendo más probable la fusión entre galaxias; entonces las CDGs crecerían más fácilmente en los grupos y estos se unirían para formar los cúmulos. Al fusionarse los grupos, las CDGs migrarían a los centros de los pozos de potencial gravitacional, donde se asentarían.

El escenario de formación y evolución más probable es que las CDGs crezcan inicialmente en grupos (que son los primeros sistemas de galaxias formados en el Universo), mediante fusiones mayores y flujos de enfriamiento y, una vez que el grupo se fusiona con otros para dar lugar a un cúmulo, y que la CDG llegue al centro del cúmulo, puede ocurrir canibalismo con fusiones menores siendo las que predominen más, teniendo flujos de enfriamiento en una proporción menor.

El tiempo de fricción dinámica es inversamente proporcional a la masa de las galaxias (ver Subsección 2.4.2), por tanto, las CDGs, al ser las galaxias más masivas en el Universo, se espera que migren muy rápido hacia el centro del pozo de potencial gravitacional de sus cúmulos. Sin embargo, se ha encontrado que una fracción importante de BCGs presenta una velocidad peculiar significativa con respecto al promedio de sus cúmulos (*e.g.* Beers & Geller 1983; Malumuth 1992; Bird 1994). Se considera que una galaxia tiene una velocidad peculiar significativa cuando esta velocidad excede una tercera parte de la dispersión de velocidad de su cúmulo anfitrión que, para un cúmulo típico, sería un límite inferior de aproximadamente 300 km/s (Coziol et al., 2009).

También se encuentra que la posición proyectada de la galaxia supuestamente CDG frecuentemente no coincide con el centro del pozo potencial gravitacional del sistema que está indicado por el pico de emisión de rayos X del sistema (ver más detalles en

la Subsección 2.4.2). Esto podría indicar que esas CDGs están cerca al centro de sus cúmulos, pero aún no están completamente asentadas en su pozo de potencial. Esto es compatible con el modelo de fusión de grupos, donde las velocidades peculiares son el remanente de las velocidades de sus grupos al llegar al cúmulo, en un pasado no muy lejano y aún no han tenido el tiempo suficiente para relajarse dinámicamente (Zhao et al., 2015a).

Asumiendo que las BCGs son CDGs se podría también a partir de sus propiedades describir el estado dinámico del cúmulo en el que residen. Por ejemplo, se estima que las velocidades peculiares y los *offsets* con respecto al centro del pozo de potencial del cúmulo, definido geoméricamente o por el pico de emisión de rayos X, sean pequeños para los cúmulos relajados y significativos para los perturbados. Además, las galaxias CDGs tienden a aumentar su diferencia de luminosidad con el tiempo en relación con sus galaxias vecinas (ver detalles en la subsección 2.4.3). Esto se mide por la diferencia de magnitud entre la CDG y otras galaxias (típicamente la segunda o tercera galaxia más brillante). Esto puede ser usado para describir si un cúmulo está relajado o no (*e.g.* Lopes et al. 2018).

Si bien las propiedades generales de las CDGs son conocidas, hay muchas cuestiones que aún no se resuelven o que no son comprendidas del todo. Sabiendo que probablemente las CDGs crecen en sistemas pequeños, los cuales después se fusionan y forman cúmulos, no se sabe hasta que punto estas galaxias aumentan su luminosidad fuera de sus cúmulos anfitriones actuales. Se conocen BCGs en cúmulos que tienen luminosidades grandes, lo que indica que el ensamblaje de su masa estelar está casi completo, pero que aún tienen grandes *offsets* y velocidades peculiares significativas, lo que sugiere que si son CDGs han llegado recientemente al cúmulo. Puesto que no todas las CDGs ocupan el lugar de la galaxia más brillante, no se sabe muy bien qué fracción de CDGs son BCGs, ni cuales son las fracciones de las morfologías para cada caso.

1.4. Estructura a Gran Escala

A los patrones formados por la distribución de galaxias y otro material en escalas más grandes que las galaxias individuales, o agrupaciones de galaxias que se observan en el

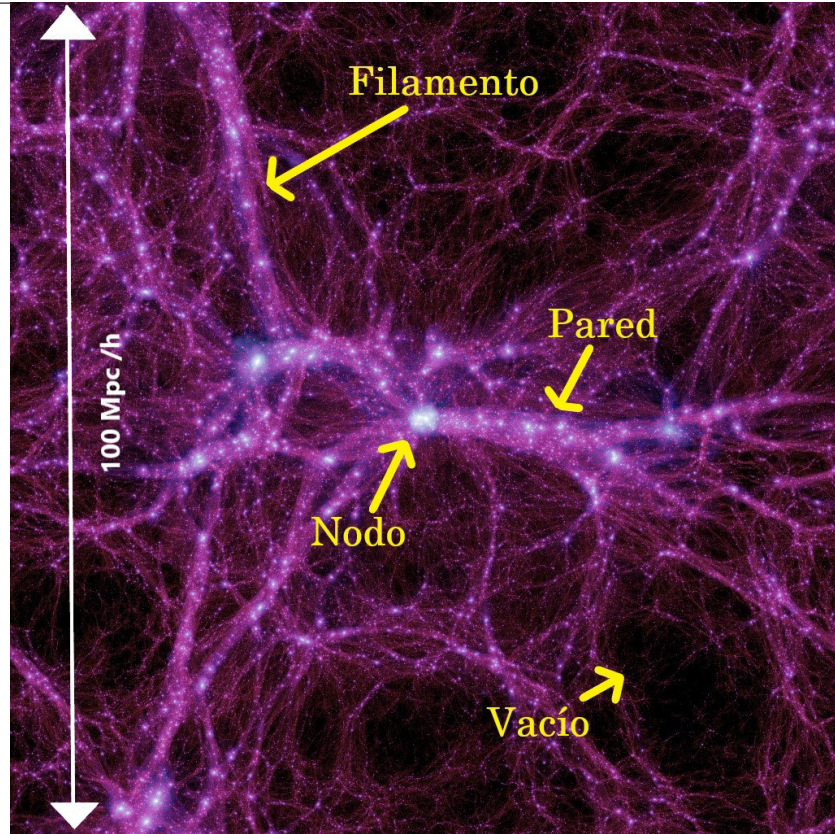


Fig. 1.4: Ilustración del Universo a gran escala donde se ubican sus principales estructuras: filamentos, nodos, paredes y vacíos. La imagen forma parte de la simulación Millennium-II (Boylan-Kolchin et al., 2009), una simulación de N-cuerpos de la evolución de la materia oscura según el modelo cosmológico Λ CDM. En la figura se muestra la escala completa de la simulación (100 Mpc/h con $h=0.73$) en $z=0$.

Universo, se les ha llamado estructura a gran escala (LSS). Estos patrones a menudo se asemejan a una telaraña, por lo que también se le conoce como la “telaraña cósmica”; esta incluye cúmulos de galaxias, vacíos, paredes y filamentos. Los filamentos son estructuras alargadas con densidades intermedias, las paredes son estructuras más planas y extendidas que los filamentos y en general poseen densidades menores. Estas estructuras se entrelazan para conectar y alimentar a los puntos de más alta densidad llamados nodos, que son las estructuras donde se localizan los cúmulos de galaxias. A los espacios que quedan sin o con pocas galaxias se les llama vacíos, que tienden a volverse más redondos a medida que evolucionan (Einasto et al. 2020; Rost et al. 2020). De acuerdo con el formalismo de Zel’Dovich (1970), la morfología final de la estructu-

ra depende de los *eigen*-valores del tensor de deformación. Los vacíos corresponden a regiones con todos los *eigen*-valores negativos, las paredes con un *eigen*-valor positivo, filamentos con dos positivos y los nodos con tres valores positivos (Chen et al. 2015; Cautun et al. 2014). En la aproximación de Zel'Dovich el colapso anisotrópico tiene una secuencia bien definida, con las regiones contrayéndose en una dirección para formar paredes, luego en otra para dar origen a los filamentos, en las tres direcciones para los nodos, mientras que los vacíos son regiones muy poco densas como para contraerse. Para tener una visión más clara de como se ven aproximadamente estas estructuras ver la Fig 1.4. No es fácil definir de forma precisa a cualquiera de estas estructuras debido a su complejidad, amplia gama de densidades y los límites difusos entre ellas. El estudio de la evolución y propiedades de la estructura a gran escala permite hacer comparaciones con los resultados obtenidos a partir de simulaciones para así poder restringir los parámetros necesarios para describir el modelo cosmológico que más se ajuste a las observaciones.

La existencia de vacíos ha sido confirmada por estudios en varias longitudes de onda (Hoyle & Vogeley 2002). Los vacíos también se han encontrado en simulaciones numéricas, identificados ya sea a través de la distribución de materia oscura o de halos. Se han utilizado simulaciones cosmológicas para estudiar el crecimiento y evolución de los vacíos (Regos & Geller 1991; Dubinski et al. 1993). Las galaxias pertenecientes a vacíos, evolucionan en reposo, experimentando pocos eventos de fusiones mayores. Debido a esto, los vacíos proporcionan también un buen laboratorio para el estudio de la evolución de las galaxias (Peebles 2001). Los vacíos se han estudiado en gran detalle (*e.g.* Ceccarelli et al. 2006), y se ha encontrado que las galaxias ubicadas en estas regiones son morfológicamente diferentes en comparación con sus contrapartes en nodos y filamentos. Aquellas galaxias dentro de vacíos tienden a ser ricas en gas, con una tasa de formación estelar más alta que las galaxias en ambientes más densos (Rojas et al. 2004; Kreckel et al. 2011), esto como consecuencia directa de la relación morfología-densidad Dressler (1980) donde las galaxias cambian su morfología en un proceso de evolución entre distintos ambientes.

Los filamentos se han definido de varias formas en la literatura. Según Pogosyan et al. (2009) se pueden pensar como estructuras alargadas con altas densidades en sus extremos y un punto silla cerca al centro. Otros autores definen los filamentos como estructu-

ras que conectan halos masivos y son trazados por halos menos masivos, que no tienen en cuenta la existencia de algún punto silla (Alpaslan et al. 2014; Park & Lee 2009), y también hay trabajos que se basan solo en la inspección visual (Akamatsu et al. 2017).

Se ha propuesto que los filamentos que se encuentran alrededor de los nodos están estrechamente relacionados con la evolución de las galaxias en el tema de "preprocesamiento", donde sus propiedades pudieron haber sido alteradas antes de que entren a los cúmulos de galaxias. Por ejemplo, se ha encontrado que las regiones sobredensas están dominadas por galaxias lenticulares o elípticas, mientras que las regiones más escasamente pobladas están dominadas por galaxias con morfologías espirales, poblaciones estelares más jóvenes y tasas de formación estelar sistemáticamente más altas (Scoville et al. 2013; Peng et al. 2010; Cybulski et al. 2014). Varios mecanismos físicos pueden explicar la falta de formación de estrellas en ambientes más densos. Las galaxias en entornos con dispersiones de velocidad menores pueden verse fuertemente perturbadas por fusiones. Los estudios de cúmulos y grupos de galaxias en $z < 1$ han proporcionado evidencia de que la transformación de galaxias no ocurre exclusivamente en núcleos de cúmulos densos, sino en densidades más bajas características de las afueras de los cúmulos y grupos (Zabludoff & Mulchaey 1998). La hipótesis del preprocesamiento también ha sido apoyada por estudios de la dependencia ambiental de la morfología de las galaxias, que apuntan a que en ambientes más densos la fracción de galaxias *early-type* es mayor, y lo contrario pasa en ambientes menos densos (Dressler 1980; Helsdon & Ponman 2003; Hogg et al. 2004). Esto fomenta el estudio de los filamentos, ya que son los lugares ideales para investigar los procesos físicos que controlan la transición de galaxias de ambientes menos a más densos (Lee et al. 2021).

Al observar los estudios de conexiones directas entre las BGGs (del inglés *Brightest Group Galaxies*) y filamentos Poudel et al. (2017) encontraron que las BGGs en entornos más densos como filamentos son generalmente más masivas que aquellas fuera de filamentos. Recientemente, el método de conectividad de filamentos se utiliza para definir la relación entre grupos de galaxias y filamentos (Darragh Ford et al. 2019; Kraljic et al. 2020). Se ha determinado que existe una correlación: los grupos con más conectividad son en promedio más masivos y contienen galaxias menos activas. Darragh Ford et al. (2019) encontraron que la masa de la BGG se correlaciona con la conectividad en grupos de baja masa, mientras que para grupos de alta masa existe una anticorrelación.

Los autores sugieren que los grupos con alta conectividad son más probables a tener un crecimiento a través de una fusión mayor reciente, lo que tiende a reducir la actividad de formación estelar de la BGG. En un estudio de las propiedades de las BGGs en filamentos Kuutma et al. (2020) encuentran que, dentro de una distancia de 4 Mpc al esqueleto del filamento, el efecto de los filamentos sobre las BGGs no es importante, siendo el ambiente local el principal factor que determina las propiedades de las BGGs. Los anteriores son algunos de los hallazgos que han surgido del estudio de las galaxias en general y de las más brillantes en grupos en diferentes ambientes de la estructura a gran escala, en especial de los filamentos.

1.5. Objetivos

Se realizó un trabajo de investigación con el objetivo general de tener una amplia muestra de CDGs en el Universo local, en sistemas de diferentes riquezas, con información disponible de algunas de sus propiedades más importantes. Esto permite encontrar y verificar relaciones entre las propiedades tanto de las CDGs como de sus sistemas anfitriones, con el ambiente en el que se encuentran, algo que ayudará a estudiar como sucede la evolución de las CDGs en diferentes densidades ambientales.

Dentro de los objetivos específicos se encuentran los siguientes:

- Validar la mayor cantidad posible de supuestas CDGs del catálogo de Santiago-Bautista et al. (2020), primeramente a partir de otros catálogos disponibles en la literatura, y después a partir de inspección individual. Con esta información se actualizó la asignación de las CDGs de los sistemas en el catálogo original.
- Compilar y realizar mediciones de las propiedades intrínsecas de las CDGs (magnitudes, masas estelares), de sus sistemas (riquezas, masas, radios) y de los parámetros asociados a la evolución conjunta del sistema-CDG (*offsets*, velocidades peculiares, *gaps* de magnitudes).
- Caracterizar las CDGs respecto a las diferentes riquezas, masas de sus sistemas anfitriones, desde cúmulos ricos a grupos esparcidos y compactos de galaxias.
- Estudiar las características intrínsecas y evolutivas de las CDGs en cada ambiente definido por sus sistemas y su relación con la estructura a gran escala.

CAPÍTULO 2

Metodología

Para el análisis de las propiedades de las CDGs en los diferentes ambientes de la estructura a gran escala se emplea el catálogo de sistemas de Santiago-Bautista et al. (2020) que, de ahora en adelante, nombraremos SB20. Consta de información fotométrica y astrométrica de galaxias con una precisión para esta última de 0.1 arcsec, junto con *redshifts* espectroscópicos con una incertidumbre en las velocidades radiales de aproximadamente 30 km s^{-1} (Bolton et al., 2012); tales datos provienen del *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), *Data Release 13* (DR13). La muestra comprende galaxias de 46 supercúmulos seleccionados del catálogo *Main SuperCluster Catalogue* (MSCC; Chow-Martínez et al., 2014) en un rango de *redshift* de 0.02 a 0.15. SB20 identificaron, mediante la aplicación de diferentes algoritmos, los sistemas (cúmulos y grupos de galaxias) y estructuras (filamentos) en estos supercúmulos. Además de detectar las galaxias que formaban los sistemas, también identificaron cuales de ellas ocupaban el lugar de la BCG en su respectivo sistema. El análisis de estas supuestas CDGs permitirá verificar las relaciones que se han encontrado en la literatura y extenderlas a sistemas de menor riqueza (dado que en la literatura normalmente se enfocan en el estudio de cúmulos ricos que son más fáciles de observar, mientras que el catálogo de sistemas de SB20 comprende sistemas desde 5 galaxias miembros).

El SDSS es un *survey* que utiliza información de imágenes y espectros en el óptico, que se obtienen por un telescopio de 2.5 metros en el Observatorio Apache Point de Nuevo México (EE. UU.). Este proyecto comenzó en el 2000 y ha cubierto una tercera parte del cielo visible, con observaciones fotométricas de cerca de 10^9 objetos. El telescopio

que utiliza el SDSS toma imágenes usando un sistema fotométrico de cinco filtros: u (*ultraviolet*), g (*green*), r (*red*), i (*infrared*) y z (también es parte del infrarrojo, no confundir con ‘ z ’ de *redshift*), en la Fig 2.1 se muestra la longitud de onda correspondiente a cada filtro (York et al., 2000). El SDSS también ha obtenido el espectro de más de un 10^6 de galaxias, para cada una de las cuales fue medido el *redshift* y otras informaciones espectrales (*e.g.* <http://voyages.sdss.org>). Esta plataforma proporciona una imagen donde se marcan las líneas espectrales y despliega información sobre el *redshift*.

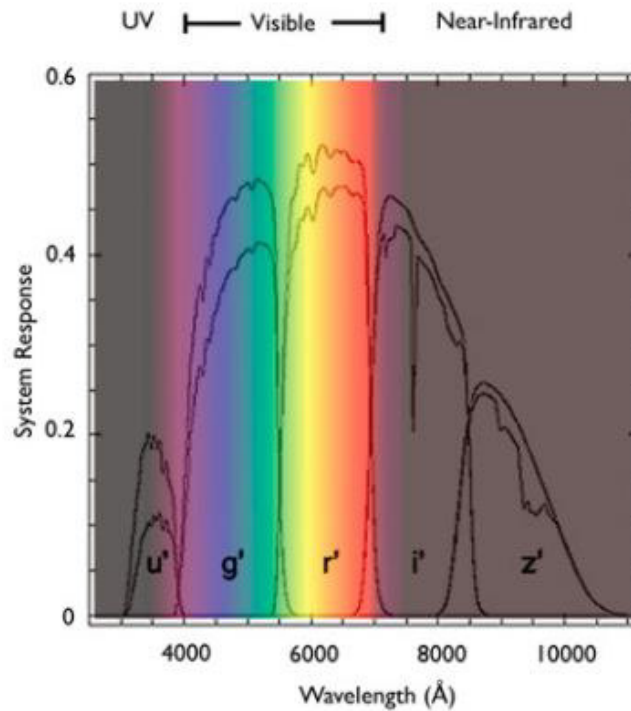


Fig. 2.1: Esquema que ilustra el espectro electromagnético correspondiente a los filtros u, g, r, i, z del SDSS. *Copyright:* <http://voyages.sdss.org/es/preflight/light/filters/>

Las BCGs en SB20 fueron escogidas por el algoritmo al ser las más brillantes en la banda r dentro de 1σ del centro del sistema, donde σ es el factor de compactación de dicho sistema. Este factor está relacionado con la dispersión con respecto a un ajuste elipsoidal (3 dimensiones) aplicado a la distribución de galaxias de cada sistema. Nuestros datos sobre las magnitudes también provienen del filtro r y del filtro z , para hacer una comparación entre la calidad de ambos.

2.1. Validación de CDGs

El catálogo de sistemas de SB20 originalmente consta de un total de 2705 sistemas (grupos y cúmulos), identificados con la aplicación del algoritmo GSyF (*Galaxy System-Finding algorithm*). El algoritmo comienza identificando los sistemas en el plano del cielo (2D): calcula para las galaxias en cada caja (que contiene un supercúmulo) la densidad superficial local alrededor de cada galaxia y aquellas cuya densidad superficial sea mayor a la densidad de línea de base (análoga a una densidad de *background*) se les aplica un método de *machine-learning* que va a agrupar las galaxias y definir los sistemas (más detalles en SB20). Luego, el algoritmo hace la identificación de los sistemas en 3D: para los grupos resultantes del paso anterior que tienen 3 miembros o más se fija un cilindro con cierto radio de apertura R_a y se seleccionan las galaxias con una diferencia de velocidad de hasta $S_a = \pm 3000 \text{ km s}^{-1}$ con respecto a la velocidad media del grupo. Este cilindro se centra en la posición de la galaxia del grupo más brillante en la banda r y velocidad media. Si el número de galaxias dentro del cilindro es 5 o más se calcula el radio virial (R_{vir} , ver Subsección 2.3.2 para más detalles) y luego el radio de apertura se fija en este valor de R_{vir} y se comienza un proceso iterativo hasta que R_{vir} y R_a convergen. La BCG queda definida como la galaxia más brillante en la banda r cerca al centro geométrico del sistema (que también es calculado para cada sistema, ver más adelante).

La muestra de galaxias de SB20 contiene solamente galaxias con *redshift* espectroscópico. Para cada sistema el mismo algoritmo de SB20 identificó la BCG, es decir, en principio nuestra muestra estaría constituida por 2705 BCGs. Sin embargo, después de una primera revisión se observó que algunos sistemas (o parte de ellos) del catálogo de SB20 estaban duplicados y por lo tanto también algunas BCGs. Este problema se debe a que las cajas a las cuáles se les aplicó el algoritmo se superponen en algunas partes, por lo tanto, un sistema (o parte de él) y su respectiva BCG se observan en dos supercúmulos distintos como sistemas independientes. Después de hacer una revisión de las galaxias que presentaban este problema, se eliminaron los sistemas y BCGs repetidos, manteniendo solo la versión más completa de cada sistema. Finalmente, la muestra se redujo a 2558 sistemas con sus respectivas BCGs.

Revisando visualmente algunas BCGs y la distribución de las demás galaxias de sus

sistemas, se observó que algunas de las BCGs no corresponden a la galaxia gravitacionalmente dominante de su sistema, es decir, la CDG era otra galaxia distinta a la que el algoritmo había identificado como BCG, ya que en general $BCG \neq CDG$. Como estamos interesados en las CDGs, primero se hizo un *match* con otros catálogos para validarlas. Hay artículos que proporcionan la posición de las BCGs para diferentes muestras de cúmulos de galaxias (*e.g.* Coziol et al., 2009; Lauer et al., 2014; Zhao et al., 2015a). Como estos catálogos son relativamente pequeños, los autores fueron capaces de analizar a fondo los sistemas y sus BCGs, de forma que trataron de asegurarse de que si eran las galaxias gravitacionalmente dominantes (a lo que nosotros llamamos CDGs). Se realizó un *match* con estos catálogos usando principalmente el programa TOPCAT (Taylor, 2005) y se obtuvieron aproximadamente 100 coincidencias con la muestra. En los casos en los que otros catálogos tenían que la CDG era otra galaxia se actualizó la muestra del presente trabajo.

Ya que la muestra de BCGs (candidatas a CDGs) que teníamos que analizar seguía siendo muy grande y teníamos el tiempo limitado solo se realizó la revisión de las BCGs de 940 sistemas correspondientes a aquellos con riqueza (número de miembros) mayor a 15, representando 37% de los 2558 sistemas. La forma en como se revisaron las BCGs para determinar si eran o no CDGs fue graficando la distribución de galaxias miembros de cada sistema y las BCGs, con ayuda de TOPCAT y revisando la imagen de las galaxias en Aladin Lite (<https://aladin.u-strasbg.fr/AladinLite/>). Al graficar la distribución de los miembros de los sistemas podíamos confirmar si la BCG estaba ubicada en una posición cercana al centro geométrico, dentro de la aglomeración más importante del sistema, para asegurarnos de que no sea una galaxia perteneciente a una subestructura. Luego, ubicamos la imagen de la BCG en Aladin Lite y de las demás galaxias miembros y revisamos que no haya un candidato a CDG mejor que la BCG que identificó el algoritmo de SB20. Por un candidato mejor nos referimos a una galaxia o más brillante, cerca al centro del sistema (aproximado por el centro geométrico que también fue determinado por SB20, ver siguiente sección), o con una posición más centrada dentro de la concentración principal de galaxias. Al revisar cada sistema, se asignaba una etiqueta numérica, que indicaba si la BCG que había identificado el algoritmo de SB20 era la CDG, si era otra o si el sistema tenía algún problema. Las etiquetas son:

- **Número 0:** No se tienen los datos de las galaxias miembros de estos sistemas, por

lo que no fue posible estudiarlos. Estos sistemas fueron excluidos de la muestra.

- **Número 1:** La BCG que identificó el algoritmo de SB20 también corresponde a la CDG del sistema.
- **Número 2:** La CDG no es la galaxia más brillante del sistema, sino la segunda o tercera más brillante.
- **Número 3:** La galaxia que identificó el algoritmo, aunque si es la más brillante, pertenece a una subestructura del sistema y no a la concentración principal.
- **Número 4:** La magnitud de la CDG ha sido subestimada por el SDSS por lo que no fue identificada por el algoritmo como la BCG. Es decir, el SDSS da una magnitud más débil (número más alto) de lo que realmente es la galaxia.
- **Número 5:** No se sabe porque el algoritmo no identificó la CDG. En la mayoría de los casos ocurre que, aunque la CDG es una galaxia miembro del sistema, es brillante y está cerca de la BCG el algoritmo no la identificó, en otras ocasiones las galaxias por alguna razón no aparecen como miembros de los sistemas, incluso estando en el SDSS.
- **Número 6:** La CDG no fue identificada porque el SDSS no tenía información de su *redshift*, es decir, que no se tomó espectro en su posición, quizás por el problema de “colisión de fibras”. En estos casos se cambio la BCG de SB20 por la CDG en nuestra muestra y como el SDSS no proporcionaba el *redshift* este fue obtenido de los *database* NED (<https://ned.ipac.caltech.edu/>) o SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)
- **Número 7:** Se usó para sistemas en los cuáles sus galaxias miembros tienen un brillo muy parecido y es difícil decidir la CDG. Esto no solo incluye galaxias muy brillantes, también hay sistemas conformados por galaxias donde ninguna sobresale.
- **Número 8:** Sistemas en los cuáles las galaxias están muy separadas entre sí, es decir, no parece haber una aglomeración.
- **Número 9:** Las galaxias miembros están aglomeradas en pequeños grupos que a su vez están dispersos, por lo que no hay una sola concentración importante de galaxias.

Etiqueta	No. de Sistemas
0	44
1	487
2	30
3	27
4	18
5	32
6	76
7	38
8	138
9	50
Total	940

Tabla 2.1: Número de sistemas en cada etiqueta de validación.

En los casos de los números 7, 8 y 9, la BCG que el algoritmo identificó se considero como la CDG, ya que, con la información disponible no había forma de saber cuál era la CDG.

Entonces, la muestra de 2558 se redujo a 940 sistemas (con 15 o más miembros) en los que se va enfocar nuestro trabajo. Sin embargo, algunos de esos 940, específicamente 44 fueron etiquetados con el número 0 porque para estos sistemas no se tenía información de sus miembros (supercúmulos MSCC-75, MSCC-76, MSCC-264, MSCC-441, MSCC-484, MSCC-579, MSCC-586) por lo que no fue posible validar su CDG y en consecuencia se tuvieron que eliminar estos casos de la muestra. Finalmente, la muestra se redujo a 896 sistemas, cuyas CDGs están distribuidas en cada etiqueta como se muestra en la Tab. 2.1.

Al terminar la validación, se hizo nuevamente un *match* de las 896 CDGs con los mismos catálogos con el fin de conocer si el número de coincidencias había aumentado y se revisaron otros catálogos ópticos automáticos de cúmulos de galaxias que proporcionan la posición de la BCG (MaxBCG, Koester et al. 2007; WHL, Wen et al. 2012; Red-MaPPer, Rykoff et al. 2016). Aunque estos catálogos automáticos sean mucho “mayores” que los anteriores, ellos fueron obtenidos al aplicar un algoritmo a los datos, es decir, los autores no revisaron cada BCG individualmente como en los catálogos ante-

Catálogo	No. de Sistemas	10''	%	1	2	3	4
Coziol+2009	1426	32	3.6	2	9	13	8
Lauer+2014	433	52	5.8	19	13	3	0
Zhao+2015	625	64	7.1	36	16	2	0
Koester+2007	13823	113	12.6	18	43	44	0
Wen+2012	132684	251	28	98	20	0	0
Rykoff+2016	26111	87	9.7	6	0	0	0
Total		599		179	101	62	8 = 350

Tabla 2.2: En la primera columna se listan los catálogos con los que se hizo *match* la muestra final, en la segunda está el número total de sistemas en su respectivo catálogo, en la tercera está el número de coincidencias que hubo entre cada catálogo y la muestra, con una tolerancia de 10'', en la cuarta está el porcentaje que representan las coincidencias de cada catalogo con respecto a todas las CDGs de la muestra (896). Las CDGs que se validaron solo con un catálogo están en la columna 5, con dos catálogos en la columna 6, con tres y cuatro catálogos en las columnas 7 y 8. Las coincidencias en común entre varios catálogos solo se consideraron para el primer catálogo que aparece en la tabla, por ejemplo, las coincidencias entre Coziol+2009 y Lauer+2014 sólo se contaron para Coziol y así sucesivamente

rios. Así, los problemas que encontramos en SB20 (como el 10.5% —etiquetas 4 y 6— de incorrecciones fotométricas o espectroscópicas del SDSS, y el 21% de posible mal identificación de los sistemas —etiquetas 8 y 9), que pueden ser típicos de catálogos automáticos, impiden que utilicemos esos catálogos como una validación definitiva de las CDGs. Sin embargo, después de revisar la muestra si se hizo un *match* con estos catálogos, ya que si bien no se podía fiar totalmente de ellos, refuerzan y confirman las identificaciones en cierta medida.

La Tab. 2.2 contiene la información de cada catalogo con el que se hizo *match* y el número de coincidencias que hubo. Es importante mencionar que los 599 *matches* que resultaron en total no significan que esas CDGs fueron confirmadas por estos catálogos, porque hay casos en los que una CDG fue validada por dos o más catálogos. Entonces, el número total de CDGs que fueron encontradas por otros estudios es menor: 350, de las cuales 179 fueron validadas por un solo catálogo, 101 por 2, 62 por tres y solo 8 por

4 catálogos.

2.2. Propiedades de las CDGs

Una vez que la muestra se validó y se tenía con seguridad la identidad de las CDGs, el siguiente paso fue recolectar todos los datos necesarios para la galaxia correcta, para luego hacer el análisis de estos. En medio a la información más importante que proporciona el catálogo de SB20, se encuentra: las coordenadas del centro geométrico del sistema (RA, Dec, z), coordenadas de la BCG (que fueron corregidas por las de la CDG en los casos que fue necesario, después de completar la etapa de validación), velocidad en la línea de visión (*redshift*), dispersión de velocidades, riqueza, masa y radio viriales del sistema. El centro geométrico de los sistemas se determina mediante un promedio simple de las ascensiones rectas y declinaciones de las galaxias miembros y una estimación robusta para el valor central de sus velocidades radiales que permite tener en cuenta la mayor incertidumbre asociada a esta coordenada. Por otro lado, también tenemos la información original de las galaxias miembros de los 39 supercúmulos de Chow-Martínez et al. (2014), que fue utilizada por el algoritmo de SB20 para definir los sistemas y estructuras. Algunas de las propiedades más importantes que recopilaron los autores son: las coordenadas rectangulares (X_0, Y_0, Z_0), producidas con la transformación de las coordenadas observadas, las coordenadas (X, Y, Z) a las cuales fue aplicada la corrección FoG (por su sigla en inglés *Fingers of God*, o “Dedos de Dios”), la distancia comóvil, la pertenencia a algún filamento y la distancia de la galaxia a su eje.

2.2.1. Magnitudes

Los astrónomos miden el brillo de una estrella o galaxia usando la escala de magnitudes. En esta escala, los objetos más brillantes tienen las magnitudes más pequeñas y los más débiles las magnitudes más altas. Es una escala “al revés” y logarítmica que los astrónomos heredaron de Hiparco, un antiguo astrónomo griego, y que no se ha modificado. Sin embargo, la magnitud solo indica qué tan brillante parece un objeto en el cielo (magnitud aparente o visual), pero no dice nada sobre qué tan luminoso es un objeto en realidad, ya que todos los objetos están a diferentes distancias. Esto último Hiparco lo ignoraba, pero ahora con el avance de la tecnología se pueden estimar esas distancias y determinar su magnitud absoluta o verdadera.

Magnitudes aparentes

La magnitud aparente, m , mide qué tan brillante o débil se ve un objeto observado desde la Tierra, generalmente está definida por

$$m - m_0 = -2.5 \log_{10}(F) + 2.5 \log_{10}(F_0), \quad (2.1)$$

donde m_0 es la magnitud correspondiente a una cierta cantidad de flujo conocida (F_0), y F corresponde a la cantidad de luz del objeto que llega a la Tierra sobre un área y un tiempo determinados. El sistema de magnitudes está construido en base a una escala logarítmica, esto le permite a los astrónomos comparar objetos con luminosidades diferentes sin tener que usar números excesivamente grandes. En el caso de $m_0 = 0$, el segundo término de la parte derecha de la Ec 2.1 se convierte en un punto cero ("zp" *zeropoint*) absoluto, que es el punto con el cuál los brillos de los objetos van a ser comparados y la Ec. 2.1 cambia a la forma

$$m = -2.5 \log_{10}(F) + zp. \quad (2.2)$$

Como estándar se utiliza la estrella Vega para definir el punto cero del sistema de magnitudes clásico. Sustituyendo el flujo de Vega en un filtro dado, se obtiene

$$m - m_{vega} = -2.5 \log_{10}(F) + 2.5 \log_{10}(F_{vega}). \quad (2.3)$$

Y por último, sólo se necesita establecer que $m_{vega} = 0$ para todos los filtros. Finalmente, se tiene

$$m = -2.5 \log_{10}(F) + 2.5 \log_{10}(F_{vega}), \quad (2.4)$$

donde el último término sería el punto cero del sistema de magnitud Vega. Siguiendo la definición de magnitud, los objetos del cielo que se ven más débiles que la estrella Vega, tienen magnitudes positivas, mientras que los objetos que son más brillantes tienen magnitudes aparentes negativas.

No obstante, las magnitudes Vega tienen un problema y es que el flujo que corresponde a $m_{vega} = 0$ difiere para cada longitud de onda. Para evitar este problema se establece otro sistema de magnitud, el AB, o espectroscópico, introducido por Oke & Gunn (1983). En el sistema de magnitud AB, el espectro de referencia es un espectro plano en F_ν , es decir $F_\nu = constante$. Esa constante es por definición tal que $m_V^{vega} = m_V^{AB} = 0$, donde

V hace referencia al filtro V , con una longitud de onda efectiva de $\lambda_{eff} = 5480\text{\AA}$. Y convirtiendo el punto cero de la magnitud Vega al AB, se obtiene

$$m = -2.5 \log_{10}(F_\nu) - 48.58 , \quad (2.5)$$

F_ν se mide en $\text{ergs s}^{-1} \text{ cm}^2 \text{ Hz}^{-1}$ y para F_λ en $\text{ergs s}^{-1} \text{ cm}^2 \text{ \AA}^{-1}$. Sin embargo, la magnitud aparente por sí misma no nos puede decir qué tan luminosa intrínsecamente es la fuente, ya que los objetos desde la Tierra se pueden ver débiles, no porque así lo sean, sino porque justamente están muy lejos de nosotros, o viceversa.

Magnitudes absolutas

Las magnitudes absolutas se usan para cuantificar qué tan brillante se vería un objeto si estuviera a una distancia de 10 parsecs. Estas magnitudes son muy útiles, ya que permiten comparar las luminosidades intrínsecas de distintas fuentes. El problema con la magnitud absoluta es que puede ser difícil de determinar porque se requiere conocer la distancia a la que se encuentra la fuente de nosotros. Con la ecuación del módulo de distancia (Eq. 2.6), podemos conocer la magnitud absoluta M , a partir de la distancia d y la magnitud aparente.

$$M = m - 5 \log_{10}(d/[pc]) + 5 . \quad (2.6)$$

Existen algunos términos que necesitan agregarse a la ecuación anterior que corresponden a efectos que se deben tomar en cuenta para estimar de manera correcta la magnitud absoluta. El primer término se debe a una corrección por extinción. El concepto de extinción en la astronomía se utiliza para describir la absorción o dispersión de la luz, de objetos astronómicos, causado por materia (gas o polvo) que se encuentran entre el observador y la fuente. Esta materia evita que la radiación electromagnética de la fuente llegue al observador en su totalidad y por lo tanto el objeto se ve menos luminoso de lo que realmente es. Los efectos de extinción pueden provenir de la atmósfera terrestre (en caso de que las observaciones se hagan desde la superficie de la Tierra) o del medio interestelar. En el caso de las observaciones desde tierra, la extinción atmosférica depende del espesor de la capa de atmósfera que la radiación debe atravesar (*air mass*, que es una medida de la cantidad de aire en la línea de visión

al observar un objeto celeste debajo de la atmósfera terrestre), la cual depende de la distancia cenital en que el objeto se encuentra. También la capa de atmósfera que la luz tiene que atravesar será menor para sitios más elevados sobre el nivel del mar (altitud), y cada observatorio ya tiene bien caracterizada esta extinción y las observaciones que se realizan ya vienen corregidas. Por otra parte, estimar la extinción debida al medio interestelar es más complicado, depende de la posición de la fuente en la Esfera Celeste (en algunas partes hay más material entre nosotros y la fuente), pero hay mapas de extinción del cielo o curvas de extinción para la Vía Láctea que permiten calcularla.

Otra corrección que debe hacerse es la corrección K, esta es debida a que el Universo se encuentra en expansión. Esta corrección permite transformar la longitud de onda observada λ_0 , cuando se mide a través de un filtro, a un *redshift* z , a la longitud de onda emitida λ_e en el sistema en reposo a $z=0$. Cada galaxia tiene su distribución espectral de energía, o SED por su sigla en inglés *Spectral Energy Distribution*, que es la curva que representa la energía emitida por un objeto como función de la longitud de onda; esta SED se desplaza hacia longitudes de onda mayores a medida que el *redshift* del objeto es más grande. Pero no se suele observar el espectro entero, solo a través de filtros que dejan pasar cierto rango de longitudes de onda, entonces, si se desea comparar objetos en diferentes *redshifts*, como su SED está desplazada, la radiación que detectamos en el filtro corresponde a diferentes longitudes de onda y no se pueden comparar (ver Fig. 2.2). Para poder comparar galaxias en diferente *redshift* debemos ponerlas en el mismo sistema de referencia ($z=0$). La corrección K depende del filtro usado, el *redshift* y de la forma del espectro del objeto. La corrección K puede ser calculada ajustando la SED del objeto a un espectro teórico o empírico (Hogg et al., 2002).

Así es como se tienen que agregar dos nuevos términos a la Ec. 2.6, que consideren la extinción A y la corrección K, obteniendo:

$$M = m - 5 \log_{10}(d/[pc]) + 5 - A - K . \quad (2.7)$$

El término de extinción en la Ec. 2.7 tiene que ser positivo y no tenerlo en cuenta conduciría a una subestimación del brillo del objeto, pero el factor de la corrección K puede ser positivo o negativo, de hecho a longitudes de onda muy grandes se vuelve negativo.

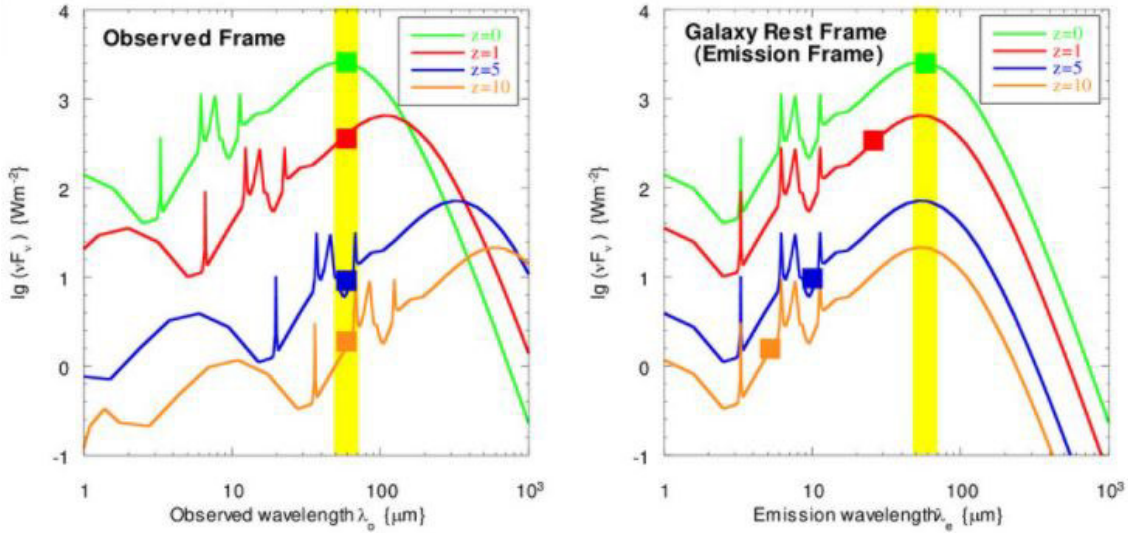


Fig. 2.2: Panel izquierdo: Muestra la representación del espectro de una galaxia en diferentes *redshifts* y como se ven desplazados. Panel derecho: muestra los espectros ya corregidos, es decir, en el mismo sistema de referencia. Los colores de los espectros indican su *redshift* en ambos paneles: verde ($z=0$), rojo ($z=1$), azul ($z=5$) y naranja ($z=10$), la banda amarilla representa un filtro. *Copyright:* Chris Pearson, Observational Cosmology 5, Observational Tools - ISAS -2004

Magnitudes del SDSS

La escala de magnitud del SDSS está en el sistema AB. Las magnitudes m están relacionadas con el flujo F por $m \sim \sinh^{-1}(F)$ en lugar de logarítmicamente (Lupton et al., 1999). Esta definición es similar a la logarítmica para relaciones señal-ruido mayores de aproximadamente 5, se comporta bien en densidades de flujo bajas y es especialmente útil cuando se consideran los colores de objetos tenues (York et al., 2000).

Para la fotometría de galaxias, medir el flujo es más difícil que para las estrellas, porque no son objetos puntuales y, para una apertura fija, diferentes partes de las galaxias se observan en diferentes *redshifts*. Entonces, para evitar sesgos, se tiene que medir una fracción constante de la luz del objeto, que sea independiente de su posición y su distancia. Para esto, el SDSS ha adoptado una forma modificada del sistema Petrosian (1976), que mide los flujos de las galaxias dentro de una apertura circular cuyo radio está definido por su perfil de brillo (ver Subsección 2.2.2). Es así como se tienen las *Model Magnitudes* que comparten la mayoría de las ventajas de las magnitudes Petro-

sian y tienen una señal-ruido alta. Existen varias *Model Magnitudes*, primero están las `devMag` y `expMag`, que se asocian a ajustes de perfil de brillo de tipo de Vaucouleurs y exponencial, respectivamente. Estas magnitudes se calculan a partir de modelos independientes para cada banda del SDSS. También está `modelMag`, que utiliza el mejor ajuste (de Vaucouleurs o exponencial) en la banda r como una misma apertura para calcular los flujos de todas las demás bandas. Y, por último, se tiene `cModelMag` que toma los mejores ajustes de de Vaucouleurs y exponencial en cada banda y calcula la combinación lineal de los dos que mejor se ajusta a la imagen. Las magnitudes que se han utilizado en este trabajo son las `modelMag` (son las que utiliza SB20) en las bandas r y z .

Las magnitudes se corrigen por extinción galáctica usando la extinción de las bandas del SDSS que se calculan a partir del mapa de enrojecimiento de Schlegel et al. (1998). DR13 y posteriores usan extinciones mejoradas calculadas a partir de espectros estelares del SDSS; los coeficientes de conversión que se utilizan para calcular la extinción están reportados en la Tabla 6 de Schlafly & Finkbeiner (2011). Las magnitudes que se emplearon fueron corregidas por extinción de esa forma.

La última corrección que falta aplicar a los datos es la corrección K. Hay una forma de obtener la corrección K del SDSS a través del *NASA-Sloan Atlas (NSA) catalog* (<http://nsatlas.org/data>), o también hay calculadoras que permiten obtener el valor de la corrección (*e.g.* <http://kcor.sai.msu.ru/>), a través de un color de la galaxia y su *redshift*. En principio, ya que nuestra muestra está a bajo *redshift* ($z = 0.02 - 0.15$), se esperaba que la corrección no fuera significativa, entonces, se eligió una sub-muestra de 100 CDGs para aplicar esta corrección (con *NSA catalog*) para asegurar que no aplicarla no perjudicaría el análisis. El resultado fue que la corrección tenía valores en promedio para el filtro r de 0.03 mag y para el filtro z es de 0.01. Entonces, se decidió no aplicar esta corrección para determinar las magnitudes absolutas.

2.2.2. Perfiles de brillo

El tipo morfológico de una galaxia es un parámetro difícil de obtenerse, particularmente cuando se trata de galaxias cada vez más distantes, en especial por los diferentes brillos superficiales de los distintos patrones y por la dependencia de esos en el color considerado. Así, algo que nos ayuda a decidir su morfología es su perfil de brillo superficial. Un perfil de brillo superficial describe cómo se comporta el brillo en función del radio

del objeto. El perfil de Sérsic (1963) es la forma más general de describir el perfil de brillo de una galaxia. Este perfil tiene la forma:

$$I(R) = I_e \exp(-b_n[(R/R_e)^{1/n} - 1]),$$

donde R_e es el radio efectivo, que es el radio hasta el cual se emite la mitad de la luminosidad, I_e es el brillo superficial en el radio efectivo y $b_n = 2n - (1/3)$. El parámetro n es llamado “índice Sérsic”, que controla el grado de curvatura del perfil. Para el caso $n = 4$ se obtiene el llamado perfil de de Vaucouleurs (1948), que ajusta el perfil de brillo de las galaxias elípticas y de los bulbos de las espirales. Para $n = 1$ se obtiene un perfil del tipo exponencial que es el adecuado para describir el disco de las galaxias espirales o lenticulares. Las galaxias cD requieren que se les ajuste un doble perfil de Sérsic, uno para la parte interior y otro para la envolvente (*e.g.*, Donzelli et al., 2011; Durret et al., 2019), y al ser dos ajustes proporcionan una mejor calidad. Entonces, el brillo de una galaxia puede ajustarse a un perfil de Sérsic simple o uno doble de acuerdo con su morfología.

Para 847 CDGs de la muestra fue posible obtener el índice de Sérsic con el *NSA catalog*. Estos índices van del 0 al 6, donde los números más altos se asocian con una morfología *early-type*. Para una muestra de BCGs en el rango de *redshift* $0.3 < z < 0.9$, Bai et al. (2014) encontraron que una sola ley de Sérsic con un índice $n \sim 6$ era suficiente para describir su perfil de brillo.

2.2.3. Diagrama color-magnitud

Un diagrama color-magnitud es un gráfico que muestra la relación entre la magnitud absoluta de un objeto astronómico (en este caso galaxias) y su color. Un color fotométrico es la diferencia entre las magnitudes de dos bandas o filtros diferentes. Un ejemplo de dicho diagrama es el que fue desarrollado para galaxias por Bell et al. (2003) para explicar la distribución bimodal de las galaxias viejas y jóvenes que se observaban en los análisis de los datos del SDSS.

En este diagrama se pueden diferenciar tres regiones. La primera es la “nube azul” (en inglés “*blue cloud*”), que incluye galaxias de tipo espiral e irregular, con elevada actividad de formación estelar. A medida que sus estrellas van envejeciendo y estas galaxias van agotando su gas y la formación estelar comienza a disminuir, sus estrellas

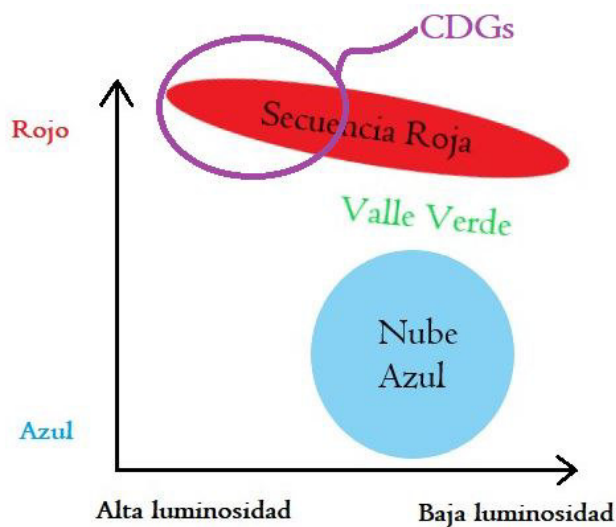


Fig. 2.3: Esquema de un diagrama color-magnitud para galaxias.

se vuelven más viejas, suben en el diagrama y llegan a la siguiente región llamada el “valle verde” (en inglés “*green valley*”). El valle verde es la zona menos poblada y la región de transición entre la nube azul y la siguiente región. Investigaciones recientes (Schawinski et al., 2014) muestran que el valle verde está formado por dos poblaciones distintas, una de galaxias *late-type*, en las que la formación estelar ha ido disminuyendo al agotarse el gas, después de que el suministro de gas haya sido interrumpido, y otra de galaxias *early-type* donde tanto el suministro de gas como las reservas que había de éste se destruyeron rápidamente, probablemente debido a una fusión entre galaxias y/o un AGN. Con el tiempo, las galaxias que se encuentran en el valle verde siguen agotando su gas y dejan de formar estrellas, y en algún punto su población estelar ya no puede ser más vieja, y así se depositan en la última región llamada “secuencia roja” (en inglés “*red sequence*”), una secuencia casi horizontal, bien definida, que está poblada de galaxias *early-type*, también llamadas inactivas (*quiescent*). La dispersión de estas galaxias alrededor de esta secuencia es muy pequeña, lo que sugiere que estas galaxias tienen casi el mismo color y solo varía su luminosidad. La manera en que aumentan su luminosidad es a través de fusiones con otras galaxias, donde aumentan su masa y por lo tanto su luminosidad, quedando en el extremo de alta luminosidad de la secuencia roja, es aquí donde se encuentran la mayoría de las CDGs (ver Fig. 2.3). En este sentido, las CDGs son las galaxias más evolucionadas entre todas. Comparando las secuencias rojas de diferentes cúmulos y en diferente *redshift* se encuentra que la secuencia es más roja

para *redshifts* más grandes. El hecho de que la secuencia roja no sea plana es debido a que las galaxias más luminosas de esa secuencia son todavía más rojas que las más débiles (López-Cruz et al. 2004; Valentinuzzi et al. 2011; Schneider 2006).

2.2.4. Masas estelares

Las masas estelares de las CDGs se obtuvieron de dos bases de datos. El catálogo de valor agregado producido por el *Max Planck Institute for Astrophysics* en colaboración con la *Johns Hopkins University* (MPA-JHU) proporciona propiedades de todas las galaxias con espectros de SDSS -Data Release 8 (DR8). La base de datos proporciona valores de masas estelares cuyo cálculo se basa en el ajuste de la SED a los datos fotométricos del SDSS, siguiendo principalmente la filosofía de Kauffmann et al. (2003)(que de ahora en adelante llamaremos KAU03).

De la misma forma, Chang et al. (2015) (de ahora en adelante CHA15) calcularon masas también a partir de ajuste de SED, utilizando el software MAGPHYS. A diferencia de la base de datos anterior, CHA15 combina fotometría del SDSS con fotometría 3.4 y 4.5 μm de WISE (*All-sky wise Source Catalog*), como trazadores de masa estelar y la corrección de extinción galáctica actualizada de Schlafly & Finkbeiner (2011). Además, el ajuste simultáneo de la fotometría de infrarrojos medianos proporciona una restricción fundamentalmente diferente sobre las propiedades del polvo de las galaxias comparado al ajuste de la pura fotometría óptica. Además, las leyes de atenuación también son diferentes.

En un trabajo reciente de García-Ramírez (2021), se analizan ambos catálogos de masas estelares (además de algunos otros) para una muestra de galaxias obtenida también de SB20. Ella encontró que las masas de CHA15 son menores en promedio comparadas con las de KAU03 y que ambas bases de datos son de buena calidad, como se puede observar en la Fig.2.4, donde la línea verde que corresponde al mejor ajuste por regresión lineal casi coincide con la línea roja que representa $y = x$.

Sin embargo, se encontró que las masas de KAU03 presentan un sesgo en un valor específico de masa, donde el valor de masa para muchas de las galaxias resulta en exactamente 10.2947. Esto provoca que en las gráficas se vea una línea muy marcada en este valor. Al revisar las CDGs para las cuales se tenía este problema, y comparándolas

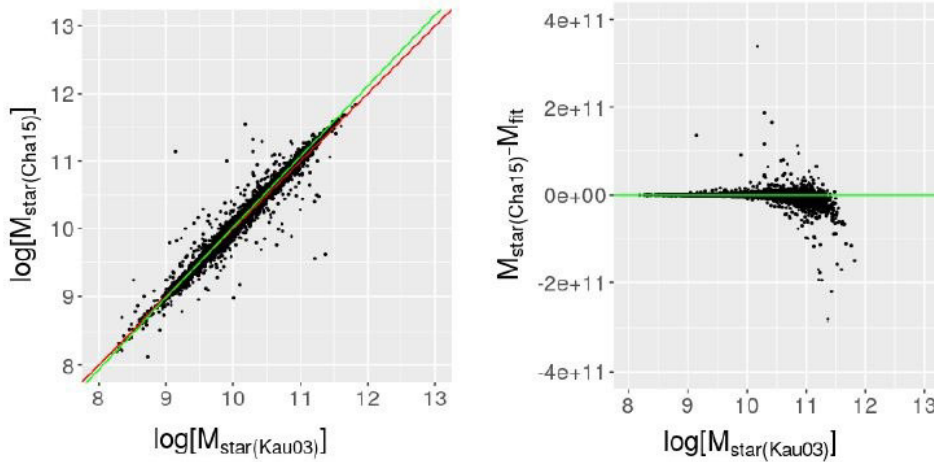


Fig. 2.4: Comparación de las masas estelares de Kauffmann et al. (2003) y Chang et al. (2015). Panel izquierdo: gráficas uno a uno del $\log(\text{masa estelar})$, la recta roja representa $y = x$ y la recta verde es el mejor ajuste por regresión lineal. Panel derecho: residuos entre las masas en el eje y y su ajuste, la línea verde representa una diferencia igual a cero. Figura extraída de García-Ramírez (2021).

con los datos de CHA15, se encontró que usualmente en CHA15 no había información de masas para estas galaxias. Esto sugiere que el problema no se debe al método usado para calcular las masas, sino a los datos del SDSS. Finalmente, se decidió utilizar solo las masas CHA15 para el análisis de las CDGs, debido a las mejoras que posee.

2.3. Propiedades de los sistemas

2.3.1. Centro y escala

El primer paso para caracterizar un sistema es encontrar su centro. Sin embargo, esta normalmente no es una tarea sencilla, especialmente porque las informaciones observacionales que se tienen son muy limitadas:

- La componente bariónica (galaxias y gas intracumular) es accesible a la observación, pero la componente supuestamente más masiva, la materia oscura, solo puede ser detectada indirectamente y en condiciones muy especiales.
- Los cúmulos y grupos de galaxias son sistemas dinámicos formados por decenas, cientos o hasta miles de galaxias y una masa incluso mayor de gas caliente ($10^7 - 10^8 K$)

intergaláctico. Observaciones de rayos X sugieren que la mayoría de la masa bariónica en cúmulos está en forma de gas, con una fracción de gas-masa estelar estimada de hasta $\approx 10 : 1$ (Mushotzky, 2004). El gas puede ser detectado a través de su emisión *Bremsstrahlung* en rayos X o por el efecto Sunyaev-Zeldovich, pero su baja densidad normalmente limita su detección a las regiones más centrales donde el gas está más concentrado y a los sistemas más masivos.

- Las galaxias son detectadas principalmente por su emisión estelar (entre el UV y el NIR), por su polvo (en MIR y FIR), por su formación estelar (UV y radio) y por su actividad nuclear (en casi todo el espectro) pero el problema está en confirmar si pertenece al sistema, lo que depende principalmente de su observación espectroscópica.

Así, las opciones que se tienen para ubicar el centro del sistema son:

- En el plano del cielo se puede utilizar el pico de emisión del gas intracumular, el centroide geométrico de la distribución de galaxias confirmadas espectroscópicamente como miembros o la posición de la galaxia gravitacionalmente dominante (suponiendo que ya se encuentra en reposo en el centro del pozo potencial gravitacional).
- En el espacio de *redshifts*, es decir, a lo largo de la línea de visión, se puede utilizar el promedio o una estimación más robusta de las velocidades “radiales” de las galaxias miembros, v_{sis} .

En nuestro caso en particular tenemos información de la CDG, el centro geométrico y v_{sis} . Sin embargo, en algunos sistemas el centro geométrico estaba mal determinado, sobre todo en los casos en los cuáles se encontró que los sistemas estaban formados por varios grupos con un centro geométrico al medio de ellos (etiqueta 9 en la Sección 2.1) –lo que será discutido adelante– y, como la información de emisión de rayos X de nuestros sistemas es muy limitada, nos queda como opción más adecuada utilizar el centro geométrico del sistema.

Otro parámetro básico importante es la escala, estimada a partir de la dispersión de velocidades de las galaxias miembros. Esta será utilizada en la sección siguiente para estimar la masa de los sistemas.

2.3.2. Masa y radio

Las propiedades como la masa y radio viriales de los sistemas utilizadas en este trabajo se obtuvieron de SB20. Para calcular estas propiedades utilizan el teorema virial el cuál señala que, para un sistema dinámico aislado en un estado estacionario de equilibrio, la energía cinética es la mitad del valor absoluto de la energía potencial del sistema,

$$E_K = \frac{1}{2}|E_P|. \quad (2.8)$$

Cabe mencionar que $E_p = 0$ cuando las partículas están infinitamente alejadas. La distribución de las velocidades de las galaxias del sistema se relaciona con el perfil de masa del mismo, esto permite derivar la masa a partir de las velocidades de las galaxias del sistema. Para esto, se considera la escala de tiempo dinámico de los sistemas, definido como el tiempo que una galaxia típica necesita para atravesar el sistema una vez,

$$t_{cross} \sim \frac{R_A}{\sigma_v} \sim 1.5 h^{-1} \times 10^9 \text{ años},^1 \quad (2.9)$$

donde R_A es el radio de Abell que corresponde a un radio físico de $R_A \approx 1.5 h^{-1} \text{ Mpc}$ y donde se asumió una dispersión de velocidad (uni-dimensional) de 1000 km s^{-1} . Los cúmulos y grupos de galaxias son sistemas gravitacionalmente ligados, sino fuera así se disolverían en una escala de tiempo t_{cross} . Ya que $t_{cross} \ll t_0$, donde t_0 es la edad actual del Universo, uno puede asumir equilibrio virial. Entonces,

$$2E_K + E_P = 0, \quad (2.10)$$

donde

$$E_K = \frac{1}{2} \sum_i m_i v_i^2, \quad E_P = -\frac{1}{2} \sum_{i \neq j} \frac{G m_i m_j}{r_{ij}}, \quad (2.11)$$

son la energía cinética y potencial del sistema respectivamente, m_i es la masa de la i -ésima galaxia, v_i es el valor absoluto de su velocidad, y r_{ij} es la distancia entre la i -ésima y j -ésima galaxias. La presencia del factor $1/2$ en la definición de la energía potencial es para evitar que se sumen dos veces las contribuciones de cada par de galaxias.

La masa total del sistema es

¹En este trabajo se utiliza $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ de modo que $h = 0.7$ considerando la definición $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Ver más detalles en la Subsección 2.4.1

$$M := \sum_i m_i, \quad (2.12)$$

la dispersión de velocidades pesada por la masa,

$$\langle v^2 \rangle := \frac{1}{M} \sum_i m_i v_i^2, \quad (2.13)$$

y el radio gravitacional,

$$r_G := 2M^2 \left(\sum_{i \neq j} \frac{m_i m_j}{r_{ij}} \right)^{-1}, \quad (2.14)$$

con lo que obtenemos

$$E_K = \frac{M}{2} \langle v^2 \rangle, \quad E_P = -\frac{GM^2}{r_G}. \quad (2.15)$$

Aplicando el teorema virial (Ec.2.8), se obtiene la siguiente expresión para la masa del sistema

$$M = \frac{r_G \langle v^2 \rangle}{G}. \quad (2.16)$$

Sin embargo, la derivación de la expresión anterior utiliza separaciones tri-dimensionales r_i de las galaxias al centro del sistema, entonces, como lo establecen Limber & Mathews (1960), para poder aplicar estas ecuaciones a las observaciones, ellas necesitan ser transformadas a separaciones proyectadas. En este caso se hacen las correcciones

$$\langle v^2 \rangle = 3\sigma_v^2, \quad (2.17)$$

$$r_G = \frac{\pi}{2} R_P, \quad (2.18)$$

con

$$R_P = 2M^2 \left(\sum_{i \neq j} \frac{m_i m_j}{R_{ij}} \right)^{-1}, \quad (2.19)$$

llamado radio armónico proyectado, donde R_{ij} denota la separación proyectada entre las galaxias i y j (ver Apéndice A para más detalles del cálculo de las ecuaciones 2.17 y 2.18). Lo que resulta en la siguiente expresión para la masa total del sistema:

$$M_a = \frac{3\pi R_P \sigma_v^2}{2G}. \quad (2.20)$$

SB20 usan una versión simplificada del algoritmo de Biviano et al. (2006) para la estimación de radio y masa viriales. Primero, el algoritmo toma el centro proyectado del sistema que se fija en la posición de la galaxia más brillante del cúmulo (BCG) en la banda r y la velocidad media del sistema. Posteriormente, se seleccionan las galaxias que se espera que pertenezcan al sistema al estar proyectadas dentro de un cilindro de radio R_a , llamado radio de apertura o simplemente apertura; SB20 escogen una apertura $R_a = 1 h^{-1}\text{Mpc}$. A continuación, se seleccionan en la dirección de línea de visión aquellas galaxias con una diferencia de velocidad de hasta $S_a = \pm 3000 \text{ km s}^{-1}$ con respecto a la velocidad media del cúmulo. Una estimación robusta de la velocidad media, v_{LOS} , y la dispersión de velocidad, σ_v , para todas las galaxias dentro del cilindro se obtiene usando el método doble-peso de Tukey (Beers et al., 1990).

Con la información anterior y mediante Ec. 2.20 se calcula la masa en la apertura, para después calcular el radio virial, $R_{vir}^3 = (3/4\pi)(M_{vir}/\rho_{vir})$, asumiendo un modelo esférico para colapso no lineal, es decir, tomando la densidad de virialización como $\rho_{vir} = 18\pi^2[3H^2(z)]/[8\pi G]$ (ver Apéndice B para más detalles de como se obtiene esta expresión), y tomando M_a como una estimación de la masa virial (M_{vir}). Es así como se obtiene

$$R_{vir}^3 = \frac{\sigma_v^2 R_P}{6\pi H^2(z)}. \quad (2.21)$$

Una vez que se tiene el radio virial, R_{vir} , la apertura R_a se actualiza para que ahora tenga este valor, la velocidad media a v_{LOS} , S_a a σ_v , definiendo un nuevo cilindro. Esto se repite iterativamente hasta que R_{vir} converge y, finalmente, se calcula M_{vir} al terminar el proceso de iteración.

Como ya se mencionó SB20 sólo utiliza galaxias con *redshift* espectroscópico, entonces, en principio no se tiene la información de todas las galaxias de los sistemas y por lo tanto, se tiene que tener claro que la muestra está incompleta. Sin embargo, esta incompletitud no afecta de manera importante el cálculo de los parámetros dinámicos (masa y radio virial), entonces, la suposición con la que se trabaja es que el muestreo que se tiene es suficiente para obtener una buena estimación de estos parámetros.

2.4. Propiedades evolutivas sistema-CDG

2.4.1. Medición de distancias

En la cosmología es muy importante la medición de distancias: ya que el Universo se expande en todo momento, la distancia entre los objetos está cambiando siempre. Cuando se ve una galaxia a longitudes de onda visibles, la mayor parte de la luz que detectamos proviene de las estrellas que la conforman. Entonces, cuando obtenemos el espectro de la galaxia, usualmente observamos líneas de absorción y emisión creadas por las atmósferas de las estrellas o por regiones HII de esas galaxias. Si se considera una de esas líneas en particular cuya longitud de onda emitida es λ_e , y la longitud de onda observada para la misma línea en el espectro de una galaxia distante, λ_o , no serán, en general, la misma. Decimos entonces que la galaxia tiene un corrimiento z , dado por

$$z \equiv \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e}. \quad (2.22)$$

Cuando $z < 0$ se dice que la galaxia está corrida al azul (*blueshift*), si $z > 0$ se dice que está corrida al rojo (*redshift*). Sin embargo, las observaciones indican que la gran mayoría de las galaxias tienen un corrimiento al rojo.

Este fenómeno no se conoció hasta ya el siglo XX. En 1925, Slipher había medido los corrimientos de aproximadamente 40 galaxias descubriendo que casi todas tenían un corrimiento al rojo, las excepciones fueron galaxias cercanas a la Vía Láctea dentro del Grupo Local. Lemaître (1927) fue el primero en estudiar la relación entre el corrimiento al rojo de las galaxias y su distancia hacia nosotros, encontrando una relación lineal entre ambos. Lemaître publicó sus resultados en una revista de bajo impacto, pasando desapercibido para la mayor parte del mundo científico. Hubble (1929) de forma “independiente” encontró también esta relación. El significado de esta relación es que cuanto más alejada de nosotros esté una galaxia, más rápido se aleja de nosotros. A esta relación se le conoce actualmente como la Ley Hubble-Lemaître y tiene la forma:

$$v = H_0 D_C, \quad (2.23)$$

donde H_0 es conocida como la constante de Hubble-Lemaître, que es la constante de proporcionalidad entre la velocidad de recesión v (velocidad de las galaxias debida a la expansión del Universo) y la distancia D_C a nosotros (ver más adelante la distancia

comóvil). El subíndice “0” se refiere al presente, ya que en general H cambia con el tiempo [$H(z)$]. Las dimensiones de H_0 son las inversas al tiempo, pero ya que se calcula al dividir la velocidad por la distancia se suele escribir como $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, donde h es un número adimensional y que toma distintos valores ($0.67 < h < 0.74$) dependiendo del método con que se mida la constante; en este trabajo tomamos $h = 0.7$ de modo que

$$H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}. \quad (2.24)$$

El inverso de la constante de Hubble-Lemaître es llamado el Tiempo de Hubble t_H

$$t_H = \frac{1}{H_0} = 4.408 \times 10^{17} \text{ s} = 13.98 \text{ Ga}, \quad (2.25)$$

y la distancia de Hubble está dada por

$$D_H = \frac{c}{H_0}, \quad (2.26)$$

donde c es la velocidad de la luz ($c = 299792.458 \text{ km s}^{-1}$).

En escalas astrofísicas la teoría que explica mejor los fenómenos del Universo hasta ahora es la Teoría de Relatividad, formulada por Albert Einstein entre 1905 y 1916. Esta teoría se basa en dos postulados conocidos como Principios Cosmológicos. El primero considera que no estamos en un lugar especial en el Universo. El segundo postula que la distribución de la materia alrededor de nosotros es isotrópica, al menos a grandes escalas. Teniendo esto se pueden construir modelos isotrópicos y homogéneos que obedezcan las leyes de la relatividad general. Estos modelos se caracterizan principalmente por cuatro parámetros:

- La tasa de expansión actual del Universo.
- La densidad de materia actual del Universo ρ_{M0} , usualmente parametrizada por el parámetro de densidad adimensional:

$$\Omega_M \equiv \frac{8\pi G \rho_{M0}}{3H_0^2}. \quad (2.27)$$

- La densidad de radiación actual, ρ_{R0} , o su parámetro de densidad:

$$\Omega_R \equiv \frac{8\pi G \rho_{R0}}{3H_0^2} \quad (2.28)$$

- La densidad de energía oscura, descrita por la constante cosmológica Λ o por su correspondiente parámetro de densidad

$$\Omega_\Lambda \equiv \frac{\Lambda c^2}{3H_0^2}. \quad (2.29)$$

La constante cosmológica fue introducida originalmente por Einstein para obtener un Universo estático. Después del descubrimiento de la expansión del Universo no fue necesaria esta constante. Sin embargo, ahora se relaciona dicha constante a la expansión acelerada del Universo, que se descubrió a finales del siglo XX.

Existe otro parámetro de densidad Ω_k , que mide la curvatura del espacio y se define por su relación con los otros parámetros cosmológicos

$$\Omega_M + \Omega_R + \Omega_\Lambda + \Omega_k = 1. \quad (2.30)$$

Los parámetros cosmológicos tienen actualmente los valores de $\Omega_M \approx 0.3$ y $\Omega_\Lambda \approx 0.7$, mientras que Ω_R y Ω_k son considerados, por las mediciones más recientes, como muy cercanos a cero, por lo tanto estos valores son los que se usan en el desarrollo de este trabajo.

El *redshift* se define de acuerdo a la Ec. 2.22, pero para distancias pequeñas se puede expresar también como

$$z \approx \frac{v}{c}, \quad (2.31)$$

pero en general el *redshift* cosmológico está relacionado con el factor de escala $a(t)$, representando el tamaño del Universo en cierto tiempo. Para un objeto a *redshift* z

$$1 + z = \frac{a(t_0)}{a(t_e)}, \quad (2.32)$$

donde $a(t_0)$ corresponde al tamaño del Universo en el momento en que se observa la luz del objeto, y $a(t_e)$ al tamaño en el momento en que el objeto emitió la luz.

Conociendo esto, se pueden definir distintas distancias utilizadas en la cosmología.

Distancia Comóvil (línea de visión)

La distancia comóvil total en la línea de visión, D_C , entre nosotros y un objeto, se calcula integrando las contribuciones infinitesimales de las pequeñas distancias comóviles δD_C

entre nosotros y el objeto a lo largo de la línea de visión, es decir desde $z=0$ hasta el z del objeto. De acuerdo a Peebles (1993) se define la función

$$E(z) \equiv \sqrt{\Omega_R(1+z)^4 + \Omega_M(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_\Lambda}, \quad (2.33)$$

la cual es proporcional a la derivada temporal del logaritmo del factor de escala [i.e. $E(z) \propto (\dot{a}(t)/a(t)) da$]. Donde $dz = da$, y $dz/E(z)$ es proporcional al tiempo de vuelo de un fotón viajando a través del intervalo de *redshift* dz , dividido por el factor de escala en ese tiempo, que es la definición de la distancia comóvil. Entonces la distancia comóvil en la línea de visión se obtiene integrando estas contribuciones,

$$D_C = D_H \int_0^z \frac{dz'}{E(z')}. \quad (2.34)$$

La distancia comóvil es la distancia que mediríamos hoy si los objetos siguieran solo la expansión del Universo.

Distancia comóvil (transversal)

La distancia comóvil entre dos eventos que se encuentran en el mismo *redshift* o distancia, pero separados en el cielo por algún ángulo $\delta\theta$, es $D_{cm} = D_M\delta\theta$ (ver Fig. 2.5) y la distancia comóvil transversal, D_M , se relaciona con la distancia comóvil de la línea de visión como:

$$D_M = \begin{cases} D_H \frac{1}{\sqrt{\Omega_k}} \sinh[\sqrt{\Omega_k} D_C / D_H] & \text{para } \Omega_k > 0, \\ D_C & \text{para } \Omega_k = 0, \\ D_H \frac{1}{\sqrt{\Omega_k}} \sin[\sqrt{|\Omega_k|} D_C / D_H] & \text{para } \Omega_k < 0, \end{cases} \quad (2.35)$$

donde las funciones trigonométricas \sinh y \sin consideran la curvatura del espacio.

Distancia de diámetro angular

La distancia de diámetro angular, D_A , está definida como la razón entre el tamaño físico transversal de un objeto a su tamaño angular (en radianes). Se utiliza para convertir separaciones angulares en las imágenes de telescopios en separaciones reales de la fuente. La distancia de diámetro está relacionada con la distancia comóvil transversal por

$$D_A = \frac{D_M}{1+z}. \quad (2.36)$$

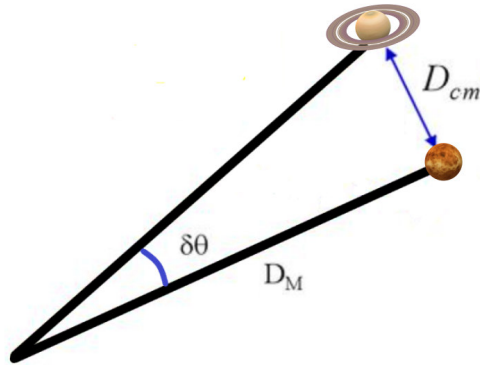


Fig. 2.5: La distancia cómovil D_{cm} entre dos objetos que se encuentran a la misma distancia del observador es el producto de la distancia comóvil transversal D_M y su separación angular $\delta\theta$. En la figura se considera $\Omega_k = 0$, es decir, un Universo plano, que es consistente con las mediciones astronómicas

Distancia de luminosidad

La distancia de luminosidad D_L se utiliza para medir flujos de radiación. Se define por la relación entre el flujo bolométrico S y la luminosidad bolométrica L

$$D_L \equiv \sqrt{\frac{L}{4\pi S}}. \quad (2.37)$$

Y está relacionada con la distancia comóvil transversal y la distancia de diámetro angular por

$$D_L = (1 + z)D_M = (1 + z)^2 D_A. \quad (2.38)$$

En cosmología, entonces, la ec. 2.7 sería

$$M = m - 5 \log_{10}(D_L/[\text{Mpc}]) - 25 - A - K \quad (2.39)$$

donde la distancia que debe usarse para calcular magnitudes es la distancia de luminosidad.

2.4.2. Velocidades peculiares y offsets

Consideremos que una partícula masiva de masa m se mueve a través de una distribución homogénea de partículas. Debido a la propia masa de la partícula masiva las otras partículas se verán atraídas hacia ella, lo que provocará que la distribución se vuelva inhomogénea. El movimiento de la partícula masiva hará que las demás partículas reaccionen a su campo gravitacional y comenzarán a moverse siguiendo la trayectoria de la partícula. Esto dará origen a una sobredensidad de masa a lo largo su trayectoria, donde la sobredensidad será más alta del lado opuesto a la dirección del movimiento de la partícula, es decir, por donde ya pasó la partícula (ver Fig 2.6). Esta sobredensidad detrás de la partícula actuará sobre ella haciendo que desacelere. Debido a que la fuerza gravitacional que ejercen las partículas atrás de ella es proporcional a su masa m , entonces la desaceleración también lo será, es decir entre más masiva sea la partícula mayor será su desaceleración. Por otro lado, si la velocidad de la partícula masiva es más alta, la atracción gravitacional que otra partícula sienta será menor porque pasa un tiempo más corto experimentando esa atracción y en promedio estará mas lejos de la acumulación de densidad y por lo tanto la partícula masiva se verá menos afectada, entonces la desaceleración es inversamente proporcional a la velocidad de la partícula. Este fenómeno es llamado fricción dinámica (Schneider, 2006).

Como nuestro interés principal está puesto en las CDGs y su evolución, nos interesa probar si esas galaxias están realmente en el centro del pozo potencial de sus sistemas. Si eso ocurre, pasará que la posición proyectada de esas galaxias coincidirá con los centros de sus sistemas y sus velocidades en la línea de visión con las velocidades medias de sus sistemas. Entonces, se define la velocidad peculiar como la velocidad de un objeto con respecto a un marco de referencia. En este caso sería la velocidad de la CDG respecto a la velocidad media de su cúmulo o grupo anfitrión. Debido a las grandes masas de las CDGs, se espera que migren muy rápido al centro del pozo potencial gravitacional de sus sistemas, ya que como son muy masivas experimentan más fricción dinámica y por lo tanto más desaceleración, por lo cual se mueven más profundamente en el pozo potencial. Sin embargo, se ha encontrado que una gran fracción de CDGs experimentan una velocidad peculiar significativa (e.g., Malumuth 1992; Coziol et al. 2009). La componente radial de la velocidad peculiar está dada por

$$v_{pec} = \frac{v_{CDG} - v_{sis}}{(1 + z_{sis})}, \quad (2.40)$$

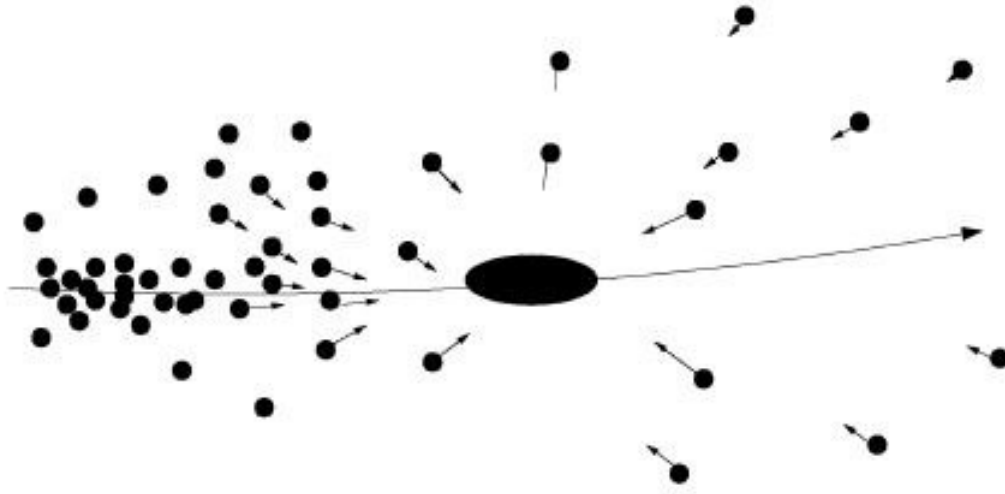


Fig. 2.6: Principio de fricción dinámica. El campo gravitacional de la partícula masiva (símbolo más grande) acelera su materia a su alrededor hacia su trayectoria. Mediante esto se establece una sobredensidad en el lado posterior a su órbita, cuya fuerza gravitacional desacelera a la partícula (Schneider, 2006).

donde v_{CDG} es la velocidad heliocéntrica de la CDG, v_{sis} y z_{sis} son la velocidad media heliocéntrica y *redshift* del sistema (cúmulo o grupo) anfitrión. El termino $(1 + z_{sis})^{-1}$ es debido a una corrección cosmológica (Danese et al., 1980).

De acuerdo a Mann & Ebeling (2012) la razón física por la cual el *offset* entre el pico de emisión de rayos X y la CDG permite identificar el estado de relajación de un sistema es por el diferente comportamiento dinámico del gas y las galaxias durante las fusiones de sistemas. En escalas tan grandes como lo son cúmulos y grupos las galaxias se pueden considerar como partículas puntuales que se mueven rápidamente y poseen una sección transversal muy baja que provoca que la colisión entre ellas sea poco frecuente. Por el contrario, el gas es altamente colisionante y, durante una fusión de sistemas de frente, experimentará un intensa presión y se calentará por choques. Entonces, en una fusión, que es una clara situación en la que el sistema resultante está perturbado, la CDG será desplazada fácilmente del centro, mientras que el gas por estar colisionando se contiene y no resulta desplazado pero si calentado, sobre todo aquel que se encuentra en el centro del pozo potencial donde la densidad es mayor. Posteriormente, a medida que el tiempo pase, la CDG migrará de nuevo hacia el centro del sistema a través de fricción dinámica y poco a poco el sistema volverá al equilibrio. Es así como ubicar el pico de emisión

de rayos X y calcular el *offset* entre este y la CDG puede dar testimonio del estado dinámico de un sistema, donde los *offsets* pequeños ($\lesssim 50$ kpc) corresponden a sistemas relajados y los grandes a sistemas perturbados (Hudson et al. 2010; Mittal et al. 2009). Trabajos recientes (e.g., Hashimoto et al. 2014; Lauer et al. 2014; Lavoie et al. 2016) muestran que las CDGs muchas veces están desplazadas del centro del potencial, indicando que no ha pasado el tiempo suficiente para que la CDG llegue y se asiente en el centro del potencial.

La existencia de velocidades peculiares significativas y *offsets* grandes indican que el sistema no ha tenido el tiempo suficiente para relajarse dinámicamente. Se entiende por velocidades peculiares significativas aquellas velocidades que exceden $1/3$ de la dispersión de velocidad de su grupo o cúmulo anfitrión. Y *offsets* grandes serían distancias de cientos de kpc.

Prueba con el centroide geométrico

Ya que, para la muestra que se va a analizar no se tiene información de rayos X para la mayor parte de los sistemas, no se pudo usar esto como indicador de su estado evolutivo. En su lugar, se pensó en sustituir el *offset* respecto al pico de emisión de rayos X por el *offset* respecto al centro geométrico del sistema del cuál si se tenía información. Sean (α_1, δ_1) la ascensión recta y declinación de la CDG y (α_2, δ_2) la ascensión recta y declinación del centro del sistema, con los dos pares de coordenadas en grados. Entonces para encontrar la distancia angular entre estos dos puntos se usa la ley de cosenos en trigonometría esférica

$$\cos(\gamma) = \cos(90^\circ - \delta_1) \cos(90^\circ - \delta_2) + \sin(90^\circ - \delta_1) \sin(90^\circ - \delta_2) \cos(\alpha_1 - \alpha_2), \quad (2.41)$$

que proporciona el coseno de la distancia angular γ ; esta distancia angular luego tendrá que ser cambiada a radianes. Una vez teniendo este dato y calculando la distancia de diámetro angular (Ec. 2.36) para el sistema, cuyas unidades son [Mpc/rad] solo faltaría multiplicarlas y se tendría el *offset* en Mpc.

2.4.3. Gap de magnitud

La ubicación central de las CDGs también favorece su crecimiento a través de la fusión con otras galaxias, que se dirigen a la parte central de los sistemas. Ya que, la escala de tiempo de fricción dinámica es inversamente proporcional a la masa de la galaxia, las galaxias satélites más masivas tienden a fusionarse con la CDG antes que las menos masivas. Como resultado la CDG tiende a incrementar su diferencia de luminosidad con sus vecinos a medida que pasa el tiempo. Esto se mide a través del “*gap* de magnitud” (Δm), entre la CDG y las otras galaxias del sistema. De forma ilustrativa, consideremos la Fig. 2.7, tenemos un sistema con la CDG, la segunda y tercera galaxias más brillantes (BCG2 y BCG3, respectivamente). A medida que transcurre el tiempo y mediante fricción dinámica, la BCG2 se mueve en espiral hacia el centro y cuando está suficientemente cerca a la CDG, esta la canibaliza, aumentando su masa y por lo tanto su luminosidad. Al final, la galaxia que toma el lugar de la BCG2 es la que antes era la BCG3. Como se puede ver en el primer cuadro de la Fig. 2.7, la diferencia de luminosidad entre la CDG y la BCG2 es pequeña comparada con la diferencia entre la CDG y la BCG3 del último cuadro.

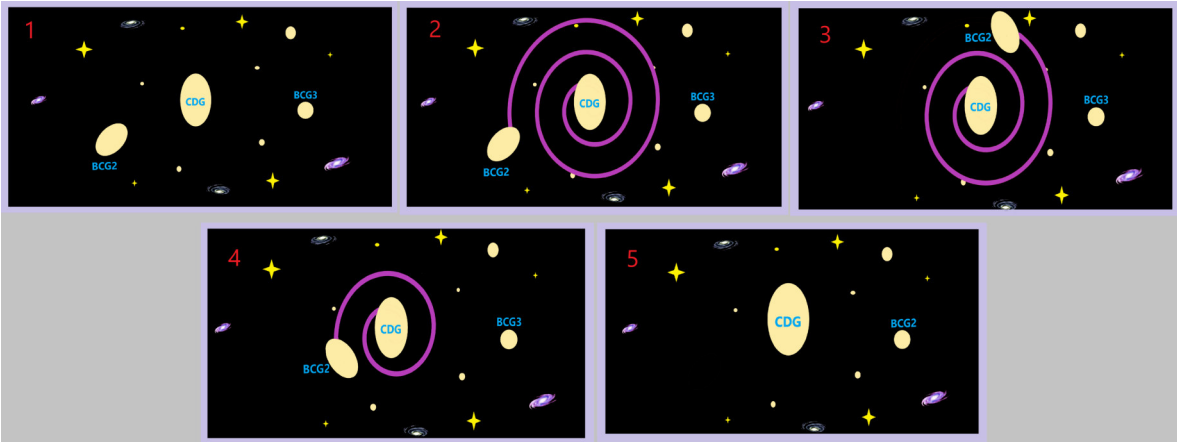


Fig. 2.7: *Gap* de magnitud. Considerando un sistema con sus respectivas CDG, BCG2 y BCG3; a medida que pasa el tiempo, la BCG2 por fricción dinámica va cayendo en espiral hacia el centro y en un momento la CDG la canibaliza, aumentando así el *gap* de magnitud entre la CDG y BCG2 del sistema.

Existe una clase de sistemas galácticos con una masa comparable a la de los grupos de galaxias, donde la luz óptica está totalmente dominada por una sola galaxia, estos son

llamados grupos fósiles. Una propiedad para que un grupo sea considerado como grupo fósil es que la diferencia de magnitud óptica entre la CDG y la BCG2 exceda $\Delta m_{12} \geq 2$ (Lin & Mohr 2004; Smith et al. 2010) y que además se encuentren dentro la mitad del radio virial. Este radio se suele tomar en la literatura como R_{200} , el radio de una esfera cuya densidad media es 200 veces la densidad crítica del Universo y que se obtiene a partir de la emisión en rayos X del gas caliente del grupo. Entonces, es necesario que el grupo tenga emisión en rayos X (Dariush et al. 2010, Aguerri & Zarattini 2021).

Entonces, el *gap* de luminosidad no solo proporciona una medida de la evolución de las galaxias, sino también de los cúmulos y grupos (Lavoie et al., 2016; Golden-Marx & Miller, 2018; Lopes et al., 2018). Entendiendo que, mientras mayor sea el *gap* de magnitud, más evolucionado estará el sistema-CDG.

2.4.4. Subestructuras

Hasta ahora solo se han visto métodos para conocer el estado dinámico de los sistemas que utilizan informaciones sobre la CDG. Otra forma de estimar si un sistema está relajado o perturbado es por la presencia de subestructuras. El modelo jerárquico predice que los cúmulos se forman a través de la fusión y acreción de grupos y subcúmulos más pequeños (Colberg et al., 1999). Un sistema subestructurado es uno que presenta dos o más concentraciones de galaxias y/o gas dentro de su radio. La presencia de subestructura es una clara evidencia de que la relajación del sistema está incompleta. Hay diferentes métodos (*e.g.*, Dressler & Shectman, 1988; Pinkney et al., 1996; West et al., 1988) para detectar subestructura en grupos y cúmulos de galaxias, cada uno utiliza distintas propiedades para identificarla.

Se decidió hacer un *match* con Wen & Han (2013) esperando que su catálogo tuviera información del estado dinámico de algunos de los sistemas de nuestra muestra. Ellos desarrollaron un método para diagnosticar la subestructura y el estado dinámico de cúmulos de galaxias usando datos fotométricos del SDSS, por lo que esperábamos que el *match* arrojará resultados positivos. Su método usa tres cantidades: factor de asimetría, α , la planitud de la cresta, β , y la desviación normalizada del mapa óptico suavizado, δ . A partir de estas tres cantidades definen un parámetro de relajación Γ que les permite cuantificar el estado dinámico de los cúmulos. Este método lo prueban con una muestra

de 98 cúmulos de $0.05 < z < 0.42$ seleccionados de la literatura, con estados dinámicos conocidos, y el resultado fue que pudo reconocer el estado dinámico de los cúmulos relajados ($\Gamma \geq 0$) y perturbados ($\Gamma < 0$) con una tasa de éxito del 94%. Luego, calcularon los parámetros de 2092 cúmulos ricos, dentro del mismo rango de *redshift* que la muestra de prueba. 28% de estos cúmulos resulta que están dinámicamente relajados. Aunque su muestra es grande y también usa datos del SDSS, el *match* entre su muestra y la que estamos analizando resultó en sólo 32 coincidencias, esto es debido a que ellos hicieron su estudio para cúmulos ricos, que son pocos en nuestra muestra, esto sumado a que el rango de *redshift* de su muestra es mucho más amplio que el nuestro.

2.5. Ambientes de la estructura a gran escala

Para poder analizar cómo se comportan o cambian las propiedades de las CDGs en las diferentes estructuras del Universo a gran escala, primero es necesario definir estas estructuras. Para saber cuáles de las galaxias de la muestra de CDGs pertenecían a vacíos, se hizo un *match* con el catálogo de Varela et al. (2012). Ellos usan una gran muestra de galaxias del *Data Release 7* del SDSS para analizar el alineamiento de galaxias disco alrededor de vacíos cósmicos. Construyen una muestra de vacíos con radios mayores a $10 h^{-1}$ Mpc, con un límite de *redshift* de 0.12. Ellos definieron a los vacíos como un volumen esférico (el más simple) desprovisto de galaxias más brillantes que su límite de completitud ($r=17.8$). Cuesta et al. (2008) encontraron que, para halos de materia oscura en simulaciones cosmológicas, no hay diferencia entre usar vacíos elipsoidales o esféricos. Todos los vacíos resultantes: no contienen galaxias más brillantes que su límite de completitud, no se interceptan y tienen radios mayores a $10 h^{-1}$ Mpc. El resultado final fue un catálogo con 699 vacíos con un radio mediano de $11.85 h^{-1}$ Mpc. El catálogo proporciona las coordenadas cartesianas del centro de cada vacío, así como su radio. Entonces, se calculó la distancia entre cada vacío con las CDGs y se consideraron como parte de él a aquellas que estuvieran a una distancia menor al radio del vacío (para la discusión de resultados ver Sección 3.6).

SB20 utilizan la misma muestra de galaxias de 46 supercúmulos de Chow-Martínez et al. para identificar, mediante un algoritmo llamado GFIF (*Galaxy Filaments skeleton-Finding algorithm*), los filamentos. El algoritmo identificó 144 filamentos en total, con longitudes desde 9 hasta $130 h^{-1}$ Mpc. Ellos proporcionan la información de las galaxias

que pertenecen a cada filamento y la distancia de cada una al esqueleto del filamento, estén o no en alguno de los sistemas también identificados por ellos. Fácilmente, se pudo obtener cuáles de los sistemas (y por lo tanto cuales CDGs) de nuestra muestra estaban contenidos en algún filamento. Ellos observaron que, estadísticamente, las masas estelares de las galaxias en filamentos son mayores que la masa promedio hasta alrededor de $2 h^{-1}$ Mpc mientras que más allá de $3 h^{-1}$ Mpc tienden a ser 10% más pequeñas. Esta región a más de $3 h^{-1}$ Mpc del esqueleto del filamento probablemente representa la población dispersa del supercúmulo asociada a la componente más extendida, que de ahora en adelante se le llamara componente dispersa. Entonces, se obtuvieron todas las CDGs cuyos sistemas pertenecían a algún filamento de SB20, pero solo se consideró que las CDGs formaban parte de él si se encontraban a una distancia menor de $3 h^{-1}$ Mpc del esqueleto del filamento. Aquellas que no pertenecían a vacíos y con distancias mayores a este límite fueron consideradas como parte de la componente dispersa.

Las CDGs pertenecientes a filamentos fueron divididas en dos partes: las que solo pertenecen a ellos y aquellas que están en nodos (entornos más densos conectados con varios filamentos). Para determinar cuales sistemas pertenecían a nodos, se gráfico la distribución de todas las galaxias en filamentos de cada supercúmulo y se revisaron todos los sistemas con CDGs en filamentos de nuestra muestra. Se puede ver un ejemplo de una de estas distribuciones (supercúmulo MSCC 295) en la Fig. 2.8; en ella se muestran los filamentos, un nodo y parte de la componente dispersa (hay más galaxias que pertenecen a la componente dispersa pero con el fin de que se aprecien mejor los filamentos y nodos, se decidió incluir solo la parte que pertenecían a sistemas). En un principio, se esperaba que los nodos estuvieran constituidos por los sistemas más masivos, pero en las distribuciones se observó que de la misma forma que existían sistemas masivos en nodos, también existían otros aislados y se encontró que había nodos que consistían de varios grupos de galaxias y no solo de sistemas masivos. Al analizar la razón por la cuál no se observó que todos los sistemas más masivos estuvieran en este entorno, se llegó a la conclusión de que esto se podría deber a que la masa del sistema estaba sobreestimada. Esta sobrestimación sucede porque en algunos casos el algoritmo de SB20 tuvo problemas, fragmentó sistemas y formó uno nuevo, cuyas galaxias tenían velocidades muy diferentes y la dispersión de velocidades del sistema resulto muy alta, de forma que la masa del sistema resultó muy elevada. Al final, se decidió dividir la población de sistemas en filamentos en dos: los sistemas que sin importar su masa estuvieran en

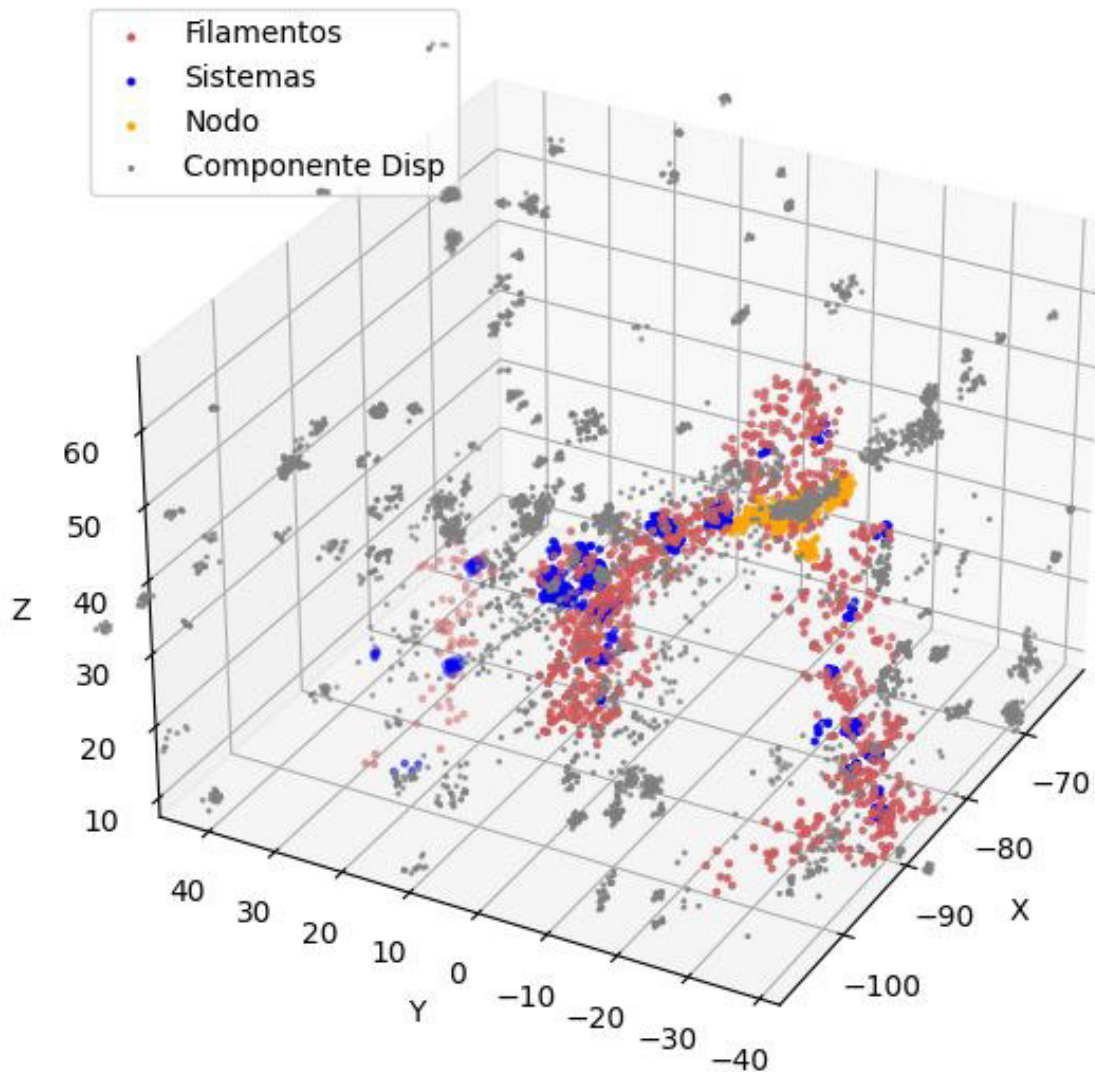


Fig. 2.8: Distribución de galaxias (puntos rojos) y sistemas (puntos azules) dentro de filamentos (distancia al esqueleto del filamento menor a 3 Mpc) del supercúmulo MSCC 295. Los puntos naranjas corresponden a las galaxias en sistemas dentro de nodos y los grises a galaxias que forman parte de la componente dispersa.

nodos y aquellos que fueran parte del filamento pero no del nodo, a los primeros se les considero como parte del ambiente de nodos y a los otros como filamentos.

Así se eligieron los cuatro ambientes de la estructura a gran escala en los que pueden estar las CDGs: nodos, filamentos, componente dispersa y vacíos. El estudio de las

CDGs, los sistemas y sus propiedades en estos ambientes, será una parte importante del siguiente capítulo.

CAPÍTULO 3

Resultados

Este capítulo está destinado a presentar los resultados obtenidos del análisis de las propiedades de las CDGs, sus sistemas anfitriones, así como propiedades evolutivas relacionadas con las CDGs que permiten estudiar el estado de relajación de los sistemas. Parte de los objetivos de este trabajo es analizar los cambios en las propiedades de las CDGs y sistemas en diferentes ambientes de la estructura a gran escala, los detalles de este análisis también son presentados en este capítulo. Además de presentar todos los resultados también se hace una discusión de ellos y se intenta dar posibles explicaciones a las relaciones obtenidas.

3.1. CDGs

Ángulos de posición y razones axiales

El ángulo de posición denotado como PA (de su sigla en inglés *Position Angle*) es el ángulo que forma el eje mayor de una galaxia con respecto al polo norte celeste o NCP (*North Celestial Pole*), medido de norte a este, los valores se expresan entre 0 a 180° (Fig. 3.1).

El SDSS emplea modelos de perfiles de brillo de Vaucouleurs y exponenciales para extraer de manera óptima muchas propiedades fotométricas. Un perfil de de Vaucouleurs describe (como se vio en la Subsección 2.2.2) los perfiles de luz de galaxias elípticas y bulbos de espirales. El SDSS usa la siguiente forma de este perfil

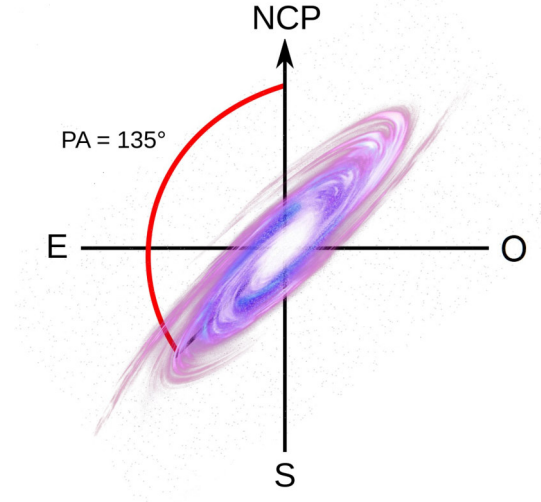


Fig. 3.1: El ángulo de posición es el ángulo entre el eje mayor de una galaxia y el polo norte celeste (NCP).

$$I(R) = I_e \exp[-7.67(R/R_e)^{1/4} - 1]. \quad (3.1)$$

Un perfil exponencial se usa frecuentemente para describir el brillo de los discos de las galaxias espirales. El modelo exponencial que emplea el SDSS es

$$I(R) = I_e \exp[-1.68(R/R_e) - 1]. \quad (3.2)$$

El código que utiliza el SDSS ajusta estos dos modelos de perfiles de brillo a la imagen bidimensional de cada objeto en cada banda. Aunque para objetos grandes o con morfologías más complejas es deseable ajustar su luminosidad a modelos más complicados o combinados, el costo computacional de hacer esto es muy elevado por lo que hacerlo no está justificado para la mayoría de los objetos. Estos ajustes permiten obtener cantidades como `phi_deV` y `phi_exp` que son los ángulos de posición para cada perfil, calculados en grados (Stoughton et al., 2002). Los ajustes a los perfiles de brillo para la determinación de los ángulos de posición y las razones axiales (ver más adelante) fueron hechos por el SDSS y nosotros recopilamos estos valores para cada CDG de la muestra.

Para la muestra de CDGs se obtuvieron los ángulos de posición en los dos perfiles para los filtros r y z . Las galaxias para las cuales no se tiene ésta información son aquellas etiquetadas con el número 6 (ver sección 2.1), que no se encuentran en el SDSS. Para

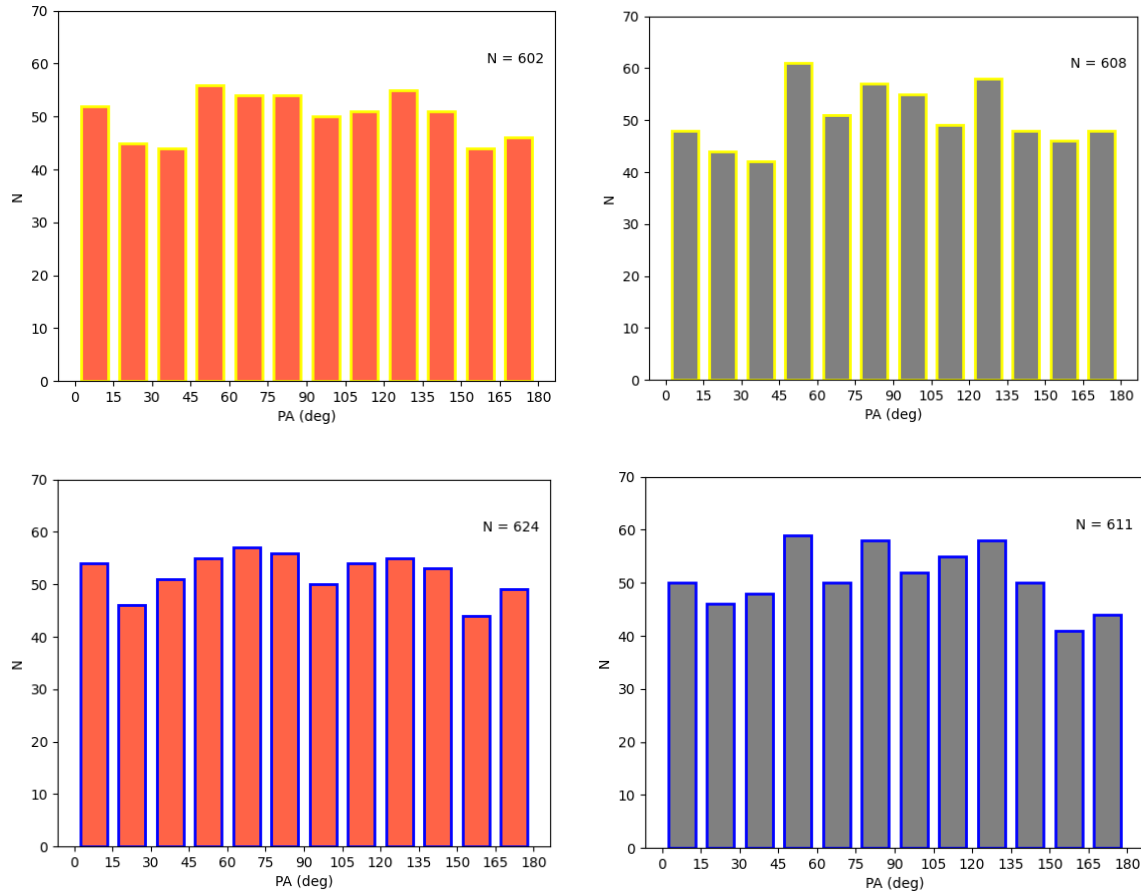


Fig. 3.2: Ángulos de posición de las CDGs de la muestra. Las distribuciones con barras naranjas son las correspondientes a las del filtro r y las grises a las del z , mientras que aquellas barras con contornos amarillos son las que usaron un ajuste de de Vaucouleurs para su perfil de brillo, y las de contorno azul usaron un ajuste exponencial.

algunos casos se tuvo el problema de que los valores de los ángulos eran negativos o mayores a 180° , lo que no tiene sentido y el valor fue adecuadamente corregido. El análisis de los ángulos de posición se hizo sólo para aquellas CDGs con una razón axial (ver más adelante) $b/a < 0.85$, ya que razones axiales muy cercanas a 1 serían las correspondientes a CDGs muy redondas y por lo tanto, su ángulo de posición no es confiable. Las distribuciones de los ángulos de posición se muestran en la Fig. 3.2 y su información estadística en la Tabla 3.1. Si bien las distribuciones no son del todo iguales, se observa que son aproximadamente constantes y que no existe algún sesgo, como por ejemplo que se tenga una cantidad importante de CDGs con un ángulo de posición en particular.

Ángulo de posición			
	Media	Mediana	σ
deV_r	89.38	88.80	50.93
deV_z	90.27	90.04	50.42
exp_r	88.93	87.12	51.20
exp_z	88.59	88.63	50.19

Tabla 3.1: Información estadística de los ángulos de posición de las CDGs. En la primer columna se muestra en qué perfil de brillo se hizo el ajuste **deV** o **exp** y la letra que le prosigue se refiere al filtro. En las columnas 2, 3 y 4 se muestran la media, mediana y desviación estándar, respectivamente.

De la misma forma, se obtuvieron las razones axiales **ab_deV** y **ab_exp** para los filtros r y z . En este caso, sus distribuciones (Fig. 3.3) muestran un pico en valores grandes (0.7 - 0.8). La información estadística de estas distribuciones (Tabla 3.2) indica que el comportamiento es similar en todas, esto es consistente considerando que la mayoría de las CDGs de la muestra son galaxias *early-type*.

Razón axial			
	Media	Mediana	σ
deV_r	0.74	0.76	0.15
deV_z	0.74	0.76	0.15
exp_r	0.73	0.75	0.15
exp_z	0.74	0.76	0.15

Tabla 3.2: Información estadística de las razones axiales de las CDGs. En la primer columna se muestra en que perfil de brillo se hizo el ajuste **deV** o **exp** y la letra que le prosigue se refiere al filtro. En las columnas 2, 3 y 4 se muestran la media, mediana y desviación estándar, respectivamente.

Sorpresivamente, se encontró que, sin importar el perfil de brillo usado para determinar los ángulos de posición y la razón axial, las distribuciones no cambian, por lo que no importa cuál usemos. Sin embargo, en el caso de que los resultados hubieran sido discrepantes y se tuviera que elegir entre un perfil u otro, se hubiera utilizado el perfil de

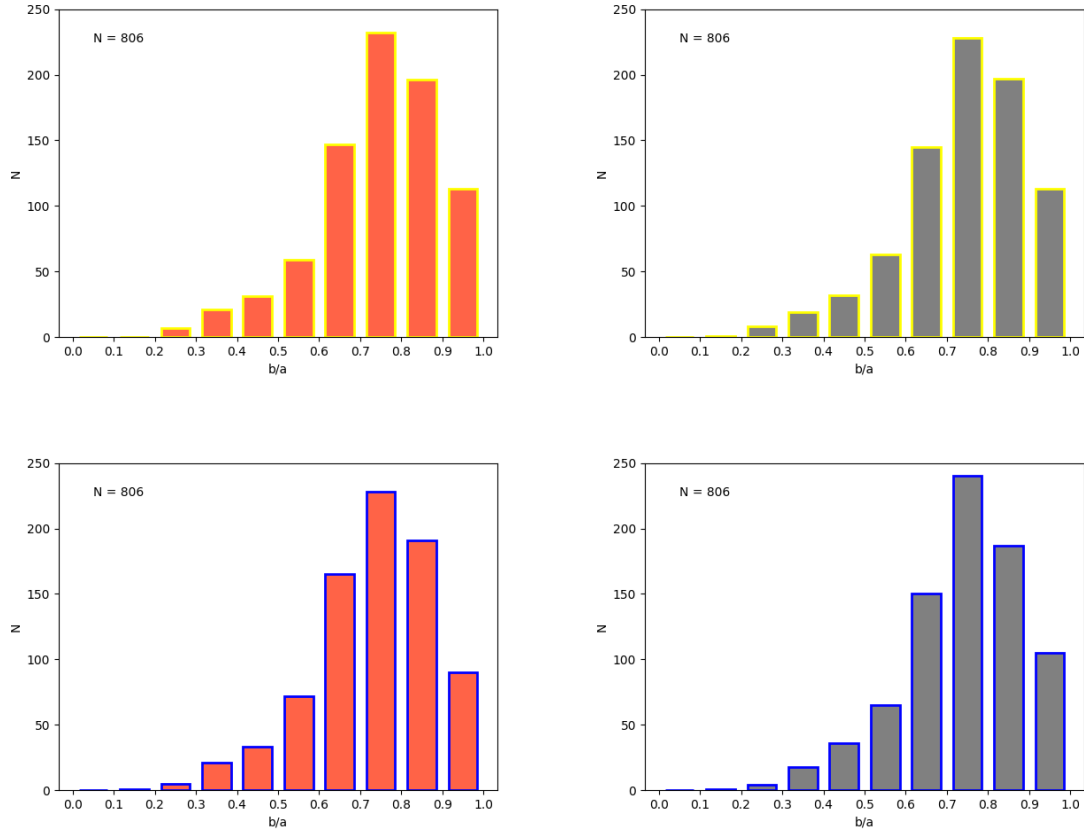


Fig. 3.3: Razones axiales de las CDGs de la muestra. Las distribuciones con barras naranjas son las correspondientes a las del filtro r y las grises a las del z , mientras que aquellas barras con contornos amarillos son las que usaron un ajuste de de Vaucouleurs para su perfil de brillo, y las de contorno azul usaron un ajuste exponencial.

de Vaucouleurs que describe bien el perfil de brillo de galaxias elípticas, debido a que nuestra muestra se asemeja más a estas galaxias.

Morfología

Se pudieron clasificar las CDGs en *early* y *late-type*. Dentro de las galaxias que se consideraron como *early-type* están las galaxias D, cD, elípticas y lenticulares, mientras que las *late-type* incluyen las galaxias espirales e irregulares. Para la clasificación se usaron 3 estimadores:

■ Índice de Sérsic “n”

Como se mencionó en la Subsección 2.2.2, se obtuvo el índice de Sérsic para la mayoría de las CDGs de la muestra, con valores entre 0 y 6. Se empleó un diagrama color-magnitud, dividiendo los datos en distintos intervalos de índices de Sérsic para analizar en qué punto se separan bien las dos regiones correspondientes a las galaxias *early* y *late-type*. Esta separación se observó al dividir la muestra entre las CDGs que tenían un índice mayor (*early-type*) y aquellas que tenían un índice menor (*late-type*) a 3 como se observa en la Fig. 3.4. Se realizó un ajuste por regresión lineal a las galaxias *early-type*, que indica la zona correspondiente a la secuencia roja.

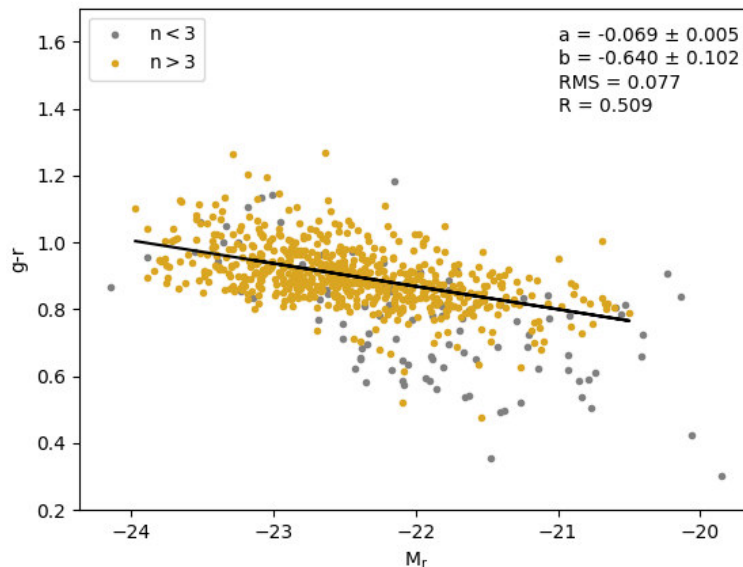


Fig. 3.4: Diagrama color-magnitud considerando el índice de Sérsic. Los puntos amarillos corresponden a las galaxias con un índice de Sérsic mayor a 3 (*early-type*), y los grises un índice menor a 3 (*late-type*). La línea negra es un ajuste por regresión lineal a galaxias con $n > 3$, que indica donde se ubica la secuencia roja, los parámetros correspondientes a este ajuste se encuentran en la esquina superior derecha.

Como se puede ver en el diagrama hay galaxias que de acuerdo al índice de Sérsic deberían ser *late-type* pero se encuentran dentro de la secuencia roja y viceversa. Por ejemplo, esto puede suceder porque existen galaxias espirales que son muy rojas, indicando que su formación estelar ha disminuido, de modo que aparecen muy arriba en el diagrama, pero su índice es bajo. Otra explicación es que la fibra

del SDSS solo cubre la parte central de las galaxias y esto no permite tener el perfil de brillo adecuado.

- **Secuencia Roja**

Al tener bien ubicada la secuencia roja, de acuerdo al punto anterior, lo siguiente fue determinar cuáles galaxias pertenecían a ella y cuáles no. Para esto se usó la distancia a la cual se encontraban de la secuencia roja y aquellas que tuvieran una distancia mayor a 2σ del ajuste se consideraron como *late-type*.

- **Probabilidad de ser *early-type***

Huertas-Company et al. (2011) presentaron una clasificación morfológica para $\sim 700\,000$ galaxias de la muestra espectroscópica del SDSS DR7. Seleccionando galaxias con *redshifts* menores a 0.25 y con buenos datos fotométricos. Su método en principio es capaz de diferenciar entre cuatro tipos morfológicos: E, S0, Sab, Scd. Primero dividen su muestra en dos clases principales, esto es en *early-type* que incluye elípticas y lenticulares, y *late-type* que contiene a las espirales e irregulares. Después calculan una probabilidad condicional, que puede verse como “la probabilidad de ser E o S0 dado que la galaxia es *early-type*” y “la probabilidad de ser Sab o Scd dado que es una galaxia *late-type*”. Y así se tienen 4 probabilidades, que se pueden reducir a 2 si solo se quiere saber si las galaxias son *early* o *late-type*, que es justo lo que se busca para la muestra de CDGs. Su cálculo de probabilidad se basa en los siguientes parámetros:

- **Colores (g-r) y (r-i).** Un color fotométrico es la diferencia entre las magnitudes de dos bandas diferentes. El orden en que deben restarse estas dos magnitudes es a la del filtro más azul restarle la del más rojo. Si la diferencia es positiva, entre más grande sea, más rojo será el objeto y su probabilidad de ser *early-type* será mayor, aunque esto es discutible, ya que como se mencionó antes existen galaxias espirales que llegan a hacer muy rojas.
- **Forma.** Utilizan las razones axiales ISO_b/ISO_a y ab_deV en la banda i , donde ISO_b y ISO_a son los ejes isofotales menor y mayor respectivamente. Aunque en algunos casos las dos razones axiales pueden no coincidir (Siverd

et al., 2009). Como se indicó antes, se esperan razones axiales grandes para galaxias *early-type*.

- **Concentración de luz.** La concentración de luz está medida por la razón $R90/R50$ en la banda i , donde $R90$ y $R50$ son los radios que contienen el 90 % y 50 % del flujo petrosian, respectivamente. Aquí la probabilidad de ser elíptica aumenta con la concentración.

Entonces, se hizo un *match* para ver cuales de las CDGs tenían asignada una probabilidad de ser *early-types*. Se decidió que aquellas que tuvieran una probabilidad mayor al 50 % serían consideradas como *early*, mientras que las que tuvieran una probabilidad menor serían *late*. Para aquellas que justo tienen una probabilidad 50/50 se revisó su imagen, para ayudar a decidir su morfología.

Con estos tres estimadores fue posible clasificar morfológicamente en *early* y *late-type* a casi todas las CDGs de la muestra. La información que resultó de cada estimador se encuentra en la Tabla 3.3. Para el estimador que se tuvo más información fue para el índice de Sérsic, y el resultado final fue que un 87.8 % de las CDGs de la muestra son *early-type* y el 12.2 % son *late-type*, lo que es consistente con lo que se encuentra en la literatura, por ejemplo Coziol et al. (2009) encuentran que 92 % de su muestra es *early-type*, Zhao et al. (2015b) obtienen que 91 % son galaxias entre elípticas y cDs.

En la Tabla 3.4 se muestra información sobre el acuerdo entre los distintos estimadores. Por ejemplo, para 493 CDGs los tres estimadores concuerdan con la misma morfología (no significa que sólo para 493 CDGs se tuviera información de los tres estimadores, de hecho se tiene información de los tres estimadores para 633 CDGs, pero solo para 493 los tres apuntaron a la misma morfología). Para 257 CDGs dos de sus estimadores concuerdan con una morfología, mientras que para 106 CDGs solo se tenía información de un estimador y fue el que se consideró para determinar su morfología. Para algunas CDGs se tenía información de dos estimadores pero uno apuntaba a que era *early* y el otro indicaba que era *late*, y también hubo unos casos en los que no se tenía información de ninguno de los estimadores; en estas dos situaciones fue necesario revisar la imagen de la galaxia para poder elegir alguna morfología, la información de estos se incluye en

Estimador	Total	<i>Early-type</i>	<i>Late-type</i>
Índice de Sérsic	847	732(86.4)	115(13.6)
Secuencia Roja	755	721(95.5)	34(4.5)
P_{early}	677	533(78.7)	144(21.3)
Final	896	787(87.8)	109(12.2)

Tabla 3.3: Información general de cada parámetro de estimación de morfología. En la columna 1 se muestran los nombres de cada estimador, el último renglón se refiere al resultado final de la morfología. La columna 2 corresponde al número de galaxias para las cuales se tenía información de cada estimador. En las columnas 3 y 4 se encuentra el número de galaxias que resultaron ser *early* y *late-type* de acuerdo a su respectivo estimador. Las cantidades en paréntesis son las mismas cantidades representadas en porcentajes.

el renglón que lleva el nombre “Visual” en la Tabla 3.4.

No. estimadores	Total
3	493 (55)
2	257 (28.7)
1	106 (11.8)
Visual	40 (4.5)
Total	896 (100)

Tabla 3.4: Acuerdo de los estimadores de morfología. En la columna 1 se muestra el número de estimadores que concuerdan con cualquiera de las dos morfologías. La parte de “Visual” hace referencia a aquellas para las que fue necesario revisar la imagen. En la columna 2 está el número de CDGs para las cuales sus estimadores estuvieron de acuerdo y en paréntesis están los valores en porcentajes.

Por último, se revisó que tan bueno era cada estimador, considerando sólo las CDGs para las que se tenía información de los tres estimadores (633 CDGs) obteniendo que el índice de Sérsic coincidió con la morfología final de las galaxias en un 97.2%, la pertenencia a la secuencia roja en un 90.1% y la probabilidad de ser *early-type* en un 89.9%. Entonces, el índice de Sérsic es el mejor estimador de los tres, al coincidir en mayor porcentaje con la morfología de las CDGs. Esto es comprensible ya que es discutible si

los colores que se utilizan en los otros dos estimadores se pueden usar como indicadores de la morfología.

Una vez que se tuvo la morfología definitiva para todas las CDGs, se construyó un diagrama color-magnitud (Fig. 3.5) con esta información, donde nuevamente se hizo un ajuste por regresión lineal a la secuencia roja (galaxias *early-type*), que difiere poco del que se había hecho incluyendo solo la información del índice de Sérsic. La dispersión (RMS) de los datos con respecto al ajuste es baja y el coeficiente de correlación, R , es bueno.

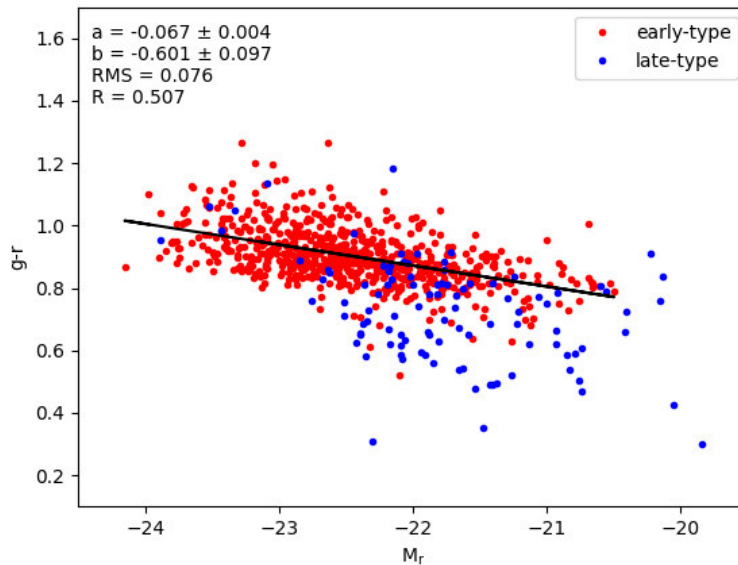


Fig. 3.5: Los puntos rojos corresponden a las galaxias *early-type*, y los azules a *late-type*. La línea negra es un ajuste por regresión lineal a galaxias *early-type*, que indica donde se ubica la secuencia roja. Los parámetros correspondientes a este ajuste se encuentran en la esquina superior izquierda.

Masas de las CDGs

Las masas de las CDGs que se usaron, como se mencionó en el capítulo anterior, fueron las masas estelares de Chang et al. (2015). Esas masas están dadas en masas solares M_{\odot} , pero ya que se tratan de masas con varios órdenes de magnitud, usar su logaritmo base 10 facilita el trabajo de análisis. Estas masas se obtienen de la SED, y por lo tanto sólo representan la masa en luz de sus respectivas galaxias, es decir, no tienen en cuenta

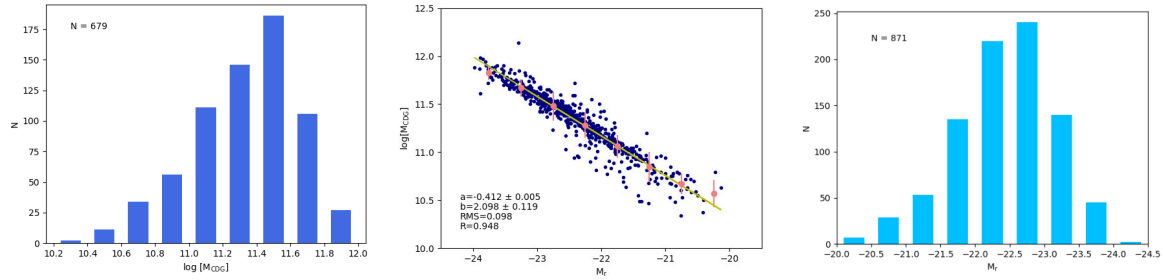


Fig. 3.6: Izquierda: distribución de las masas estelares de las CDGs. Centro: relación entre la masa de las CDGs y su luminosidad. Derecha: distribución de magnitudes absolutas de las CDGs en el filtro r .

la materia oscura existente en ellas. La Fig. 3.6 muestra la distribución de las masas (panel izquierdo) y las magnitudes absolutas en el filtro r (panel derecho) de las CDGs.

Las distribuciones resultan similares debido a que la masa estelar tiene una relación lineal con la luminosidad (panel central en Fig. 3.6), entre más masiva es una galaxia más luminosa será. La estadística correspondiente a estas distribuciones se presenta en la Tabla 3.5. Las masas que normalmente tienen estas galaxias se encuentran en un rango $10^{11} - 10^{12} M_{\odot}$ que, según la distribución de la Fig. 3.6, es donde se encuentra la mayoría de las CDGs. Con respecto a las luminosidades de las CDGs la distribución de las magnitudes absolutas indica valores entre -21.5 y -24.0 para el filtro r , que son luminosidades altas. Aquellas CDGs que se encuentran por debajo de estos rangos de masa y luminosidad corresponden a galaxias espirales o elípticas que son menos masivas.

	No.de CDGs	Mediana	Media	σ
Masa estelar [$\log(M_{\odot})$]	679	11.37	11.32	0.31
Magnitud absoluta	871	-22.49	-22.43	0.72

Tabla 3.5: Información estadística de las distribuciones de masas y magnitudes de las CDGs. En la columna 1 se muestra el número de CDGs para las que se obtuvo la masa estelar y la magnitud absoluta, en las columnas 2, 3 y 4 la mediana, media y desviación estándar de cada distribución, respectivamente.

3.2. Sistemas

Masas y radios

Las masas y radios viriales de todos los sistemas están disponibles en el catálogo de SB20. Debido a que las masas de los sistemas tienen valores muy grandes, al igual que las masas de las CDGs, también se trabajó con el logaritmo de las masas de los sistemas, mientras que los radios están en Mpc. Como resultado del uso de la dinámica de las galaxias para calcular las masas viriales, cualquier materia luminosa o no que ejerza una fuerza y contribuya al movimiento de las galaxias está incluida en la masa virial. En este sentido, se puede decir que la materia oscura está incluida en estas masas.

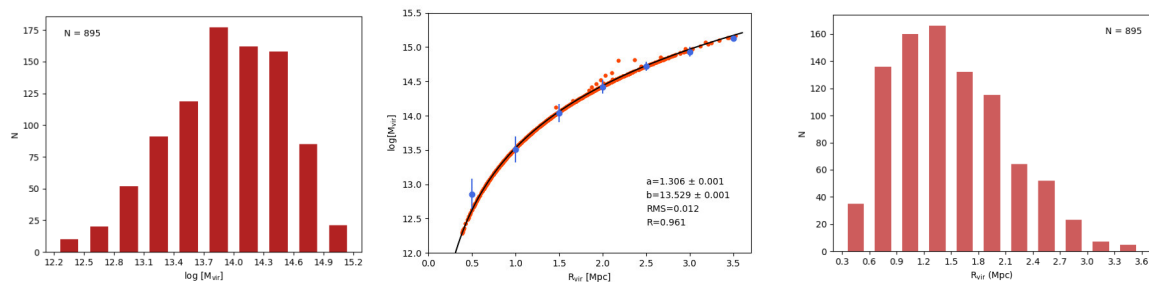


Fig. 3.7: Izquierda: distribuciones de masas viriales. Centro: relación entre la masa y radio virial ajustada por regresión logarítmica. Derecha: distribución de radios viriales.

En la Fig. 3.7 se encuentran las distribuciones de los masas y radios viriales (paneles de izquierda y derecha, respectivamente), y también se muestra la relación entre la masa y radio virial (panel central), como se puede ver ambas cantidades están correlacionadas, por como se calculan ambas (ver Subsección 2.3.2) no se esperaba otra cosa. La Tabla 3.6 contiene la información estadística de las distribuciones. A partir de esta tabla se observa que aproximadamente la mitad de los sistemas de la muestra tienen masas menores que $10^{14} M_{\odot}$, es decir, son seguramente grupos de galaxias. Además, la forma de la distribución indica que la pérdida de sistemas (incompletitud de la muestra) es crítica abajo de $5 \times 10^{13} M_{\odot}$. La distribución de radios viriales indica que hay más sistemas con radios relativamente pequeños que con radios grandes. Esto parece contradictorio pero esto tiene que ver con cómo se ha hecho la distribución de las masas viriales, que está en escala logarítmica y produce el efecto de distorsión, lo cierto es que los sistemas con

masas más bajas tienen los radios más pequeños. Entonces, cualquier relación que la masa tenga con otra propiedad deberá verse reflejada también con los radios (Fig 3.7, panel central).

	No. CDGs	Media	Mediana	σ
Masa virial [$\log(M_{\odot})$]	895	13.93	13.97	0.58
Radio virial [Mpc]	895	1.49	1.40	0.62

Tabla 3.6: Información estadística de las distribuciones de masas y radios viriales de los sistemas. En la columna 1 se proporciona el número de CDGs para las que se obtuvo la masa y radio viriales, en las columnas 2, 3 y 4 se presentan la media, mediana y desviación estándar de cada distribución respectivamente.

Se dividió la masa de los sistemas en 4 intervalos y para cada uno se realizó un diagrama color-magnitud (Fig. 3.8) para ver si presentaban algún cambio entre sí. El ancho de cada intervalo se eligió de manera que los 4 quedaran con un número similar de CDGs. La información de estos cuatro intervalos se muestra en la Tabla 3.7.

Intervalo [$\times 10^{14} M_{\odot}$]	No. CDGs	<i>Early</i>	<i>Late</i>	a	b	RMS	R
(0 - 0.4)	216	193 (89)	23 (11)	-0.047 ± 0.007	-0.184 ± 0.158	0.060	0.435
(0.4 - 1.0)	193	176 (91)	17 (9)	-0.060 ± 0.008	-0.449 ± 0.188	0.073	0.483
(1.0 - 2.5)	201	179 (89)	22 (11)	-0.070 ± 0.008	-0.665 ± 0.188	0.078	0.533
(2.5 - 15.0)	185	145 (78)	40 (22)	-0.082 ± 0.011	-0.914 ± 0.258	0.086	0.511
Total	795	693 (87)	102 (13)				

Tabla 3.7: Información general de los diagramas color-magnitud para diferentes intervalos de masas viriales de los sistemas. En la columna 1 se listan los cuatro intervalos en los que se dividió la masa virial, en la columna 2, está el número de CDGs en cada intervalo y en las columnas 3 y 4 se muestra el número de CDGs que son *early* y *late-type* para cada intervalo, respectivamente (los números en paréntesis son las mismas cantidades expresadas en porcentajes). En las columnas 5, 6, 7 y 8 se reportan los parámetros correspondientes a los ajustes realizados a la secuencia roja de cada diagrama.

Los diagramas color-magnitud en la Fig. 3.8 muestran que a medida que aumentan las masas en los intervalos, aumenta también la dispersión a lo largo de la secuencia roja. Y a partir del segundo intervalo las galaxias *early-type* se extienden a mayores luminosidades. También se observa que las proporciones de galaxias *early* y *late-type*

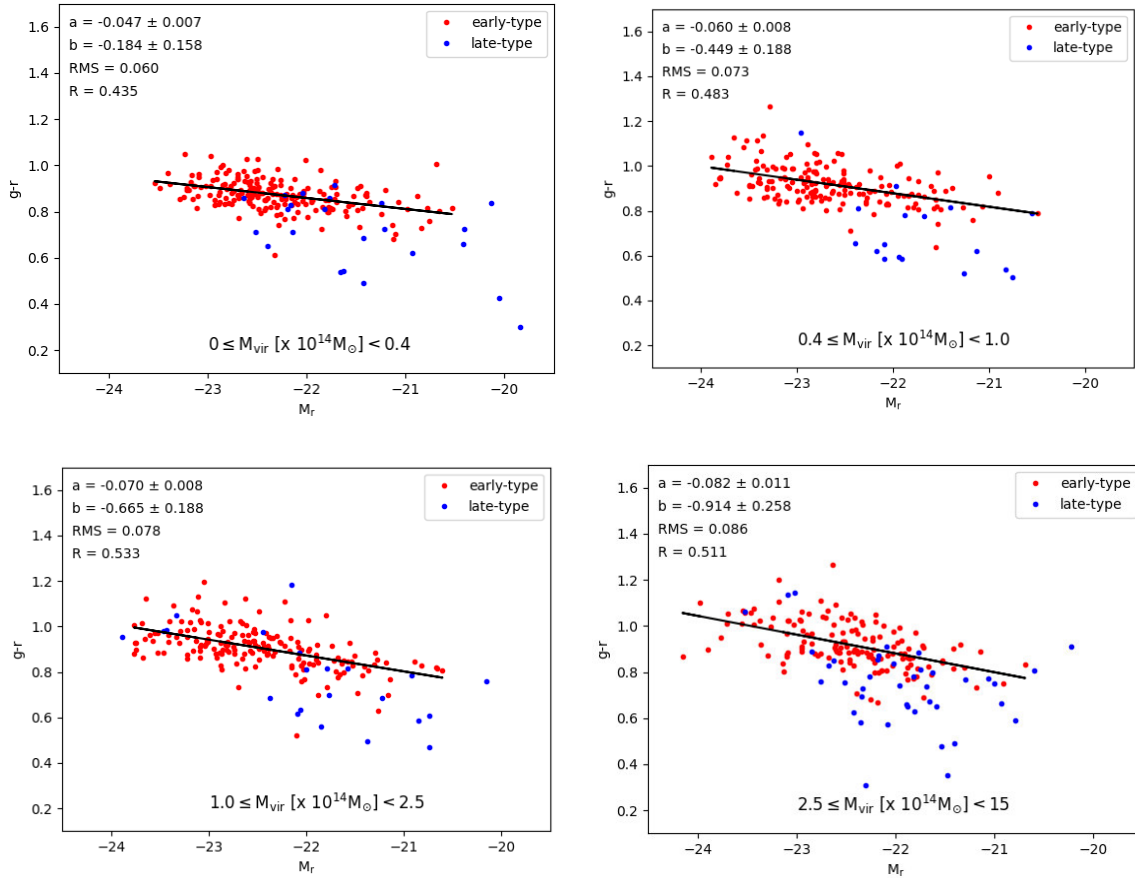


Fig. 3.8: Diagramas color-magnitud para diferentes intervalos de masas viriales de los sistemas. Cada diagrama tiene un ajuste por regresión lineal representado por la línea negra, y la información correspondiente a cada ajuste se muestra en la parte superior izquierda de cada diagrama.

se mantienen más o menos constantes en los primeros tres intervalos, y en el cuarto la proporción de galaxias *late* aumenta en un 10%. Este resultado es interesante, se esperaría más bien que para sistemas más masivos haya más galaxias CDGs *early-type*, al tratarse de ambientes más densos, o en el peor de los casos que la proporción de galaxias con distinta morfología se mantenga constante en todos los intervalos de masa virial. Este resultado podría explicarse por el hecho de que los sistemas más masivos han pasado por más eventos de fusión con grupos los cuales se espera que tengan más galaxias *late-type*. Sin embargo, si este fuera el caso, esperaríamos ver un incremento de la fracción de estas galaxias en cada intervalo de masa y no solo en el extremo más

masivo. Además, si bien los grupos pueden contener una fracción de galaxias *late-type* más alta, no se esperaría que alguna de ellas llegue a ser la CDG del cúmulo masivo al que se fusionó, dada toda la trayectoria y el tiempo que les tomaría llegar al centro del sistema sería raro que llegue aún siendo *late-type*. Entonces, este incremento de CDGs *late-type* creemos que puede estar relacionado con la estimación de la masa virial de los sistemas, debido a que en algunos casos el algoritmo tuvo un problema de fragmentación donde tomó varios grupos y formó uno solo, lo que resultó en una dispersión de velocidades alta y en una sobreestimación de masa para los sistemas, cuando en realidad se trataba de varios de baja masa que es más probable que tengan una CDG *late-type*. Esto puede explicar ese aumento de CDGs *late-type* en el intervalo más masivo. Algo que también se observa de estos diagramas es que, al ir incrementando la masa virial, los ajustes a las secuencias rojas también aumentan su pendiente en $\sim 7\%$, lo que indica que las CDGs de cúmulos más masivos son más rojas que las de los cúmulos de menor masa. Esto si es de acuerdo a lo esperado, al recordar que el número de galaxias *early-type* aumenta en los cúmulos más masivos al ser ambientes más densos.

Intervalo [Mpc]	No. CDGs	<i>Early</i>	<i>Late</i>	a	b	RMS	R
(0 - 1.0)	195	175 (90)	20 (10)	-0.044 ± 0.007	-0.122 ± 0.161	0.059	0.425
(1.0 - 1.4)	191	175 (92)	16 (8)	-0.058 ± 0.009	-0.405 ± 0.199	0.074	0.451
(1.4 - 1.9)	213	188 (88)	25 (12)	-0.071 ± 0.008	-0.692 ± 0.180	0.078	0.546
(1.9 - 4.0)	197	156 (79)	41 (21)	-0.083 ± 0.010	-0.937 ± 0.236	0.083	0.537
Total	796	694 (87)	102 (13)				

Tabla 3.8: Información general de los diagramas color-magnitud para diferentes intervalos de radios viriales de los sistemas. En la columna 1 se listan los cuatro intervalos en los que se dividió el radio virial. En la columna 2, está el número de CDGs en cada intervalo, en las columnas 3 y 4 el número de CDGs que son *early* y *late-type* para cada intervalo, respectivamente (los números en paréntesis son las mismas cantidades expresadas en porcentajes), en las columnas 5, 6, 7 y 8 contienen los parámetros de los ajustes realizados a la secuencia roja de cada diagrama.

De la misma forma, los radios de los sistemas fueron divididos en 4 intervalos y también se realizó un diagrama color magnitud para cada uno (Fig. 3.9). La información de estos diagramas se presenta en la Tabla 3.8. Se observan los mismos comportamientos que se encontraron en el caso de las masas viriales, lo que indica que el resultado es robusto.

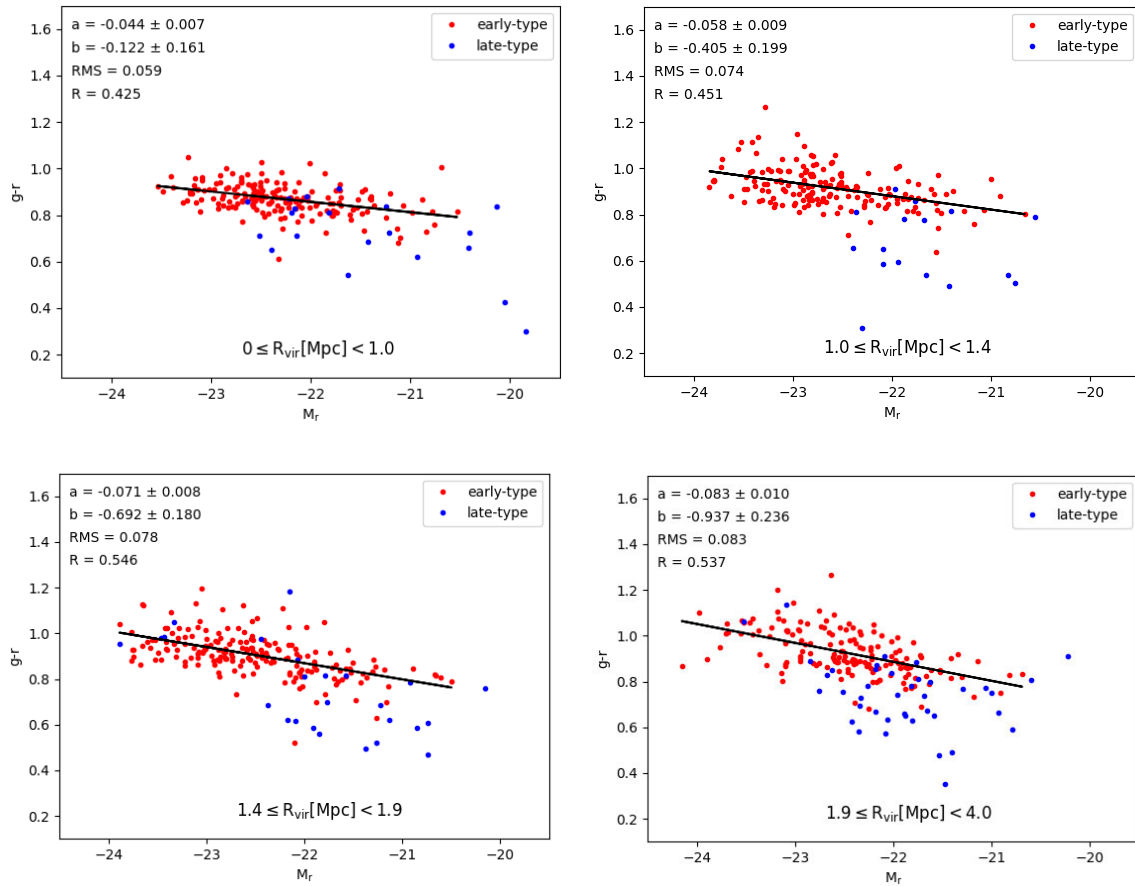


Fig. 3.9: Diagramas color-magnitud para diferentes intervalos de radios viriales de los sistemas. Cada diagrama tiene un ajuste por regresión lineal representado por la línea negra, y la información correspondiente a cada ajuste se muestra en la parte superior izquierda de cada diagrama.

3.3. Velocidades peculiares

Mediante la ec. 2.40 se calcularon las velocidades peculiares de los sistemas, pero se utilizaron los valores absolutos de estas velocidades. Sin embargo, para poder comparar la velocidad peculiar entre sistemas con diferentes riquezas debemos normalizarla. En este caso, se normaliza con respecto a la dispersión de velocidades del sistema σ_v , ya que un sistema rico tendrá una dispersión de velocidades más alta que un sistema pobre, entonces aunque las CDGs de los dos sistemas tengan la misma velocidad peculiar, para el caso del sistema rico puede que la velocidad sea relativamente pequeña y para

el sistema pobre sea alta. Por ejemplo, considerando un sistema rico con una dispersión de velocidad de 1000 km s^{-1} y un sistema pobre con una dispersión de 100 km s^{-1} y para ambos su CDG tiene una velocidad peculiar de 300 km s^{-1} . Para el sistema rico la velocidad peculiar de la CDG es baja y en consecuencia indica que el sistema está relajado, mientras que para el sistema pobre, la CDG tiene una velocidad peculiar alta y por lo tanto el sistema puede estar perturbado. Es así como se define la velocidad peculiar relativa, V_{rel} , que es la velocidad peculiar de la CDG dividida por la dispersión de velocidad de su sistema correspondiente $|V_{pec}/\sigma_v|$.

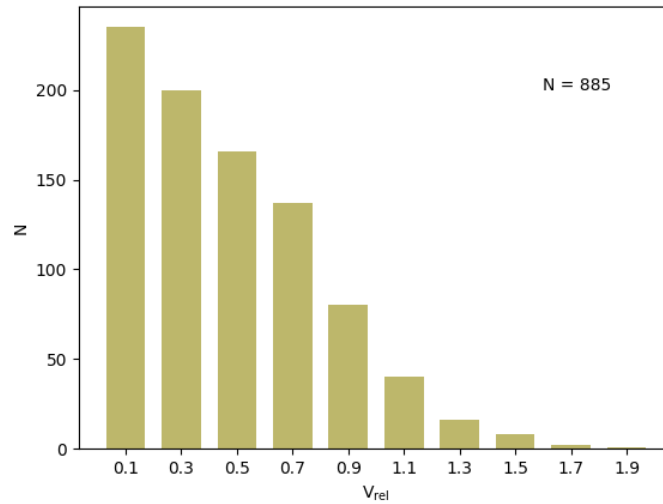


Fig. 3.10: Distribución de velocidades peculiares relativas de las CDGs.

	Todo	Early	Late
No. de CDGs	885	776	109
Mediana	0.41	0.40	0.47
Media	0.47	0.46	0.53
σ	0.34	0.34	0.35

Tabla 3.9: Se proporciona el número de CDGs en general y para cada tipo morfológico, además de la media, mediana y desviación estándar para sus distribuciones de velocidades peculiares relativas.

La distribución de las velocidades peculiares relativas está presentada en la Fig. 3.10 y

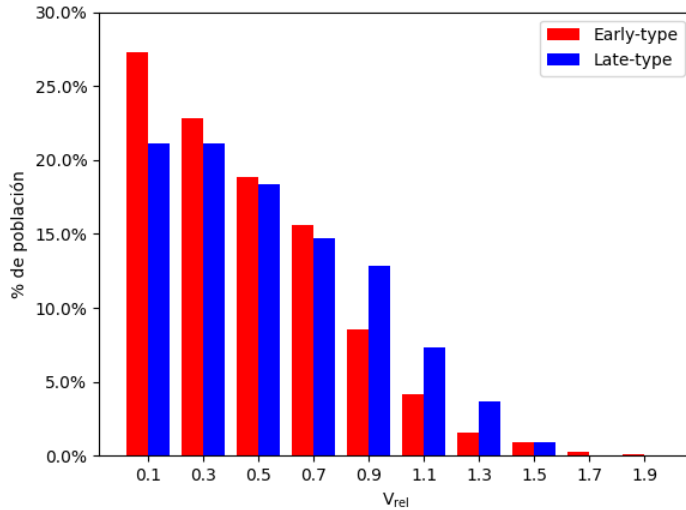


Fig. 3.11: Distribución de velocidades peculiares relativas por morfología.

la Fig. 3.11 muestra las velocidades peculiares relativas para los dos tipos morfológicos. Para 8 CDGs la velocidad peculiar relativa fue mayor a 2.0 por lo que fueron considerados como datos atípicos y fueron quitados de esta parte del análisis, y para otros 3 casos no se pudo calcular la velocidad relativa porque no teníamos información del *redshift* de la CDG. La información estadística de las Figuras 3.10 y 3.11 se encuentra en la Tabla 3.9. Basados en ésta, se observa que el 50% de las CDGs de la muestra tienen velocidades peculiares relativas menores a 0.41. Este resultado se compara con otros encontrados en la literatura: Coziol et al. (2009) encuentran una mediana de 0.32, Lauer et al. (2014) reportan un valor de 0.26, al igual que De Propris et al. (2021) y Lopes et al. (2018) obtienen 0.23. Comparando estos resultados, se concluye que nuestra muestra tiene CDGs con velocidades peculiares relativas altas y por lo tanto más sistemas perturbados, que no es algo malo, solo nos permite señalar que son muestras distintas. En principio, se creyó que esta diferencia estaba en que en nuestra muestra se están examinando sistemas de menor riqueza (84.4% de los sistemas de la muestra tienen menos de 50 miembros), y en los otros trabajos están considerando cúmulos ricos, pero solo es una posibilidad porque en realidad no se tienen pruebas de que la velocidad peculiar esté relacionada con la riqueza de los sistemas, de hecho los demás resultados van en contra de esta hipótesis.

En cuanto a los tipos morfológicos de las CDGs, la distribución indica que las gala-

xias *late-type* tienen velocidades peculiares relativas más altas que las *early-type*. Este resultado se explica por el hecho de que las galaxias *early-type* son más masivas que las *late-type*, y al ser más masivas es más difícil que por alguna fusión de grupos ellas adquieran velocidades peculiares muy altas.

Con el fin de analizar si la velocidad peculiar relativa de las CDGs tenía alguna relación primero con propiedades de las CDGs, como la masa o la luminosidad (que son equivalentes), se examinaron como cambian en función de V_{rel} (Fig. 3.12). Para ambas gráficas se hizo un ajuste por regresión lineal, pero el ajuste llega solo hasta el intervalo donde hay suficientes datos. Las dos relaciones encontradas deberían de coincidir porque se sabe que hay una relación lineal entre la masa y luminosidad, y así como se presentan las gráficas parece que sí son muy similares. De la primera se obtiene que las CDGs más masivas que se tratan de galaxias *early-type* tienen velocidades peculiares relativas menores. Esto tiene sentido, ya que al momento de una fusión entre el sistema y otros grupos es más difícil que la dinámica de la CDG se vea afectada si es muy masiva. La gráfica de magnitud absoluta, también indica que las CDGs más luminosas tienen velocidades peculiares relativas menores, entonces, esto sería una forma de confirmar la tendencia.

Para las propiedades de los sistemas como lo son las masas y radios viriales también se analizó si presentaban una relación con la velocidad peculiar relativa de sus CDGs. Las gráficas correspondientes a estas propiedades se presentan en la Fig. 3.13. Al igual que las gráficas en la Fig. 3.12 también se hizo un ajuste por regresión lineal, considerando solo aquellos intervalos donde había suficientes datos. Debido a que la masa virial tiene una relación con el radio virial, se espera que ambas propiedades compartan una relación similar con la velocidad peculiar relativa. Y efectivamente las relaciones que se encuentran son muy similares. La tendencia que se obtiene es que para sistemas más masivos (grandes) las velocidades peculiares relativas de sus CDGs son mayores. En la Tabla 3.10 se proporcionan los parámetros de los ajustes realizados a las gráficas de las Figuras 3.12 y 3.13. Esta tendencia ya se ha encontrado en otros trabajos, por ejemplo Martel et al. (2014) usando una simulación de N cuerpos encuentran que los cúmulos de baja masa tienen velocidades peculiares menores, lo que indica que tienen más probabilidades de estar en equilibrio que los cúmulos más masivos. Esto es debido a que los cúmulos más masivos tuvieron que sufrir más fusiones con otros sistemas para

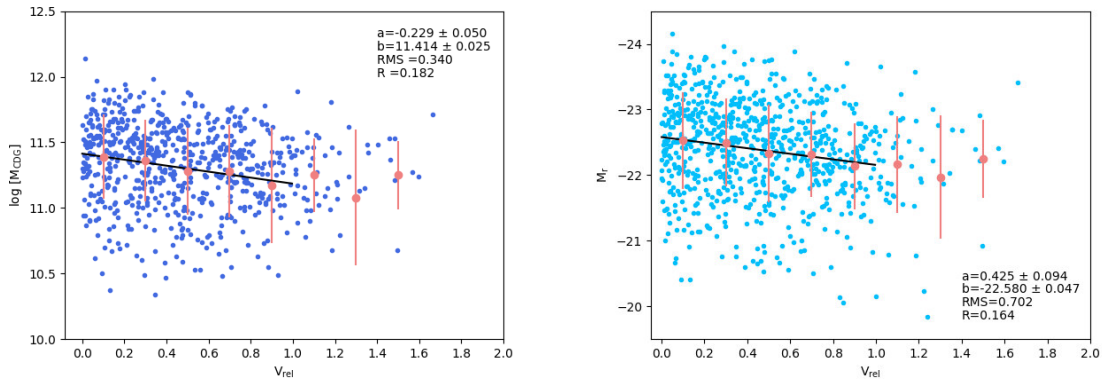


Fig. 3.12: Izquierda: masas de las CDGs en función de la velocidad peculiar relativa. Derecha: magnitud absoluta de las CDGs (filtro r) como función de la velocidad peculiar relativa. Ambas gráficas fueron ajustadas por regresión lineal, los parámetros correspondientes a los ajustes están en las gráficas. Las líneas verticales corresponden al error estándar en cada bin.

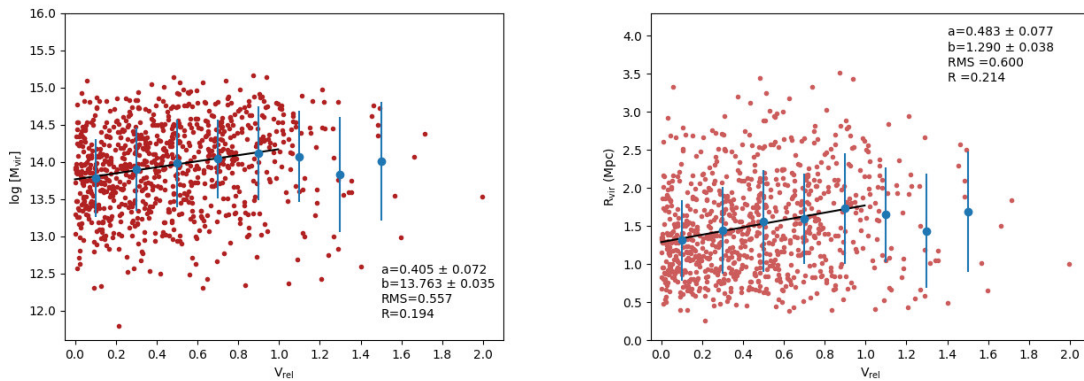


Fig. 3.13: Izquierda: masas viriales de los sistemas en función de la velocidad peculiar relativa de su CDG. Derecha: radios viriales de los sistemas versus la velocidad peculiar relativa de su CDG. Ambas gráficas fueron ajustadas por regresión lineal, los parámetros correspondientes a los ajustes están en las gráficas. Las líneas verticales corresponden al error estándar en cada bin.

llegar a la masa que tienen. Estas fusiones pueden afectar la dinámica de la CDG, y al estar en un nuevo sistema formado, le tomará tiempo que su velocidad se estabilice. Los sistemas menos masivos por otro lado, no han sufrido tantos eventos de fusión que los perturbe y al ser más pequeños, les toma menos tiempo lograr el equilibrio y que por lo tanto su CDG tenga velocidades peculiares menores.

	a	b	RMS	R
Masa de CDGs	-0.229 ± 0.050	11.414 ± 0.025	0.340	0.182
Magnitud absoluta	0.425 ± 0.094	-22.580 ± 0.047	0.702	0.164
Masa virial	0.405 ± 0.072	13.763 ± 0.035	0.557	0.194
Radio virial	0.483 ± 0.077	1.290 ± 0.038	0.600	0.214

Tabla 3.10: Se muestran los parámetros de los ajustes lineales realizados a las gráficas de las Figuras 3.12 y 3.13.

Para separar los sistemas relajados y perturbados a partir de la velocidad peculiar relativa de su CDGs, se consideró que un buen corte sería de 0.3, de modo que aquellos sistemas con una velocidad peculiar relativa por debajo de este valor serían considerados como sistemas relajados, y aquellos que lo superen serían sistemas perturbados. La elección de ese valor de corte solo se basó en los valores medianos que se han encontrado en la literatura que como se mencionó rondan entre 0.3. El número de sistemas relajados resultante fue de 337 (38%), mientras que 548 (62%) son sistemas considerados perturbados.

En Lavoie et al. (2016) revisan la relación entre la masa de las BCGs y la masa de sus sistemas, dividiendo los datos en dos grupos: sistemas relajados y perturbados. El método que ellos utilizan para conocer el estado de relajación del sistema es mediante *offsets* del pico de emisión en rayos X. Las relaciones que ellos obtienen se muestran en la Fig. 3.14, los ajustes lineales pueden representarse por la ecuación $\log(M_{BCG}) = a \log(M_{sis}) + b$, donde los sistemas relajados tienen $a_1 = 1.03$ y $b_1 = 1.97$, y los sistemas perturbados $a_2 = 0.46$ y $b_2 = 8.88$.

El proceso que Lavoie et al. sugieren que está dando origen a estas relaciones se explica mediante la Fig. 3.15. Inicialmente el cúmulo se encuentra relajado y la masa de la BCG

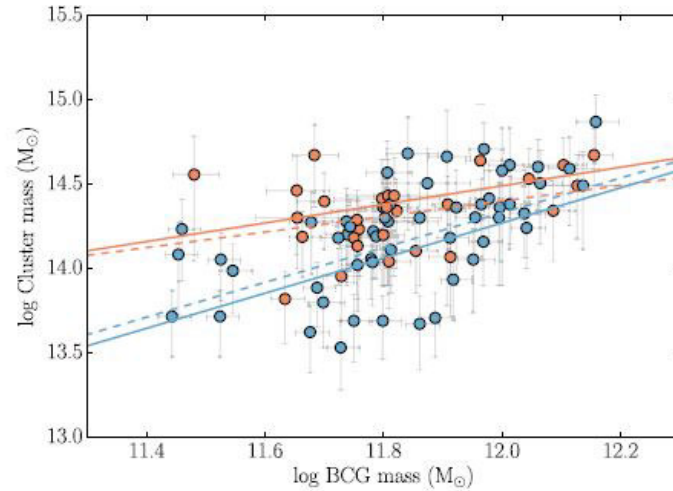


Fig. 3.14: Masas de sistemas versus masas de CDGs (Lavoie et al. 2016). Los puntos azules son las CDGs en sistemas relajados y los rojos son aquellas en sistemas perturbados. Las líneas discontinuas indican el resultado de un ajuste lineal, donde su color corresponde al de los datos que ajustan. Las líneas sólidas resultan de un ajuste pesado por un parámetro que mide la razón de brillo superficial en distintos radios.

y del sistema es tal que se encuentran en el punto **A**. En algún momento ocurre un evento de fusión con otro sistema y la masa del cúmulo aumenta, la BCG se desplaza de su posición que era el centro del potencial pero no cambia su masa. Así, el sistema está perturbado y su masa es tal que ahora está en el punto **B**. A medida que el sistema comienza a relajarse, la BCG y otras galaxias migran al centro del pozo potencial a través de fricción dinámica y se fusionan, de modo que la BCG aumenta su masa, llegando así al punto **C**.

Con el propósito de analizar si con nuestra muestra de CDGs se verificaba la misma tendencia encontrada por Lavoie et al. se diseñó la misma gráfica, la cuál se muestra en la Fig 3.16. Se obtuvo que las CDGs más luminosas/masivas se encuentran en sistemas más masivos, independientemente si estos están relajados o perturbados. Esta relación ya ha sido encontrada en otros estudios (Zhao et al. 2015a; Lin & Mohr 2004; Whiley et al. 2008; Bellstedt et al. 2016). Comparando las relaciones obtenidas a partir del ajuste lineal con los descritos en Lavoie et al. (2016), se concluye que si bien hay una tendencia clara de que los sistemas de menor masa sean sistemas más relajados, y los de mayor masa menos relajados, la tendencia que encuentran ellos de que ambas curvas se

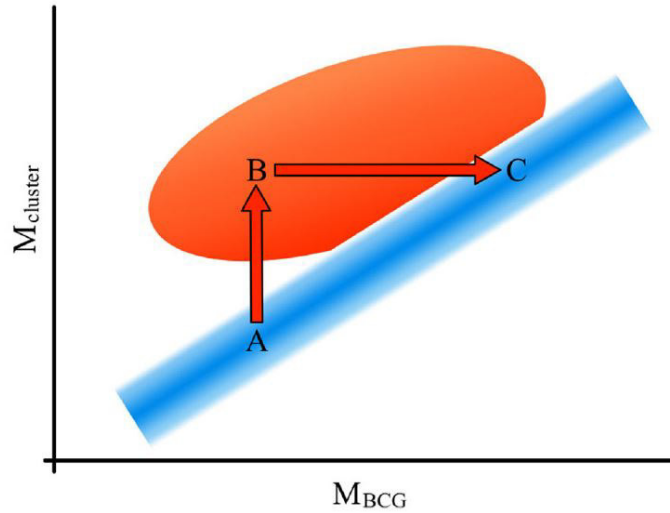


Fig. 3.15: Esquema del crecimiento de masa a través de una fusión entre sistemas (Lavoie et al. 2016). La región azul representa la relación correspondiente a los cúmulos relajados y la roja a los perturbados.

cruzan en mayores masas de BCGs no se cumple aquí. Hay varios factores que pueden contribuir a que no se haya obtenido la misma tendencia:

- Las BCGs de Lavoie et al. se encuentran en cúmulos ricos, que tienen emisión en rayos X, mientras que nuestra muestra es de sistemas con riquezas menores y la mayoría de ellos no tienen emisión en rayos X.
- La muestra de Lavoie et al. comprende *redshifts* más altos ($z \lesssim 1$).
- El método que ellos usan para clasificar a los sistemas como relajados o perturbados es mediante *offsets* del pico de emisión en rayos X, mientras que para nuestra muestra se usaron velocidades peculiares, algo que tal vez no sea equivalente. Suponiendo que las CDGs sean desplazadas del centro debido a una fusión, se espera que estos desplazamientos del centro del pozo potencial también estén asociados a velocidades peculiares grandes. Sin embargo, De Propriis et al. (2021) comparan las velocidades peculiares con *offsets* del pico de emisión de rayos X para 52 BCGs y no encuentran una correlación. Este resultado es comprensible, ya que si bien tanto un *offset* del centro del sistema grande y una velocidad peculiar alta indican que el sistema no está relajado, no necesariamente están correlacionados. Por ejemplo, la CDG puede verse cerca del pico de emisión de rayos X por un efecto de proyección, pero en la componente radial puede que su velocidad peculiar sea

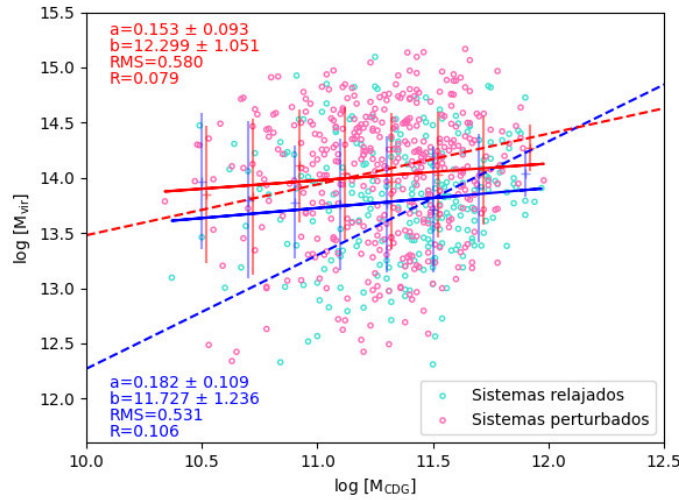


Fig. 3.16: Masas de sistemas versus masas de CDGs. Los círculos azules son las CDGs en sistemas relajados y su ajuste está representado por la línea azul, los rosas son las CDGs en sistemas perturbados y su ajuste lineal está representado por la línea roja. Los parámetros de cada ajuste se muestran en el mismo color de su respectiva línea de ajuste. Las líneas verticales están asociadas al error estándar de los datos en cada intervalo con un ancho de 0.2. Las líneas discontinuas son los ajustes lineales de Lavoie et al., donde la línea roja corresponde a sistemas perturbados y la azul a los relajados.

alta, de forma que dependiendo del método usado se pueden obtener estados de relajación distintos. Martel et al. (2014) argumentan que las velocidades peculiares son una medida más precisa para conocer las desviaciones de las CDGs del centro de su sistema que los *offsets* del centroide de los cúmulos en la posición proyectada en el cielo, según sus resultados.

- Su muestra es mucho más pequeña.
- Nuestra muestra comprende tanto sistemas como CDGs con menores masas.

Debido a estas diferencias, puede ser que las muestras ni siquiera sean comparables y que por esa razón no se haya encontrado exactamente la misma tendencia.

Resumiendo e incorporando todos los resultados obtenidos hasta ahora del análisis de las velocidades peculiares relativas de las CDGs: las velocidades peculiares mostraron una distribución que ya había sido observada en otros trabajos, donde la mayoría de

los sistemas tienen velocidades peculiares pequeñas, pero hay un número significativo de sistemas con velocidades peculiares grandes (*e.g.*, Malumuth 1992; Bird 1994; Coziol et al. 2009). La distribución tuvo una mediana de 0.41, que es más grande comparada con la encontrada en otros trabajos (*e.g.*, Lauer et al. 2014; Lopes et al. 2018; De Propriis et al. 2021), esto se tradujo en un principio a que nuestra muestra tenía más sistemas perturbados (mayores velocidades peculiares) debido a que se consideraron sistemas con riquezas menores. Sin embargo, del análisis de las velocidades peculiares con respecto a la masa y tamaño de los sistemas se obtuvo que los más masivos/grandes tienen velocidades peculiares mayores. Además, los resultados de Lavoie et al. y los nuestros indican que los sistemas más masivos están más perturbados. Estos resultados son consistentes ya que los sistemas más masivos han experimentado más fusiones y por lo tanto deberían estar más perturbados. Que si bien que la CDG adquiera una velocidad peculiar alta no depende solo de las fusiones que su sistema experimente sino también de su masa, dado que se encontró que las CDGs más masivas tienen velocidades peculiares menores, parece ser que las fusiones tienen un impacto más importante. Un estudio de Lin & Mohr (2004) encontró que la luz de las CDGs aporta una fracción importante a la luz total de los cúmulos, sin embargo, a medida que los cúmulos aumentan su masa a través de fusiones, la fracción de luz perteneciente a las CDGs no aumenta en la misma proporción. Esto indica que el crecimiento de las CDGs es más lento que el crecimiento del cúmulo por acreción de grupos de galaxias.

Es así como se llega a la conclusión de que la mediana relativamente alta obtenida de la distribución de velocidades peculiares no es debida a que estamos considerando sistemas con menor riqueza. Entonces, se hicieron varias pruebas intentado dar respuesta a porque se había encontrado una mediana tan alta comparada con la que se reporta en varios trabajos en la literatura. Para esto, ya que se había hecho un *match* con los catálogos de Coziol et al. (2009) y Lauer et al. (2014), se aprovecho esta información para comparar solo los sistemas que tenían coincidencia y que tuvieran información de su velocidad peculiar. Para Coziol et al. se obtuvieron 26 coincidencias, la mediana que se obtuvo para esos sistemas con su información de velocidades peculiares fue de 0.25 y la obtenida a partir de nuestra muestra fue de 0.23. Por otro lado, para Lauer et al. se obtuvieron 39 coincidencias, su mediana para estos sistemas fue de 0.24 que coincide también con la obtenida de nuestra muestra. Es importante mencionar que, aunque dichos catálogos cubren todo el cielo, el número de galaxias para las que se

tiene información de la velocidad peculiar para Coziol et al. es de 452, mientras que para Lauer et al. es de 178, ambas cantidades son menores a la muestra que nosotros usamos. En base a esto, se cree que las razones por las cuáles se obtuvo una mediana tan alta comparada con otros trabajos es debido a que utilizamos la información de más sistemas para calcularla, además de que las otras muestras pueden tener algún tipo de sesgo por ejemplo al contener preferencialmente CDGs tipo cD que siendo más masivas poseen ya velocidades peculiares menores o que debido a como se seleccionaron sus sistemas hayan escogido sistemas más relajados. En este sentido, se considera que nuestra muestra es más general que otros catálogos en la literatura y los resultados son posiblemente más cercanos a la realidad.

3.4. Offsets

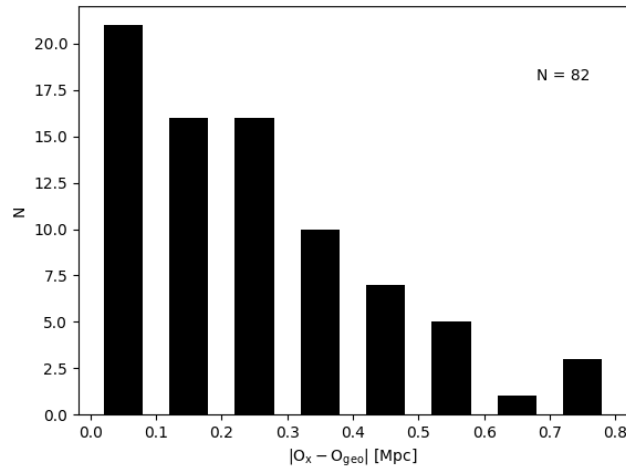


Fig. 3.17: Distribución de las diferencias entre el *offset* del centro geométrico (O_{geo}) y el *offset* del pico de emisión de rayos X (O_X) para los 82 sistemas en común con Piffaretti et al. (2011).

Anteriormente se mencionó que SB20 proporciona las coordenadas del centro geométrico de cada sistema, con estas, y las coordenadas de las CDGs se puede obtener el *offset* del centro geométrico, y así usarlo para estudiar el estado dinámico de los sistemas, es decir, como un equivalente del *offset* del pico de emisión de rayos X. Sin embargo, es de esperarse que no sean semejantes, ya que es difícil que el pico de emisión cambie de

posición, puede que la intensidad en rayos X emitida en el pico tenga distintos valores para diferentes instrumentos de detección, pero el pico seguirá estando en la misma posición. En cambio, para el centro geométrico no se puede decir lo mismo. La posición del centro geométrico se determina a partir de un promedio de las coordenadas de los miembros del sistema, entonces es más susceptible a cambiar, sobre todo porque el SDSS no observa a todas las galaxias de los sistemas. De acuerdo a Yoon et al. (2008) el problema de colisión de fibras del SDSS a veces da como resultado que los datos espectroscópicos estén incompletos $\sim 35\%$ o incluso más, ya para cúmulos con $z \leq 0.1$, y aún mayor para cúmulos más distantes. En consecuencia se pierde la información de esas galaxias y por supuesto que el centro geométrico resulta afectado. Sin embargo, no se puede saber en qué cantidad se ve afectado, hasta no hacer los cálculos.

Se obtuvieron los *offsets* del centro geométrico de los sistemas, la forma en la que fueron calculados se describe en la Subsección 2.4.2. Con el objetivo de conocer cuáles de estos sistemas tenían emisión en rayos X, se hizo un *match* con Piffaretti et al. (2011). En su catálogo proporcionan las coordenadas del centro de los sistemas determinadas a partir de los datos de rayos X. Entonces, para aquellos sistemas que tuvieron coincidencia, que fueron 82, también fue calculado el *offset* del pico de emisión de rayos X. Posteriormente, fueron comparados ambos valores de los *offsets*, en la Fig. 3.17 se muestra la distribución de sus diferencias.

Lo ideal sería que las diferencias entre ambos tipos de *offsets* fueran pequeñas, pero los resultados demuestran que esto no es así, existe una gran cantidad de sistemas cuya diferencia es de cientos de kpc, y aunque solo se está probando con una pequeña submuestra, es probable que el resto presente el mismo comportamiento. Si bien, probablemente el mejor indicador del centro de los sistemas es el pico de emisión de rayos X, no significa que el centro geométrico no se pueda usar, solo que este indicador si es más susceptible a las limitaciones del muestreo. Por ahora, para nuestra muestra no fue posible usar el *offset* del centro geométrico para estudiar el estado dinámico de los sistemas, pero en un futuro cuando hayamos podido solucionar los problemas que tuvo el algoritmo de SB20 en identificar los sistemas y después de hacer algunas pruebas es posible que podamos retomar el uso de este indicador.

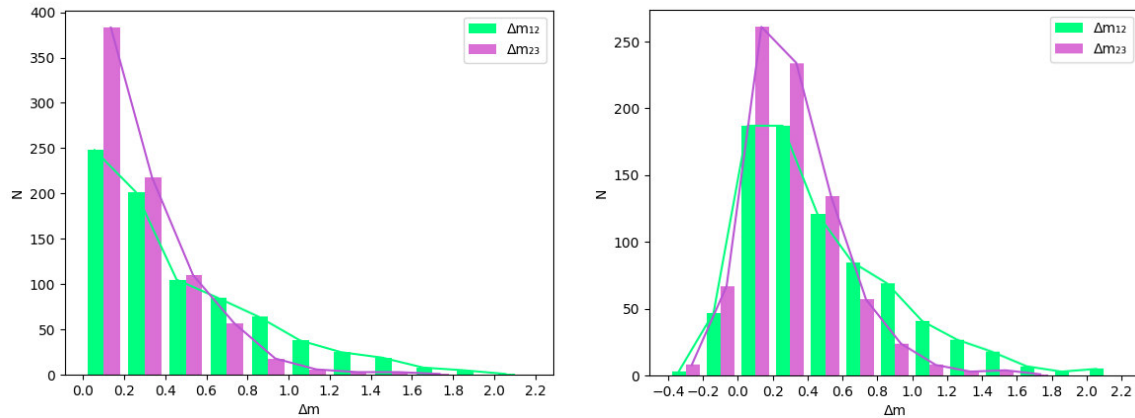


Fig. 3.18: Distribuciones de gaps de magnitud Δm_{12} y Δm_{23} . Izquierda: *gaps* en el filtro *r*. Derecha: *gaps* en el filtro *z*. Las líneas unen los puntos medios de cada barra de su respectivo color.

3.5. Gaps de magnitud

Se identificaron la segunda y tercera galaxia más brillante (la CDG se tomó como la galaxia más brillante) de cada sistema en el filtro *r*. Con la información de sus magnitudes absolutas se calculó la diferencia de magnitud entre la CDG y BCG2 (Δm_{12}); así como el *gap* entre BCG2 y BCG3 (Δm_{23}). Las distribuciones de ambos *gaps* para los filtros *r* y *z* se muestran en la Fig. 3.18.

Como se observa para el filtro *r* una gran parte de las CDGs de la muestra aún no han canibalizado a las otras galaxias del sistema, es decir, Δm_{12} es pequeño. En el caso de Δm_{23} es mucho más evidente que el número de sistemas con Δm_{23} pequeño es mayor que el obtenido para Δm_{12} . Esto es de esperarse, ya que es más fácil que una galaxia posea un brillo parecido al de la BCG2 que al de la CDG. En el caso del filtro *z*, el comportamiento es muy parecido a partir del punto cero, pero hay un detalle, y es que en este caso aparecen algunos *gaps* negativos. Debido a que la CDG, BCG2 y BCG3 se definieron como las más luminosas de su sistema en el filtro *r* y no necesariamente esas galaxias ocupan el mismo lugar en luminosidad en el filtro *z*, algunos *gaps* resultan negativos para el filtro *z*. La media, mediana y desviación estándar de los *gaps* se muestran en la Tabla 3.11. No fue posible calcular el *gap* para los 896 sistemas de la muestra porque como se vio en la sección 2.1 hay CDGs que el SDSS no observó, además de

otras que resultaron con una magnitud subestimada –etiquetas 6 y 4, respectivamente–, entonces estas fueron excluidas de este análisis.

	$\Delta m_{12}(r)$	$\Delta m_{12}(z)$	$\Delta m_{23}(r)$	$\Delta m_{23}(z)$
Número de sistemas	800	800	799	801
Media	0.47	0.48	0.28	0.29
Mediana	0.34	0.36	0.21	0.24
σ	0.41	0.42	0.25	0.28

Tabla 3.11: *Gaps* de los sistemas. Se muestran el número de sistemas para los que fue calculado cada *gap*, así como su media, mediana y desviación estándar. En la parte superior de la tabla se muestran los *gaps* donde la letra en paréntesis indica el filtro en el que fue calculado.

Se dividen los sistemas entre aquellos que tengan $\Delta m > 0.5$ y $\Delta m < 0.5$, de este modo se tienen cuatro posibles resultados:

- $\Delta m_{12} > 0.5, \Delta m_{23} < 0.5$

Los sistemas que presentan estas características son sistemas donde la CDG ya canibalizó a otras galaxias y es mucho más brillante que la BCG2 y la BCG3, de manera que se tratan de sistemas con CDGs más evolucionadas.

- $\Delta m_{12} > 0.5, \Delta m_{23} > 0.5$

En este caso ambos *gaps* son muy grandes, esto podría deberse a que la BCG2 es una galaxia muy brillante que ha llegado recientemente al sistema, cuya CDG ya estaba evolucionada.

- $\Delta m_{12} < 0.5, \Delta m_{23} < 0.5$

Como los *gaps* son pequeños en ambos casos, esto indica que la CDG no ha canibalizado a sus compañeras, de modo que las galaxias poseen brillos similares y en ocasiones no es fácil saber cuál es la CDG.

- $\Delta m_{12} < 0.5, \Delta m_{23} > 0.5$

Δm_{12} es pequeño, pero Δm_{23} no, lo que se traduce a que el sistema tiene dos galaxias dominantes.

Tipos	No. Sistemas	Media	Mediana	σ
$\Delta m_{12} > 0.5, \Delta m_{23} < 0.5$	246	0.95 0.20	0.87 0.18	0.37 0.14
$\Delta m_{12} > 0.5, \Delta m_{23} > 0.5$	48	0.87 0.70	0.81 0.65	0.27 0.21
$\Delta m_{12} < 0.5, \Delta m_{23} < 0.5$	424	0.22 0.19	0.21 0.16	0.14 0.14
$\Delta m_{12} < 0.5, \Delta m_{23} > 0.5$	84	0.19 0.74	0.18 0.67	0.13 0.22

Tabla 3.12: Tipos de sistemas de acuerdo al valor de sus *gaps*. En la columna 1 se listan los cuatro tipos de sistemas en los que dividimos la muestra de acuerdo a los *gaps*, en la 2 está el número de sistemas en cada tipo. En las columnas 3, 4 y 5 se muestran la media, mediana y desviación estándar, respectivamente. En estas columnas hay dos números separados por una barra. El primer número se refiere a los parámetros correspondientes a Δm_{12} y el segundo a los valores calculados para Δm_{23} .

En la Tabla 3.12 se proporciona información de cada tipo (solo para el filtro r). De ahí se observa que, aunque en algunos casos las condiciones son las mismas (por ejemplo $\Delta m_{12} > 0.5, \Delta m_{23} > 0.5$), los parámetros estadísticos son menores en el caso de Δm_{23} . Lo anterior se explica con la distribución (Fig. 3.18) donde se ve que para Δm_{23} , el número de sistemas con una diferencia pequeña es mayor que para Δm_{12} . En la Fig. 3.19 se muestra un ejemplo de cada tipo de sistema considerando el valor de sus *gaps*.

	a	b	RMS	R
Masa de CDGs (Δm_{12})	0.324 ± 0.032	11.194 ± 0.018	0.282	0.379
Masa de CDGs (Δm_{23})	0.071 ± 0.062	11.305 ± 0.020	0.308	0.045
Magnitud absoluta (Δm_{12})	-0.862 ± 0.058	-22.075 ± 0.034	0.609	0.468
Magnitud absoluta (Δm_{23})	-0.182 ± 0.114	-22.382 ± 0.039	0.720	0.055
Masa virial (Δm_{12})	-0.330 ± 0.054	14.053 ± 0.032	0.565	0.214
Masa virial (Δm_{23})	-0.283 ± 0.091	13.999 ± 0.032	0.579	0.105
Radio virial (Δm_{12})	-0.354 ± 0.057	1.621 ± 0.033	0.594	0.217
Radio virial (Δm_{23})	-0.277 ± 0.098	1.559 ± 0.034	0.619	0.095

Tabla 3.13: Se muestran los parámetros de los ajustes lineales realizados a las gráficas de las Figuras 3.20 y 3.21.

En la literatura se suele dividir los sistemas relajados y perturbados por el valor $\Delta m_{12} = 1$ (*e.g.* Lopes et al. 2018), pero en nuestro caso hay muy pocos sistemas con

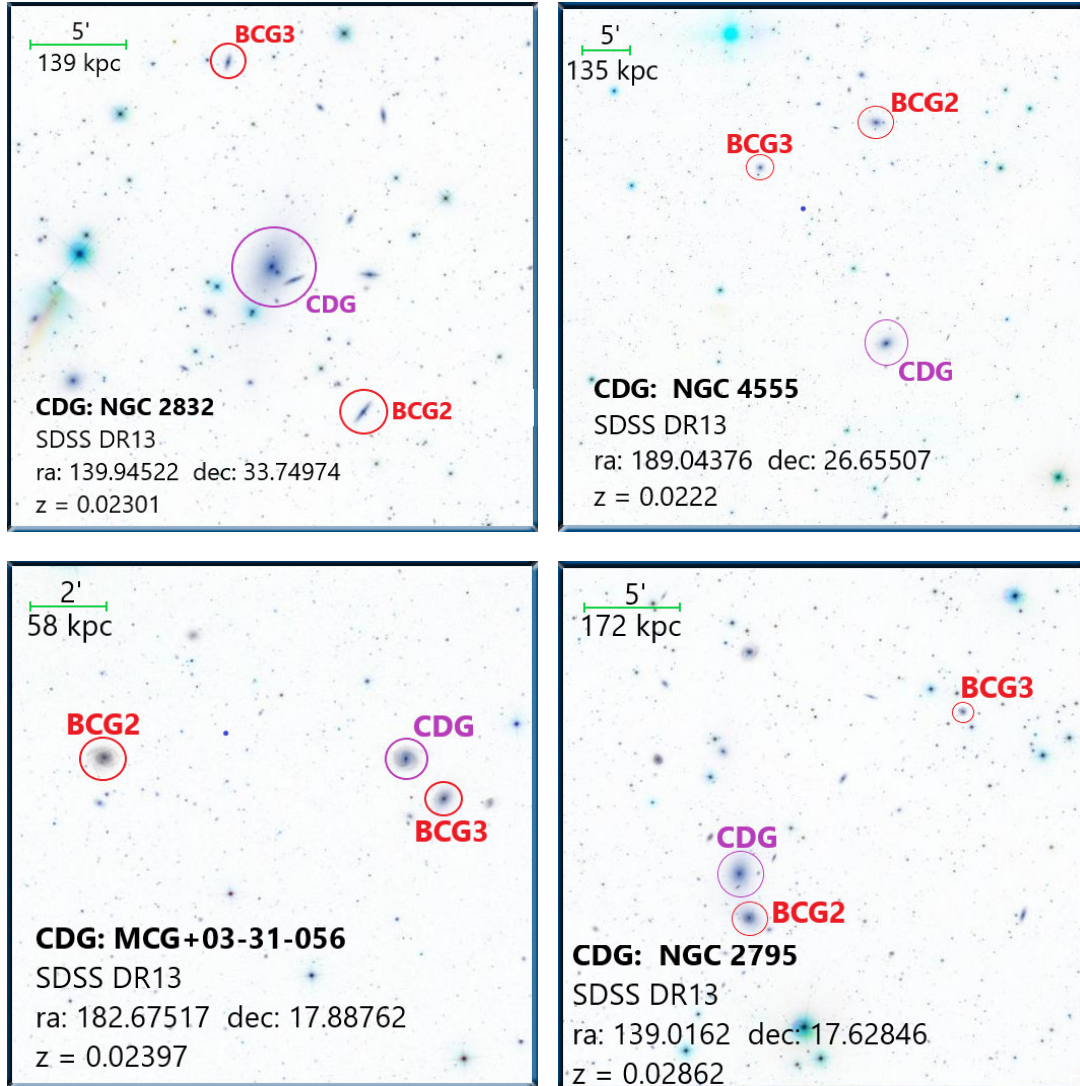


Fig. 3.19: Tipos sistemas de acuerdo al valor de sus *gaps*. Parte superior izquierda: primer tipo ($\Delta m_{12} > 0.5$, $\Delta m_{23} < 0.5$). Parte superior derecha: segundo tipo ($\Delta m_{12} > 0.5$, $\Delta m_{23} > 0.5$). Parte inferior izquierda: tercer tipo ($\Delta m_{12} < 0.5$, $\Delta m_{23} < 0.5$). Parte inferior derecha: cuarto tipo ($\Delta m_{12} < 0.5$, $\Delta m_{23} > 0.5$). Las imágenes fueron tomadas de <http://cas.sdss.org/dr13/en/tools/chart/navi.aspx>, y son imágenes compuestas de los filtros del SDSS con los colores invertidos.

$\Delta m_{12} > 1$, por eso decidimos buscar por otro valor. Se decidió usar el valor 0.5 para dividir los sistemas a partir de una revisión de imágenes de algunos de ellos. Se observó que aproximadamente este valor de *gap* marcaba la diferencia entre aquellos sistemas

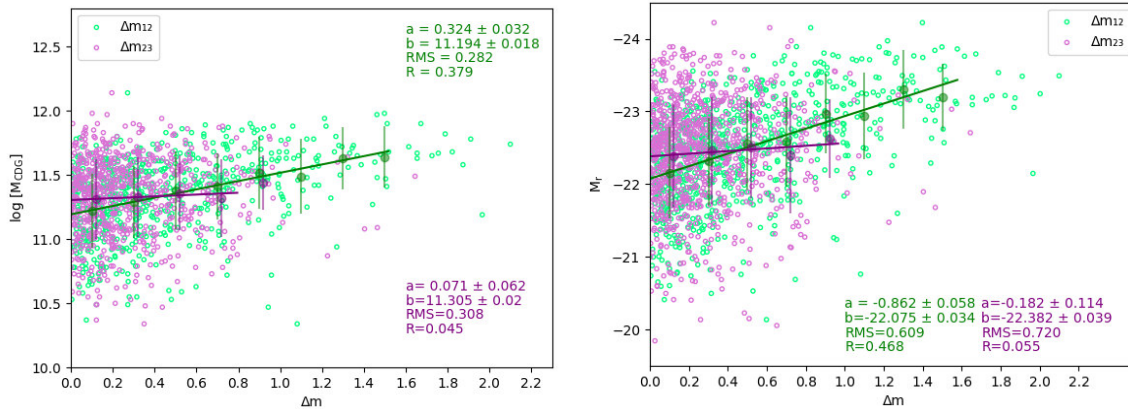


Fig. 3.20: Izquierda: Masas de las CDGs en función de Δm_{12} y Δm_{23} . Derecha: magnitud absoluta de las CDGs (filtro r) como función de Δm_{12} y Δm_{23} . Ambas gráficas fueron ajustadas por regresión lineal, y los parámetros correspondientes a los ajustes están en las gráficas. Las líneas verticales corresponden al error estándar en cada bin.

en los que era fácil distinguir la CDG en luminosidad con respecto a la BCG2 y BCG3, es decir, en aquellos sistemas con $\Delta m_{12} > 0.5$ se podía ver claramente la dominancia en brillo de la CDG respecto a sus compañeras más brillantes, por otro lado aquellos sistemas con $\Delta m_{12} < 0.5$ el brillo de la CDG ya no era muy distinto al de sus compañeras. Raouf et al. (2019) para definir los grupos perturbados utilizan $\Delta m_{12} \leq 0.5$ en la banda r y fuera de un radio de 70 kpc centrado en el centroide de luminosidad. También hicimos pruebas con valores más altos que este valor límite ($\Delta m_{12} = 0.6$, y 0.7) y no se obtuvieron resultados significativamente diferentes.

Al igual que con la velocidad peculiar, también se analizó la relación de los *gaps* ($\Delta m_{12}, \Delta m_{23}$) con las masas y luminosidades de las CDGs (Fig. 3.20), y con las masas y radios viriales (Fig. 3.21). Se hizo un ajuste lineal para cada gráfica, cuyos parámetros se reportan en la Tabla 3.13. Existe una clara tendencia en las dos gráficas de la Fig. 3.20, donde las CDGs más luminosas y masivas están en sistemas con Δm_{12} grandes. Este comportamiento se debe a que la CDG a medida que va canibalizando a sus compañeras, va creciendo en masa y luminosidad, por lo tanto el *gap* entre ella y las demás galaxias también va creciendo. Ahora, en el caso de Δm_{23} parece que no presenta ninguna relación con las masas o luminosidades de las CDGs. Esto tiene sentido dado que el crecimiento de la galaxia dominante no tendría por qué estar relacionado con el

crecimiento de sus compañeras segunda y tercera más brillantes.

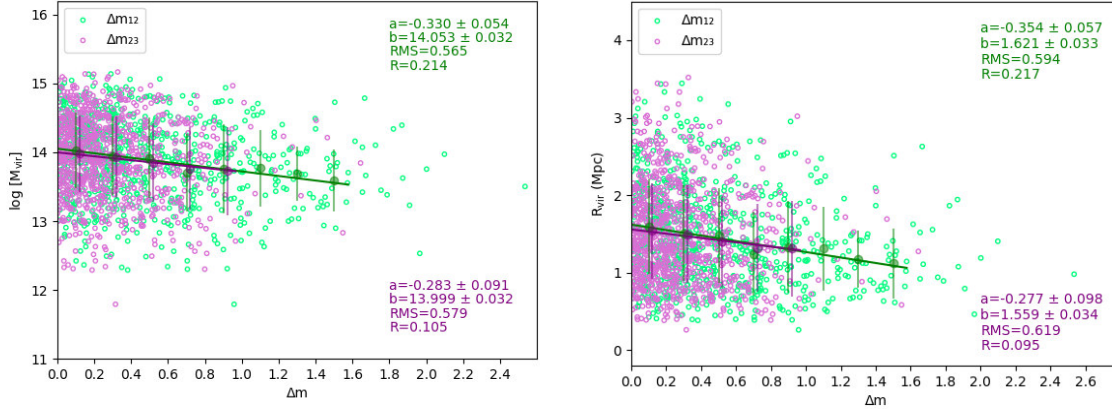


Fig. 3.21: Izquierda: masas viriales de los sistemas en función de Δm_{12} y Δm_{23} . Derecha: radios viriales de los sistemas como función de Δm_{12} y Δm_{23} . Ambas gráficas fueron ajustadas por regresión lineal, y los parámetros correspondientes a los ajustes están en las gráficas. Las líneas verticales corresponden al error estándar en cada bin.

Para el caso de las masas y radios viriales de los sistemas (Fig. 3.21), se observa que los sistemas más grandes y masivos tienen *gaps* menores. Esta tendencia se observa tanto para Δm_{12} como para Δm_{23} , de hecho el ajuste para ambos es bastante similar, pero es cierto que, para Δm_{23} la tendencia es menos clara. Esto puede estar relacionado con que los sistemas más masivos debieron de sufrir más eventos de fusión con grupos hasta llegar la masa que tienen ahora. Dentro de esos grupos probablemente ya existían galaxias pre-gigantes, de modo que el sistema formado tendrá varias de estas galaxias y en consecuencia las diferencias de luminosidades entre ellas son menores, sin importar entre qué galaxias se esté calculando este último.

Hasta ahora se ha visto que las relaciones entre las propiedades de las CDGs y sus sistemas coinciden hasta cierto punto con lo que se había encontrado examinando las velocidades peculiares relativas. Pero, es necesario analizar si realmente existe una relación entre las velocidades peculiares y el *gap*; en la Fig. 3.22 se muestra la velocidad peculiar relativa como función de Δm_{12} y Δm_{23} . Como se observa, los sistemas cuyas CDGs tienen velocidades peculiares altas presentan *gaps* pequeños. Esta misma tendencia también fue encontrada por Lauer et al. (2014) para Δm_{12} , aunque ellos no la

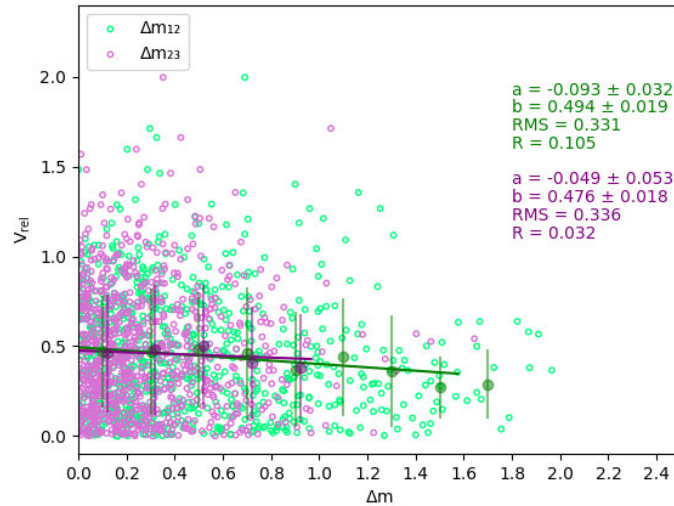


Fig. 3.22: Velocidad peculiar relativa en función del *gap*. Los datos fueron ajustados por regresión lineal: Δm_{12} (línea sólida verde), Δm_{23} (línea sólida morada). Los parámetros de cada ajuste se muestran del mismo color que su correspondiente línea de ajuste. Las líneas verticales están asociadas al error estándar de los datos en cada bin.

cuantificaron. Sin embargo, las relaciones son débiles, y aunque es similar para ambos *gaps*, para Δm_{23} es menos clara. Esto indica, en cierta medida, que hay una relación entre la V_{rel} y el *gap*. Sin embargo, ya que la tendencia es débil, es posible que no se trate de una relación directa entre la velocidad peculiar relativa y el *gap*. Por un lado el *gap* de magnitud proporciona información sobre la evolución de la CDG al fusionarse con sus compañeras (ya sea en un ambiente grupal o al momento de llegar al cúmulo, aunque en este último el proceso sería menos eficiente) y por otro, la velocidad peculiar está relacionada con las fusiones entre el sistema con otros, de forma que la dinámica del sistema y la CDG resulte perturbada o en caso de que esta última provenga de otro sistema que se fusionó y que aún no haya pasado el tiempo suficiente para que se relaje dinámicamente y se establezca en su nuevo sistema anfitrión. Entonces, ya que se tratan de procesos totalmente diferentes es poco probable que haya una relación entre ellos. Así, la tendencia observada puede deberse más bien a que, como ya se concluyó de los resultados anteriores, la velocidad peculiar relativa es menor para las CDGs más masivas, y el hecho de ser más masivas indica que han acreetado más material lo que también aumenta el *gap*. Esto da como resultado que para menores V_{rel} correspondan mayores *gaps*, pero no por una relación entre ellos mismos sino más bien por la relación

que cada uno presenta con las masas de las CDGs.

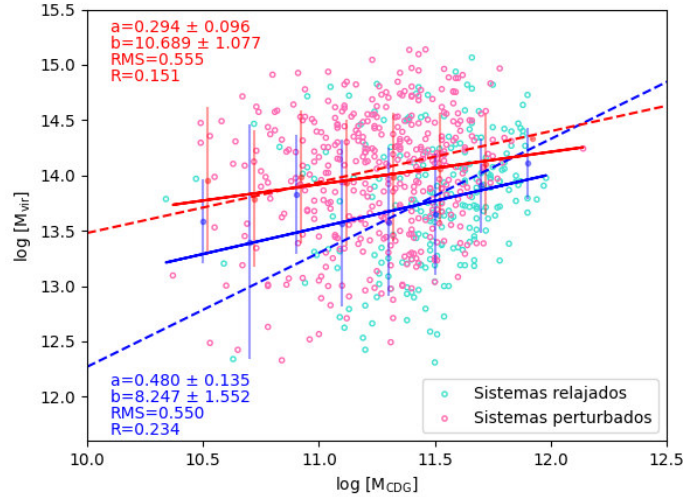


Fig. 3.23: Masas de sistemas versus masas de CDGs para sistemas relajados y perturbados según Δm_{12} . El ajuste lineal correspondiente a los sistemas relajados está representado por la línea azul y para los perturbados por la línea roja. Los parámetros de cada ajuste se muestran en el mismo color que su línea de ajuste. Las líneas verticales están asociadas al error estándar de los datos en cada bin. Las líneas discontinuas son los ajustes lineales de Lavoie et al., donde la línea roja corresponde a sistemas perturbados y la azul a los relajados.

También se produjo una gráfica como la de Lavoie et al. (Fig. 3.14), clasificando los sistemas relajados y perturbados a partir del valor de su *gap* ($\Delta m_{12} > 0.5$ para relajados y $\Delta m_{12} < 0.5$ para perturbados), esta gráfica se muestra en la Fig. 3.23. Se observa que si bien no se obtuvo lo mismo que Lavoie et al., quizás por las mismas razones que no se obtuvo cuando se usó la V_{rel} para separar a los sistemas (Fig. 3.16), con el uso del *gap* se logró acercarse más a la tendencia que ellos reportan en el caso de los sistemas perturbados (algo que con el método de velocidades peculiares no fue posible). Existen similitudes con los resultados que se obtuvieron con la velocidad peculiar. Se obtuvo nuevamente que los sistemas de menor masa son sistemas más relajados y los de mayor masa menos relajados. Pero también hay diferencias: mientras los resultados de ambos indican que los sistemas con mayor masa son los que tienen las CDGs más masivas, para el caso del *gap*, la tendencia es más pronunciada y más clara. De la gráfica de Lavoie et al. se observa que ambas curvas se cruzarán en mayores masas de CDGs, algo que

no se observó con el método de velocidad peculiar, pero si con el del *gap*. Al decir que con el método del *gap* se obtuvieron relaciones más claras y pronunciadas no estamos diciendo que es mejor ese método sino que el uso de diferentes estimadores del estado dinámico de los sistemas puede cambiar significativamente el valor de la pendiente en las relaciones obtenidas. Esto es debido a que los estimadores no coinciden por completo, y como prueba de ello se observa en la Fig. 3.22, que la relación entre V_{rel} y *gap* es débil ($R=0.105$).

Como conclusión para esta parte: nuestros resultados (ni con el método de velocidad peculiar, ni el de *gap*) no confirman el modelo de Lavoie et al. (Fig. 3.15), sobre todo porque su modelo parece indicar un crecimiento importante en la masa de la CDG en un ambiente más denso (cúmulo), mientras que nuestros resultados más bien indican una importancia mayor del canibalismo pero en las etapas iniciales de crecimiento de la CDG, es decir, cuando aún se encuentra en un grupo.

Se puede hacer un análisis análogo al de las figuras, 3.20, 3.21, 3.22 y 3.23 con los *gaps* Δm_{12} y Δm_{23} ahora en el filtro z , pero debido a que los *gaps* en este filtro tienen un comportamiento similar a los del filtro r (Fig 3.18), las tendencias encontradas serían las mismas. Por esta razón se decidió que con el análisis de los *gaps* en el filtro r era suficiente.

3.6. Propiedades de las CDGs y sistemas en diferentes ambientes

Se estudió cómo cambian las propiedades de las CDGs y los sistemas en cuatro ambientes de la estructura a gran escala. El número de CDGs o sistemas en cada ambiente está dado en la Tabla 3.14. Puede parecer contradictorio que existan CDGs en vacíos, sin embargo, esto se debe a que los vacíos de Varela et al. son esféricos, una condición que simplifica demasiado a estos ambientes. En realidad, no se espera que los vacíos tengan una forma simétrica, sino más bien irregular. Así que, en algunos casos los vacíos pudieron superponerse con regiones más densas de los supercúmulos, de modo que algunas CDGs entraron en este ambiente.

Para empezar, se analizaron las distribuciones de las propiedades de las CDGs y los

sistemas con el fin de observar si cambian significativamente en cada ambiente. Debido a que la cantidad de CDGs en los diferentes ambientes no es la misma, las distribuciones fueron normalizadas para poder hacer la comparación entre ellas.

Ambiente	No. Sistemas	Porcentaje
Vacíos	73	8.1 %
Comp. dispersa	462	51.6 %
Filamentos	221	24.7 %
Nodos	140	15.6 %
Total	896	100 %

Tabla 3.14: Proporciones de CDGs en los ambientes de la estructura a gran escala. En la columna 1 se listan los ambientes de la estructura a gran escala, en columna 2 está el número de sistemas en cada ambiente y en la columna 3 las mismas cantidades representadas en porcentajes.

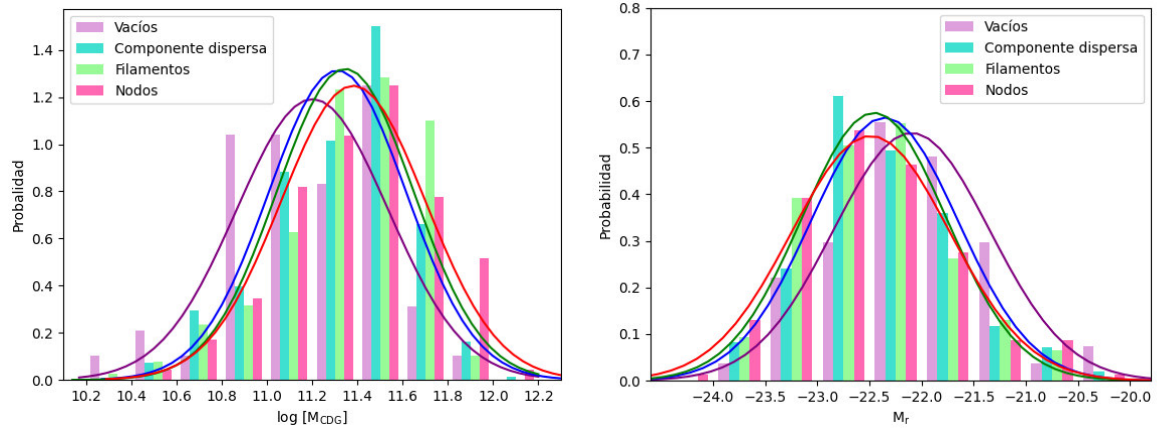


Fig. 3.24: Izquierda: masas estelares de las CDGs en diferentes ambientes de la estructura a gran escala. Derecha: magnitudes absolutas de las CDGs en el filtro r para diferentes ambientes. Se realizó un ajuste gaussiano para cada distribución, los ajustes son de un tono más oscuro que su distribución correspondiente.

En la Fig. 3.24 se encuentran las distribuciones de la masa y magnitud absoluta de las CDGs. A estas distribuciones se les hizo un ajuste gaussiano para visualizar más

fácilmente cada distribución y poder compararlas. En la Tabla 3.15 se proporciona la información estadística de cada distribución. De la tabla se puede ver que el número de CDGs con masa estelar y magnitud absoluta no es igual a 896. Si bien, todas las CDGs fueron ubicadas en un ambiente, no para todas las CDGs se tienen masas estelares. El *match* hecho con CHA15 resultó en 699 y algunas de ellas se consideraron como *outliers*. Mientras que del cálculo de las magnitudes absolutas se excluyeron aquellas que el SDSS no había observado y las que tenían magnitudes subestimadas. El ambiente menos denso es el de vacíos, le sigue la componente dispersa y después los filamentos, y por último los nodos. Se aprecia en la Tabla 3.15 que la masa de las CDGs crece para ambientes más densos, al igual que la magnitud absoluta, es decir, las CDGs más masivas y luminosas se ubican en ambientes más densos. Sin embargo, la diferencia entre filamentos y nodos es poca, de manera que podrían no ser significativamente diferentes una de la otra.

Masa estelar				
Ambiente	No. CDGs	Media	Mediana	σ
Vacíos	48	11.20	11.19	0.33
Comp. dispersa	340	11.31	11.37	0.30
Filamentos	191	11.35	11.39	0.30
Nodos	116	11.38	11.41	0.32
Magnitud absoluta				
Ambiente	No. CDGs	Media	Mediana	σ
Vacíos	54	-22.10	-22.04	0.75
Comp. dispersa	390	-22.36	-22.44	0.71
Filamentos	214	-22.45	-22.50	0.69
Nodos	138	-22.49	-22.56	0.76

Tabla 3.15: Información estadística de la masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs para diferentes ambientes. La columna 1 corresponde a los ambientes de la estructura a gran escala, columna 2 muestra el número de CDGs en cada ambiente, columna 3, 4 y 5 presentan la media, mediana y desviación estándar en cada ambiente, respectivamente.

Para establecer la significancia estadística de los resultados se realizó la prueba no

paramétrica Kruskal-Wallis (K-W) en estas submuestras. Se usa una prueba no paramétrica ya que algunas de las submuestras no siguen una distribución gaussiana (como se verificó con las pruebas Anderson-Darling y Kolmogorov-Smirnov). Las pruebas no paramétricas usadas en el análisis se realizan a un nivel de significancia del 95 % que es el estándar. Si el p -value que se obtiene al aplicar la prueba es < 0.05 , se dice que es poco probable que ambas submuestras provengan de la misma población. En cambio, si es > 0.05 , se concluye que no hay evidencia suficiente para decir que las submuestras no son de la misma población, y a medida que el p -value se acerca a uno, la probabilidad de que las dos submuestras pertenezcan a la misma población es mayor. Los p -values obtenidos al aplicar la prueba K-W a las distribuciones de masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs se muestran en la Tabla 3.16.

Masa estelar				
	V	C	F	N
V	1	0.035	0.004	0.002
C		1	0.127	0.042
F			1	0.430
N				1
Magnitud absoluta				
	V	C	F	N
V	1	0.009	0.001	0.001
C		1	0.091	0.044
F			1	0.594
N				1

Tabla 3.16: p -values obtenidos al aplicar la prueba K-W a los diferentes ambientes de la estructura a gran escala: vacíos(V), componente dispersa(C), filamentos(F) y nodos(N), para las distribuciones de masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs. .

Para ambas distribuciones, los únicos p -values mayores a 0.05 son los correspondientes a componente dispersa - filamentos y filamentos - nodos, obteniendo un p -value mayor para este último en las dos distribuciones. Lo anterior indica primero que no hay evidencia suficiente para descartar que la componente dispersa y filamentos pertenecen a

una población distinta y segundo, es más probable que los filamentos y nodos provengan de una misma población, es por esto que sus distribuciones son similares.

Las distribuciones de la masa y radio viriales de los sistemas se muestran en la Fig. 3.25. A estas distribuciones también se les ajustó una gaussiana, la información estadística correspondiente a cada una se presenta en la Tabla 3.17. Se observa que la masa y tamaño de los sistemas aumenta en promedio al pasar a ambientes más densos. Sin embargo, la diferencia en promedio entre filamentos y nodos es poca o nula, de manera que puede que no exista diferencia entre ellos. Para revisar esto, se aplicó la prueba K-W, los *p-values* resultantes se muestran en la Tabla 3.18. Los *p-values* mayores a 0.05 son los de vacíos - componente dispersa y filamentos - nodos, siendo mayor para este último en las dos distribuciones. Se concluye que, si bien los sistemas más grandes y masivos habitan en ambientes más densos, no hay diferencia entre estas propiedades para ambientes menos densos (vacíos y componente dispersa) y más densos (filamentos y nodos).

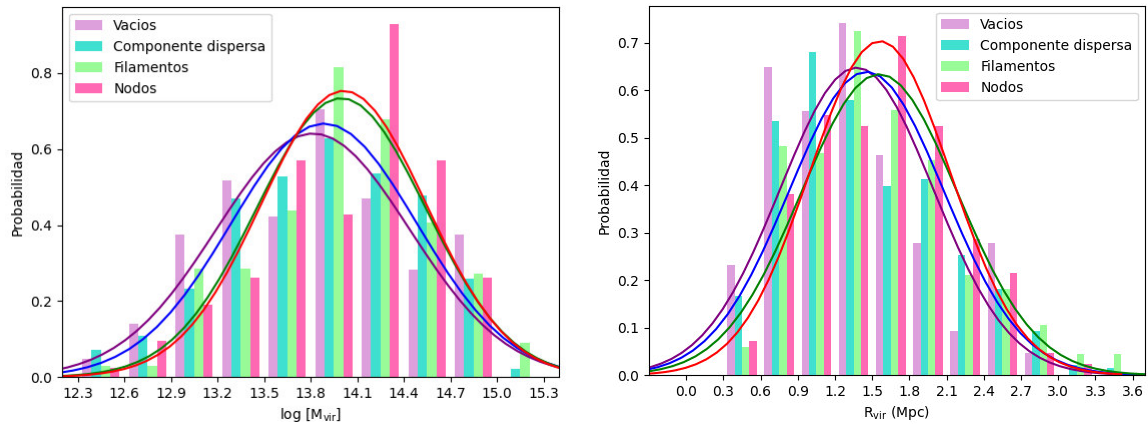


Fig. 3.25: Izquierda: masas viriales de los sistemas en diferentes ambientes de la estructura a gran escala. Derecha: radios viriales de los sistemas para diferentes ambientes. Se realizó un ajuste gaussiano para cada distribución, los ajustes son de un tono más oscuro que su distribución correspondiente.

Las distribuciones de la velocidad peculiar relativa y del *gap* Δm_{12} en diferentes ambientes se muestra en la Fig. 3.26. En ambas gráficas no se muestran las barras de los histogramas y en cambio se muestra la línea que une la parte superior de cada ba-

Masa virial				
Ambiente	No. sistemas	Media	Mediana	σ
Vacíos	72	13.82	13.86	0.62
Comp. dispersa	462	13.89	13.93	0.60
Filamentos	221	14.00	14.02	0.54
Nodos	140	14.01	14.15	0.53
Radio virial				
Ambiente	No. sistemas	Media	Mediana	σ
Vacíos	72	1.38	1.29	0.62
Comp. dispersa	461	1.45	1.36	0.62
Filamentos	221	1.56	1.46	0.63
Nodos	140	1.56	1.61	0.57

Tabla 3.17: Información estadística de la masa y radio viriales de los sistemas para diferentes ambientes. La columna 1 corresponde a los ambientes de la estructura a gran escala, columna 2 muestra el número de sistemas en cada ambiente, columna 3, 4 y 5 presentan la media, mediana y desviación estándar en cada ambiente, respectivamente.

rra para visualizar más claramente como se comporta la distribución. La información estadística de las dos distribuciones se encuentra en la Tabla 3.19. Se observa de las gráficas que no hay mucha diferencia entre un ambiente y otro, excepto por los vacíos que tienen una distribución un poco diferente a las demás. De los valores reportados en la tabla, se observa que la media y mediana de vacíos en la distribución de *gap* parecen significativamente diferentes a las de los otros ambientes.

Para tener algo concluyente, se realizó la prueba K-W, los *p-values* obtenidos se reportan en la Tabla 3.20. Todos los *p-values* son mayores a 0.05 en ambas distribuciones, entonces no hay evidencia para rechazar que los ambientes son significativamente diferentes. Esto apunta a que el efecto es local, de modo que las relaciones obtenidas solo dependen de su entorno local, es decir si están en cúmulos o grupos y no del ambiente de la estructura a gran escala.

Otro de los objetivos de este trabajo es analizar si las relaciones entre las propiedades

Masa virial				
	V	C	F	N
V	1	0.445	0.045	0.027
C		1	0.042	0.020
F			1	0.570
N				1
Radio virial				
	V	C	F	N
V	1	0.380	0.037	0.021
C		1	0.044	0.022
F			1	0.580
N				1

Tabla 3.18: *p-values* obtenidos al aplicar la prueba K-W a los diferentes ambientes de la estructura a gran escala: vacíos(V), componente dispersa(C), filamentos(F) y nodos(N), para las distribuciones de masa y radio viriales de los sistemas.

de las CDGs, sistemas y propiedades evolutivas se conservan en distintos ambientes. Para esto se analizaron las gráficas en la Fig. 3.27 para la masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs con respecto a la velocidad peculiar relativa. Todas las gráficas fueron ajustadas por regresión lineal solo hasta el bin donde se tenían suficientes datos. Las líneas verticales corresponden al error estándar en cada bin. La información de los ajustes se muestra en la Tabla 3.21.

A partir de la gráfica de masa estelar de las CDGs (panel izquierdo de la Fig. 3.27) se observa la misma tendencia que la observada en la Fig. 3.12, donde las galaxias más masivas tienen velocidades peculiares relativas menores. Los vacíos y componente dispersa poseen una pendiente similar, aunque la relación es débil ($R \sim 0.1$), y para los nodos y filamentos se observa un incremento en la pendiente e incluso la relación es más fuerte que en los otros ambientes. En cuanto a la gráfica de la magnitud absoluta de las CDGs (panel derecho de la Fig. 3.27) también se observa que existe una relación débil entre las magnitudes y las velocidades peculiares donde las CDGs más luminosas tienen velocidades peculiares menores en todos los ambientes. La pendiente en este

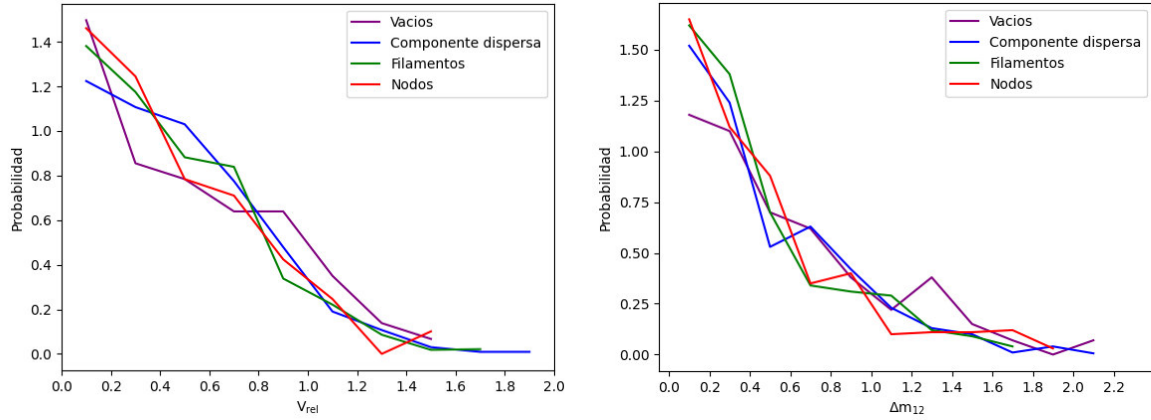


Fig. 3.26: Izquierda: velocidad peculiar relativa de las CDGs en diferentes ambientes de la estructura a gran escala. Derecha: Δm_{12} de los sistemas para diferentes ambientes.

Velocidad peculiar relativa				
Ambiente	No. CDGs	Media	Mediana	σ
Vacíos	70	0.50	0.43	0.38
Comp. dispersa	455	0.48	0.43	0.34
Filamentos	220	0.45	0.39	0.33
Nodos	140	0.44	0.36	0.35
Δm_{12}				
Ambiente	No. CDGs	Media	Mediana	σ
Vacíos	63	0.57	0.43	0.47
Comp. dispersa	419	0.48	0.33	0.43
Filamentos	198	0.44	0.32	0.38
Nodos	123	0.47	0.35	0.42

Tabla 3.19: Información estadística de la velocidad peculiar relativa y *gap* de los sistemas para diferentes ambientes. La columna 1 corresponde a los ambientes de la estructura a gran escala, la columna 2 al número de CDGs en cada ambiente, columna 3, 4 y 5 presentan la media, mediana y desviación estándar en cada ambiente, respectivamente.

caso, es nuevamente similar para vacíos y componente dispersa con el valor más bajo, luego para filamentos la pendiente incrementó y los nodos poseen la pendiente más

Velocidad peculiar relativa				
	V	C	F	N
V	1	0.931	0.446	0.322
C		1	0.235	0.133
F			1	0.637
N				1

Δm_{12}				
	V	C	F	N
V	1	0.124	0.058	0.100
C		1	0.431	0.695
F			1	0.761
N				1

Tabla 3.20: p -values obtenidos al aplicar la prueba K-W a los diferentes ambientes de la estructura a gran escala: vacíos(V), componente dispersa(C), filamentos(F) y nodos(N), para las distribuciones de velocidad peculiar relativa y gap .

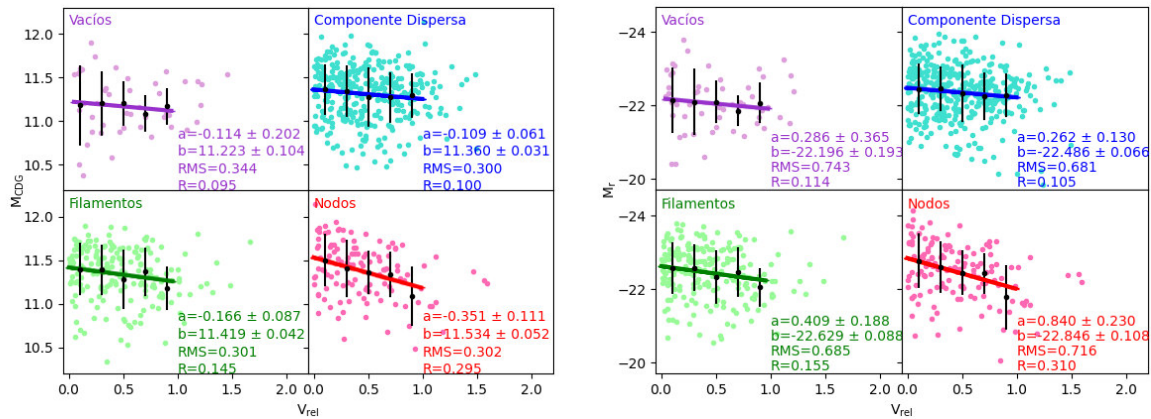


Fig. 3.27: Izquierda: masa estelar de las CDGs en función de velocidad peculiar relativa en diferentes ambientes de la estructura a gran escala. Derecha: magnitud absoluta de las CDGs (filtro r) en función de la velocidad peculiar relativa para diferentes ambientes. Todas las gráficas fueron ajustas por regresión lineal. Las líneas verticales corresponden al error estándar en cada bin.

Velocidad peculiar relativa \times Masa estelar					
Ambiente	No. CDGs	a	b	RMS	R
Vacíos	39	-0.114 ± 0.202	11.223 ± 0.104	0.344	0.095
Comp. dispersa	315	-0.109 ± 0.061	11.360 ± 0.031	0.3	0.1
Filamentos	175	-0.166 ± 0.087	11.419 ± 0.042	0.301	0.145
Nodos	107	-0.351 ± 0.111	11.534 ± 0.052	0.302	0.295
Velocidad peculiar relativa \times Magnitud absoluta					
Ambiente	No.CDGs	a	b	RMS	R
Vacíos	49	0.286 ± 0.365	-22.196 ± 0.193	0.743	0.114
Comp. dispersa	363	0.262 ± 0.13	-22.486 ± 0.066	0.681	0.105
Filamentos	198	0.409 ± 0.188	-22.629 ± 0.088	0.685	0.155
Nodos	128	0.84 ± 0.23	-22.846 ± 0.108	0.716	0.31

Tabla 3.21: La columna 1 corresponde a los ambientes de la estructura a gran escala, la columna 2 al número de CDGs en cada ambiente, las 3 y 4 corresponden a la pendiente y la ordenada al origen del ajuste con sus errores, respectivamente. La columna 5 muestra el error cuadrático medio, y la 6 reporta el coeficiente de correlación.

inclinada y también una relación más fuerte que las de los otros ambientes. Esto podría explicarse por el hecho de que los filamentos y nodos son ambientes más densos y como ya se mencionó en ellos residen las CDGs más masivas, esto hace que las relaciones se inclinen más. Independientemente de la inclinación de las relaciones, lo interesante es que, sin importar el ambiente, se observa que las CDGs más masivas tienen velocidades peculiares menores, debido a que al ser más masivas es difícil que algún agente externo las desplace.

En la Fig. 3.28 se reportan las gráficas para la masa y radio viriales de los sistemas con respecto a la velocidad peculiar relativa para diferentes ambientes y en la Tabla 3.22 se muestra la información de los ajustes lineales realizados. Se observa la misma tendencia que se encontró en las gráficas de la Fig. 3.13 en todos los ambientes, donde las CDGs de los sistemas más grandes y masivos tienen velocidades peculiares relativas más altas. Sin embargo, la tendencia tiene diferentes pendientes en cada ambiente, vacíos y nodos tienen pendiente similar, filamentos tienen una pendiente significativamente menor a

ellos y la componente dispersa presenta la pendiente más grande, esto tanto para las masas como radios viriales.

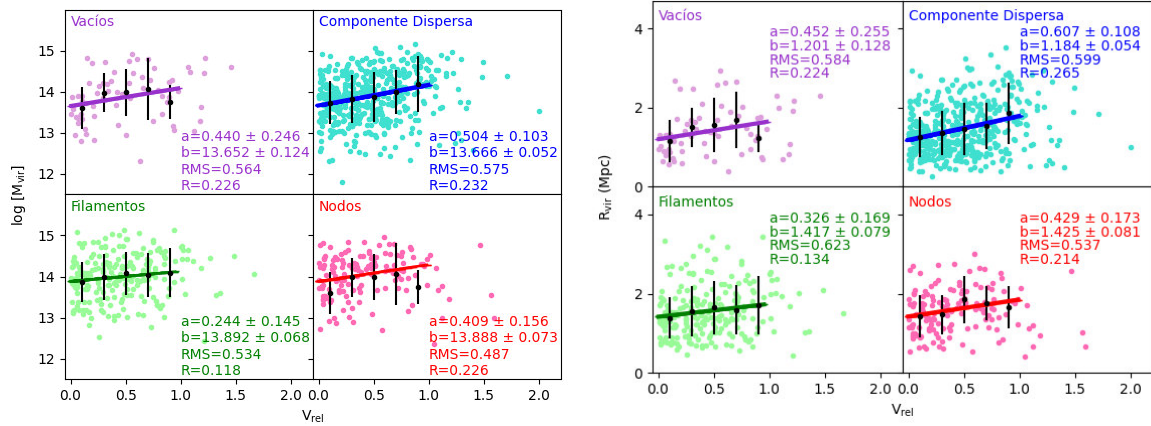


Fig. 3.28: Izquierda: masa virial de los sistemas en función de velocidad peculiar relativa de sus CDGs en diferentes ambientes de la estructura a gran escala. Derecha: radio virial de los sistemas en función de la velocidad peculiar relativa de sus CDGs para diferentes ambientes. Las gráficas fueron ajustas por regresión lineal. Las líneas verticales corresponden al error estándar en cada bin.

Ahora las relaciones entre el *gap* y las propiedades de las CDGs como la masas y la magnitud absoluta en los cuatro ambientes, se muestran en la Fig. 3.29, y la información sobre los ajustes de las relaciones se presentan en la Tabla 3.23. Se observa que a mayores masas y luminosidades de las CDGs, hay un mayor *gap*, para todos los ambientes, esto va en el sentido de que, mientras más canibalice la CDG a otras galaxias más crecerá en masa y luminosidad (recordemos que en sistemas más masivos la canibalización es poco eficiente, que no quiere decir que no suceda sólo que es menos frecuente, pero en nuestro caso estamos analizando en su mayoría sistemas pobres donde la canibalización es más eficiente) y también crecerá el *gap* entre ella y sus compañeras, algo que ya se había encontrado en las gráficas de la Fig. 3.20. Sin embargo, las pendientes en las relaciones cambian entre ambientes, la de componente dispersa y filamentos tienen pendientes similares, mientras que las de los vacíos y nodos son mayores.

El hecho de que la componente dispersa y los filamentos tengan pendientes similares

Velocidad peculiar relativa \times Masa virial					
Ambiente	No. CDGs	a	b	RMS	R
Vacíos	62	0.44 ± 0.246	13.652 ± 0.124	0.564	0.226
Comp. dispersa	422	0.504 ± 0.103	13.666 ± 0.052	0.575	0.232
Filamentos	204	0.244 ± 0.145	13.892 ± 0.068	0.534	0.118
Nodos	130	0.409 ± 0.156	13.888 ± 0.073	0.487	0.226
Velocidad peculiar relativa \times Radio virial					
Ambiente	No. CDGs	a	b	RMS	R
Vacíos	62	0.452 ± 0.255	1.201 ± 0.128	0.584	0.224
Comp. dispersa	422	0.607 ± 0.108	1.184 ± 0.054	0.599	0.265
Filamentos	204	0.326 ± 0.169	1.417 ± 0.079	0.623	0.134
Nodos	130	0.429 ± 0.173	1.425 ± 0.081	0.537	0.214

Tabla 3.22: La columna 1 corresponde a los ambientes de la estructura a gran escala, la 2 al número de CDGs en cada ambiente, las columnas 3 y 4 a la pendiente y ordenada al origen del ajuste con sus errores, respectivamente. La columna 5 muestra el error cuadrático medio, y la 6 reporta el coeficiente de correlación.

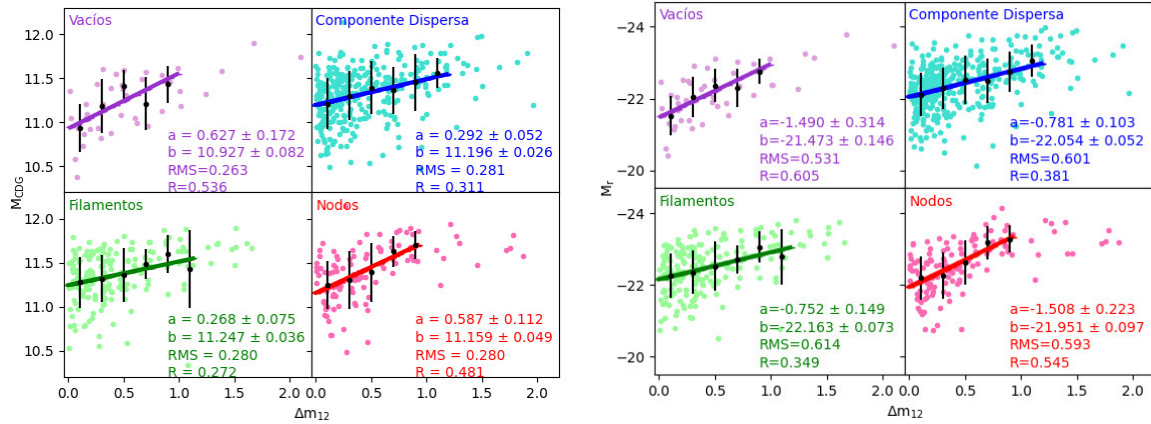


Fig. 3.29: Izquierda: masa estelar de las CDGs en función del gap en diferentes ambientes de la estructura a gran escala. Derecha: magnitud absoluta (filtro r) de las CDGs en función del gap para diferentes ambientes. Las gráficas fueron ajustadas por regresión lineal. Las líneas verticales corresponden al error estándar en cada bin.

no es de extrañarse, ya que son ambientes parecidos, y de transición entre ambientes menos a más densos. Lo que sí es raro es que los vacíos y nodos tengan pendientes mayores y parecidas, ya que se tratan de ambientes totalmente diferentes, de acuerdo a los resultados anteriores en los vacíos habitan las CDGs y sistemas de menor masa, mientras que en los nodos se encuentran las CDGs y sistemas más masivos. Lo más probable es que se hayan obtenido pendientes mayores y mejores correlaciones debido a que, en ambos ambientes, la cantidad de datos que fueron ajustados fue menor. Se hizo una prueba para observar la dependencia de la pendiente y la correlación con el número de datos para el caso de la masa de la CDG. En el ambiente de vacíos que originalmente tiene $a = 0.627$ y $R = 0.536$ si el ajuste abarcara otro bin de 0.2, los valores cambian a $a = 0.519$ y $R = 0.502$, y para los nodos si se agrega la información de otro bin del mismo tamaño pasa de tener $a = 0.587$ y $R = 0.481$ a $a = 0.495$ y $R = 0.454$. Entonces en ambos ambientes si se agregan más datos tanto la pendiente como la correlación disminuyen, y hay una diferencia menor entre ellos y los otros dos ambientes, aunque es importante mencionar que en ambos casos los datos que se agregaron fueron muy pocos.

A partir de las gráficas de la masa y radios viriales de los sistemas en función del *gap* de magnitud en diferentes ambientes (Fig. 3.30), se aprecia que todos coinciden en la misma tendencia, los sistemas más grandes y masivos tienen menores *gaps*. Este comportamiento ya se había observado en las gráficas de la Fig. 3.21, y la explicación es la misma, en sistemas más grandes hay más galaxias pre-gigantes debido a la fusión de grupos, por lo tanto el *gap* de luminosidad es más pequeño. La información de los ajustes aplicados a las gráficas se muestran en la Tabla 3.24. Sin embargo, se tiene que mencionar que las relaciones son débiles (R pequeños), que hay mucha dispersión y además las pendientes de las relaciones cambian para cada ambiente. Para la masa virial los nodos tienen la pendiente más pequeña, le sigue la componente dispersa y filamentos con pendiente similar, y los vacíos que tienen la pendiente más pronunciada, esto no es raro debido a que la componente dispersa y filamentos tienen parámetros similares porque son ambientes parecidos y las pendientes presentes en los vacíos y nodos no resultan raras considerando sus errores, sobretodo en los vacíos donde el error asociado a esta es muy alto. Para los radios viriales las diferencias entre los valores de los pendientes son menores y se justifican con sus errores.

Por último, se presenta la relación entre el *gap* de magnitud y la velocidad peculiar para

$\Delta m_{12} \times \text{Masa estelar}$					
Ambiente	No. CDGs	a	b	RMS	R
Vacíos	35	0.627 ± 0.172	10.927 ± 0.082	0.263	0.536
Comp. dispersa	300	0.292 ± 0.052	11.196 ± 0.026	0.281	0.311
Filamentos	162	0.268 ± 0.075	11.247 ± 0.036	0.28	0.272
Nodos	93	0.587 ± 0.112	11.159 ± 0.049	0.28	0.481
$\Delta m_{12} \times \text{Magnitud absoluta}$					
Ambiente	No. CDGs	a	b	RMS	R
Vacíos	41	-1.49 ± 0.314	-21.473 ± 0.146	0.531	0.605
Comp. dispersa	341	-0.781 ± 0.103	-22.054 ± 0.052	0.601	0.381
Filamentos	187	-0.752 ± 0.149	-22.163 ± 0.073	0.614	0.349
Nodos	110	-1.508 ± 0.223	-21.951 ± 0.097	0.593	0.545

Tabla 3.23: Información de los ajustes aplicados a las relaciones del *gap* con la masa estelar y magnitud absoluta de las CDGs para diferentes ambientes. La columna 1 corresponde a los ambientes de la estructura a gran escala, la 2 al número de CDGs en cada ambiente, las columnas 3 y 4 corresponden a la pendiente del ajuste y ordenada al origen con sus errores, respectivamente. La columna 5 es el error cuadrático medio y la 6 reporta el coeficiente de correlación.

diferentes ambientes en la Fig. 3.31, con la información de los ajustes en la Tabla 3.25. Aquí se observa una diferencia en las relaciones en cada ambiente, los vacíos presentan una tendencia donde los sistemas con mayores velocidades peculiares tienen mayores *gaps*, en la componente dispersa la relación desaparece, en los filamentos y nodos la relación encontrada es la opuesta, donde a mayores velocidades peculiares menores *gaps* que fue lo que se encontró antes para todos los datos (Fig. 3.22).

El razonamiento detrás de la relación observada en los vacíos es que en ellos habitan los sistemas menos masivos y pobres, al contener menos galaxias (quizás solo una galaxia pre-gigante) las diferencias de luminosidades entre ellas y la CDG son mayores (*gaps* grandes), pero como no hay muchas galaxias las CDGs no tienen mucho que canibalizar, por lo tanto no son tan masivas y tienen velocidades peculiares mayores.

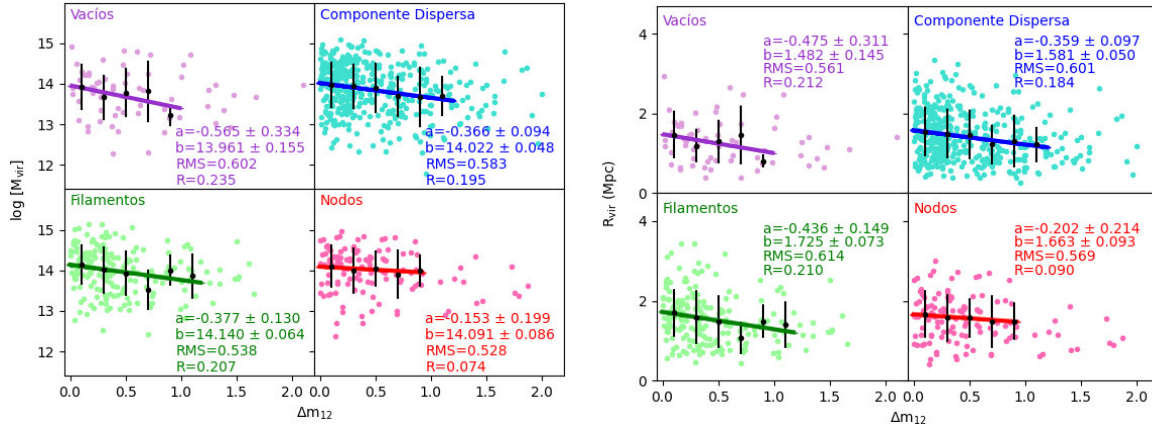


Fig. 3.30: Izquierda: masa virial de los sistemas en función del *gap* en diferentes ambientes de la estructura a gran escala. Derecha: radio virial de los sistemas en función del *gap* para diferentes ambientes. Las gráficas fueron ajustas por regresión lineal. Las líneas verticales corresponden al error estándar en cada bin.

$\Delta m_{12} \times \text{Masa virial}$					
Ambiente	No. sistemas	a	b	RMS	R
Vacíos	51	-0.565 ± 0.334	13.961 ± 0.155	0.602	0.235
Comp. dispersa	388	-0.366 ± 0.094	14.022 ± 0.048	0.583	0.195
Filamentos	187	-0.377 ± 0.130	14.14 ± 0.064	0.538	0.207
Nodos	110	-0.153 ± 0.199	14.091 ± 0.086	0.528	0.074
$\Delta m_{12} \times \text{Radio virial}$					
Ambiente	No. sistemas	a	b	RMS	R
Vacíos	51	-0.475 ± 0.311	1.482 ± 0.145	0.561	0.212
Comp. dispersa	388	-0.359 ± 0.097	1.581 ± 0.05	0.601	0.184
Filamentos	187	-0.436 ± 0.149	1.725 ± 0.073	0.614	0.210
Nodos	110	-0.202 ± 0.214	1.663 ± 0.093	0.569	0.09

Tabla 3.24: La columna 1 corresponde a los ambientes de la estructura a gran escala, la 2 al número de sistemas en cada ambiente, la 3 y 4 corresponden a la pendiente y ordenada al origen del ajuste con sus errores, respectivamente. La columna 5 es el error cuadrático medio y la 6 reporta el coeficiente de correlación.

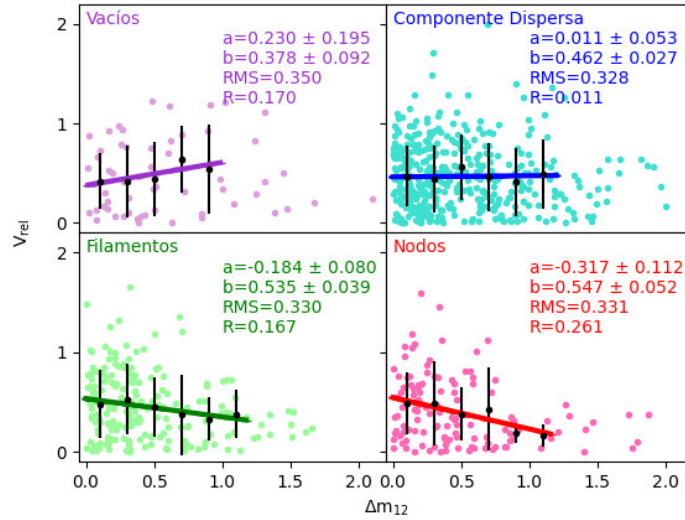


Fig. 3.31: Velocidad peculiar relativa en función del *gap* en diferentes ambientes. Las gráficas fueron ajustadas por regresión lineal, las líneas verticales corresponden al error estándar en cada bin.

Velocidad peculiar relativa $\times \Delta m_{12}$					
Ambiente	No. CDGs	a	b	RMS	R
Vacíos	48	0.230 ± 0.195	0.378 ± 0.092	0.350	0.170
Comp. dispersa	300	0.011 ± 0.053	0.462 ± 0.027	0.328	0.011
Filamentos	186	-0.184 ± 0.080	0.535 ± 0.039	0.330	0.167
Nodos	110	-0.317 ± 0.112	0.547 ± 0.052	0.331	0.261

Tabla 3.25: La columna 1 corresponde a los ambientes de la estructura a gran escala, la 2 al número de CDGs en cada ambiente, la 3 y 4 corresponden a la pendiente y ordenada al origen del ajuste con su error, respectivamente. La columna 5 es el error cuadrático medio y la 6 reporta el coeficiente de correlación.

Para terminar, en la Tabla 3.26 se muestran las fracciones de CDGs *early-type* y *late-type*, así como las proporciones de sistemas relajados o perturbados (de acuerdo con la velocidad peculiar relativa o el *gap* de magnitud) para cada ambiente. Se esperaba que el porcentaje de galaxias *early-type* aumentara en ambientes más densos por la cuestión del preprocesamiento y que las CDGs más masivas habitan en estos ambientes. Pero dado que no se encontraron diferencias entre los ambientes de la estructura a gran

	<i>Early</i> (%)	<i>Late</i> (%)	R_V (%)	P_V (%)	R_G (%)	P_G (%)
Vacíos	86	14	38	62	41	59
Comp. dispersa	87	13	36	64	37	63
Filamentos	91	9	39	61	34	66
Nodos	86	14	43	57	34	66

Tabla 3.26: La columna 1 corresponde a los ambientes de la estructura a gran escala, las columnas 2 y 3 al porcentaje de CDGs *early* y *late-type* en cada ambiente, respectivamente. En las columnas 4 y 5 los sistemas relajados o perturbados respectivamente, según la velocidad peculiar. Las columnas 6 y 7 presentan los sistemas relajados o perturbados respectivamente según el *gap* de magnitud.

escala, de modo que parece que la evolución de la CDG es un fenómeno local, no es sorprendente este resultado y esto sólo apoya más el hecho de que el ambiente global no influye de la misma manera que el entorno local en las relaciones obtenidas entre las propiedades de las CDGs.

La fracción de sistemas relajados de acuerdo a su velocidad peculiar relativa en distintos entornos tiene un comportamiento más o menos constante. Por el contrario, para el caso del *gap* sucede que el porcentaje de sistemas relajados es mayor en ambientes menos densos, esto de nuevo puede explicarse por el hecho de que en estos ambientes se encuentran los sistemas con *gaps* mayores, lo que es consistente con los resultados obtenidos anteriormente.

Conclusiones

Se analizó una submuestra de CDGs extraída del catálogo de sistemas de SB20. Tal catálogo solo incluye galaxias con *redshift* espectroscópico. Estos datos y la información fotométrica de las galaxias provienen del SDSS DR13 para galaxias de 46 supercúmulos de Chow-Martínez et al. (2014) en el Universo local ($z= 0.02 - 0.15$). La muestra está conformada por 896 CDGs pertenecientes a sistemas con 15 o más miembros, de las cuáles 350 fueron validadas por otros catálogos mientras que las restantes se validaron por inspección visual en el presente trabajo. Se obtuvieron algunas propiedades de las CDGs como los ángulos de posición, razones axiales, masas estelares, magnitudes absolutas y morfología. Además, se aprovecharon las propiedades de los sistemas publicadas en el catalogo de SB20 como coordenadas del centro geométrico, la masa y radio viriales. SB20 utilizaron la misma muestra de galaxias y, mediante la aplicación de un algoritmo de reconocimiento de estructura, fueron capaces de identificar 144 filamentos distribuidos en los 46 supercúmulos. Esto permitió establecer el ambiente de la estructura a gran escala al que pertenecían las CDGs de la muestra, de modo que fue posible determinar si se encontraban en un filamento o nodo, a partir de la información de SB20, en un vacío del catálogo de Varela et al. (2012), o si eran parte de la componente dispersa (que no pertenecía a ninguno de los anteriores).

Toda esta información permitió encontrar y verificar relaciones entre las propiedades intrínsecas y evolutivas de las CDGs con las propiedades de los sistemas. Se obtuvieron velocidades peculiares de las CDGs, *offsets* de la posición proyectada de esas galaxias respecto al centro geométrico de sus sistemas, así como *gaps* de magnitud entre cada

CDG y sus dos compañeras más brillantes. Tales cantidades fueron importantes para conocer el estado dinámico del sistema y sus relaciones con las propiedades de las CDGs. Conocer el entorno a gran escala en el que habitan las CDGs de la muestra ayudó a entender como influye el ambiente en la evolución que experimentan las galaxias y sus sistemas.

Antes del análisis de las propiedades de las CDGs, se validó la muestra que se usaría, ya que el catálogo presentaba la identificación de las BCGs y no de las galaxias dominantes específicamente. Los resultados se pueden agrupar principalmente en tres casos: (1) para el 54.4 % de la muestra la BCG resultó ser correctamente la CDG (etiqueta 1, ver Sección 2.1); (2) el 35 % de la muestra tuvo problemas con los datos e identificación de sistemas por parte del algoritmo (etiquetas 4, 5, 6, 8 y 9); (3) en el 10.6 % restante la BCG resultó no ser la CDG o su elección puede no ser la correcta debido a la naturaleza de los propios sistemas, lo que es independiente del funcionamiento del algoritmo (etiquetas 2, 3 y 7). Considerando que no hubiera problemas con los datos y ni con la identificación de los sistemas se puede decir que el algoritmo tendría la capacidad de identificar correctamente la CDG en un 89.4 % de los casos.

Basados en que el algoritmo fallaría en identificar la CDG solo en una cantidad pequeña de sistemas, se concluye que el algoritmo funciona bastante bien. Posiblemente, el problema más grande provenga de la parte de identificación de sistemas, una tarea que para el algoritmo es mucho más compleja de realizar. Como ya se ha mencionado en capítulos anteriores había sistemas repetidos, que compartían galaxias miembro, o problemas de fragmentación, esto posiblemente afecte la identificación de la CDG. Estos problemas son evidencia de que el algoritmo no es perfecto y que aún se puede mejorar.

El análisis de la orientación de las CDGs fue importante para establecer que la muestra no está sesgada, y poder continuar con el análisis de las otras propiedades de las galaxias. El estudio de los ángulos de posición sumado al de las razones axiales también permitió investigar las diferencias entre los perfiles de brillo y los filtros r y z del SDSS. Las distribuciones de los ángulos de posición y razones axiales para los dos filtros del SDSS muestran exactamente los mismos resultados en ambos perfiles de brillo (exponencial y de Vaucouleurs), de lo cual se infiere que no hay diferencias importantes en el uso de uno u otro filtro y de uno u otro perfil de brillo, ambos son muy consistentes entre sí.

Un logro importante del trabajo fue la clasificación morfológica de las CDGs de la muestra, que dio como resultado que el 87.8% son *early-type* y 12.2% *late-type*, consistente con el hecho de que la mayoría de las CDGs son galaxias rojas y las proporciones coinciden aproximadamente con lo encontrado en otros trabajos (Coziol et al. 2009; Zhao et al. 2015b). Esto es interesante, ya que aún en sistemas de riquezas menores, las proporciones morfológicas se siguen conservando, lo que apunta a que una gran parte del proceso de evolución de las CDGs ocurre cuando aún están en un ambiente menos denso, lo cual coincide con que ellas se forman en grupos.

Las velocidades peculiares relativas de las CDGs con respecto a sus sistemas, normalizadas por su dispersión de velocidad mostraron una distribución que ya había sido observada en otros trabajos, donde la mayoría de los sistemas tienen velocidades peculiares pequeñas, pero hay un número significativo de sistemas con velocidades peculiares grandes (*e.g.* Malumuth 1992; Bird 1994; Coziol et al. 2009). Las velocidades peculiares de las CDGs son el remanente de las velocidades de sus grupos al llegar al cúmulo, en un pasado no muy lejano, o el resultado de una oscilación también causada por fusiones o acreciones recientes de grupos (*e.g.* Harvey et al. 2017), entonces una velocidad peculiar alta indica que se puede considerar el sistema como perturbado. La distribución tuvo una mediana de 0.41, un valor más alto que los típicos valores encontrados en la literatura (*e.g.* De Propris et al. 2021; Lauer et al. 2014; Lopes et al. 2018). No se encontró con certeza la causa de esta aparente inconsistencia con demás investigaciones, pero se puede hipotetizar que es debido a que nosotros estamos tomando en cuenta más sistemas o que nuestra muestra es mucho más general y cercana a la realidad que las otras muestras con las que se comparó.

El análisis de las velocidades peculiares con respecto a la masa y tamaño de los sistemas obtuvo como resultado que los sistemas más masivos/grandes tienen CDGs con velocidades peculiares mayores. Esto se debe a que los sistemas más masivos han experimentado más eventos de fusión lo que afecta la velocidad de la CDG y provoca que se tengan mayores velocidades peculiares. Otro resultado que se obtuvo fue que las CDGs más masivas/luminosas tienen menores velocidades peculiares, debido a que entre más masiva sea una galaxia será más difícil que adquiera una velocidad peculiar alta cuando su entorno local se vea perturbado, algo que también fue confirmado por la

observación de que las CDGs *late-type* tienen velocidades peculiares relativas mayores en comparación con las de las CDGs *early-type*.

Se clasificaron los sistemas dinámicamente a partir del valor de su velocidad peculiar relativa. Se encontró una relación entre la masa de las CDGs y la de los sistemas que depende del estado de relajación de estos últimos: las galaxias dominantes más masivas habitan en los sistemas más masivos, mientras que los sistemas de menor masa son normalmente sistemas más relajados. Esto en parte coincide con la tendencia encontrada por Lavoie et al. (2016), excepto que ellos encuentran que ambas relaciones se cruzan en masas de BCGs mayores. Hay varios factores que podrían contribuir a que no se encontrara la misma tendencia, pero, independientemente de que no se reprodujo exactamente la misma tendencia, lo que sí se obtuvo al igual que ellos es que los sistemas con menor masa son sistemas más relajados, incluso usando otro método de separación de sistemas relajados y perturbados, lo que indica que al menos esa tendencia es robusta.

Los *gaps* de magnitud (Δm_{12} y Δm_{23}) presentan una distribución similar para los filtros r y z , excepto por el inconveniente de que para el filtro z resultaron unos *gaps* con valores negativos, esto es consecuencia de que se eligiera la CDG como la galaxia central más brillante en la banda r y no en la z . Más allá de eso, que las distribuciones sean parecidas en ambos filtros indica de nuevo que se pueden usar ambos sin diferencias importantes. Los *gaps* de los sistemas en promedio son pequeños, sobretodo para Δm_{23} , lo que indica que muchas de las CDGs no han experimentado grandes eventos de canibalización.

Del análisis de los *gaps* se obtuvo que las galaxias más masivas tienen valores de Δm_{12} grandes, debido a que a medida que la CDG canibaliza a sus compañeras va creciendo en masa y luminosidad, por lo que también va creciendo la diferencia de luminosidad entre ella y las demás galaxias del cúmulo. Δm_{23} no presenta esta relación con la masa, debido a que no existe una relación entre el crecimiento de la CDG y la diferencia de magnitud entre BCG2 y BCG3. De las propiedades de los sistemas, la relación que se encontró fue que aquellos sistemas más grandes y masivos tienen ambos *gaps* pequeños (Δm_{12} , Δm_{23}). Esto puede verse como que los sistemas más masivos tienen menores *gaps* por tener más galaxias pre-gigantes en ellos, provenientes de los muchos grupos que se fusionaron al cúmulo.

Existe una débil tendencia en la que las CDGs con velocidades peculiares altas presentan Δm_{12} pequeños. Pero debido a que no es una tendencia fuerte, es posible que no se trate de una relación directa entre el *gap* y la velocidad peculiar, sino más bien que se deba a la relación que cada una presenta con la masa de la CDG. Si un sistema ha tenido eventos de fusión recientemente se verá reflejado en la velocidad peculiar de sus galaxias, pero para el *gap* es diferente, su valor ayuda a estimar el crecimiento de la CDG a través de fusiones o canibalización de otras galaxias. Entonces, no se espera que haya una correlación entre ambos métodos. Por ejemplo, una CDG pudo haber crecido mucho dentro de un grupo y posteriormente fusionarse con otros, pero aún así dominar en brillo, entonces para ese sistema el *gap* tendrá un valor alto, pero debido a la reciente fusión la velocidad peculiar va a resultar grande. Evidencia de que esto puede suceder en algunos casos es que se han observado algunas BGGs (*Brightest Group Galaxies*) en grupos fósiles tan luminosas como las BCGs, lo que sugiere que las BGGs pueden formarse temprano a través de fusiones y algunas de ellas pueden haber evolucionado en BCGs o CDGs (Khosroshahi et al., 2006).

Del análisis de la relación entre la masa de las CDGs y la de los sistemas, dividiendo a estos en sistemas relajados y perturbados a partir de su *gap*: de nuevo el resultado no fue el mismo que obtuvo Lavoie et al. (2016). Sin embargo, usando el *gap* se logró acercarse más a la tendencia que ellos encontraron para sistemas perturbados. Se obtuvo nuevamente que los sistemas de menor masa son sistemas más relajados, y que los sistemas más masivos tienen las CDGs más masivas. Se concluye que, aún usando diferentes métodos para caracterizar la relajación de un sistema, se obtienen en principio las mismas tendencias, lo que hace más confiables y robustos los resultados. Sin embargo, el uso de distintos estimadores también afecta de manera significativa el valor de la pendiente en las relaciones obtenidas. Entonces, nuestros resultados no confirmaron el modelo de Lavoie et al. que parece favorecer más el crecimiento de las CDGs en cúmulos, mientras que nuestros resultados sugieren que su crecimiento es mayor cuando aún están en grupos.

Después de hacer varias pruebas se concluye que el uso del *offset* respecto al centro geométrico no reemplaza o no es un equivalente a el *offset* respecto al pico de emisión de rayos X, para estudiar el estado dinámico del sistema. Esto debido a que la posición

del centro geométrico depende en su totalidad de las galaxias miembros del sistema y el no tener información de todas ellas va a afectar de manera importante la posición del centro porque se está perdiendo la información de esas galaxias. Sin embargo, si en el futuro se logran corregir los problemas con la identificación de los sistemas, quizás se podría retomar el uso de este estimador.

A partir del análisis de las propiedades de las CDGs y sistemas en diferentes ambientes de la estructura a gran escala del Universo, se determinó que las CDGs más masivas, así como los sistemas más grandes se encuentran en ambientes más densos. Se obtuvo a partir de la prueba K-W que hay una probabilidad significativa de que las CDGs y sus sistemas anfitriones en filamentos y nodos provengan de una misma población para todas las propiedades. Es decir, que las diferencias que se observan entre estos ambientes pueden no ser significativas.

Las distribuciones de las velocidades peculiares y *gap* no muestran diferencias entre un ambiente y otro. De la prueba K-W para las velocidades peculiares se obtuvo que no hay evidencia para rechazar que los ambientes son diferentes. Esto indica que sin importar el ambiente en el que se encuentren, las CDGs pueden ser desplazadas del centro del pozo potencial del sistema con la misma facilidad y las diferencias que se observan solo dependen de la masa de cada galaxia y no del ambiente a gran escala. En el caso de la distribución de *gaps* se obtuvo que no existe evidencia para descartar que todas las CDGs y sistemas en todos los ambientes provengan de la misma población.

Para todos los ambientes se conservan las mismas tendencias: (1) las CDGs más masivas tienen velocidades peculiares menores, (2) los sistemas más grandes tienen CDGs con velocidades peculiares más altas, (3) los *gaps* más grandes pertenecen a los sistemas cuyas CDGs son las más masivas, (4) los sistemas más grandes tienen menores *gaps*. Estas tendencias pueden variar su pendiente de un ambiente a otro, en ocasiones esta variación se justifica por los errores tan altos en el cálculo de algunas de ellas o por la cantidad de datos en cada ambiente.

La única relación que varía significativamente en diferentes ambientes fue la del *gap* con la velocidad peculiar. Para los vacíos la tendencia es que los sistemas cuyas CDGs tienen mayores velocidades peculiares tienen mayores *gaps*, en la componente dispersa

CAPÍTULO 4. CONCLUSIONES

esta relación desaparece, pero en filamentos y nodos la relación reaparece pero de forma opuesta. En el ambiente de vacíos habitan los sistemas con menos galaxias, quizás solo una galaxia pre-gigante, entonces, el *gap* entre galaxias es más grande que en otros ambientes, pero ya que no hay muchas galaxias que se puedan canibalizar la CDG no aumenta su masa y su velocidad peculiar es alta.

Uno de los principales aportes de este trabajo fue extender el estudio de las propiedades de las CDGs en sistemas de menor riqueza, que permitiera verificar las relaciones ya conocidas en sistemas ricos o en su defecto proponer nuevos mecanismos para explicar comportamientos que no se habían observado antes. En general, se puede concluir que las relaciones que ya han sido bien estudiadas en cúmulos ricos también se extienden a sistemas pobres. Todas estas son consistentes con la formación de CDGs en grupos que posteriormente se fusionan a un cúmulo. Además, nuestra muestra parece ser más general que muchas encontradas en la literatura, de manera que los resultados obtenidos son más cercanos al verdadero proceso de formación de CDGs y al estado dinámico de sus sistemas anfitriones.

Perspectivas

Considerando los resultados obtenidos de este trabajo y las partes que no se cubrieron, para trabajo futuro se propone:

- Terminar de validar el catálogo de BCGs de SB20.
- Aplicar correcciones K para el cálculo preciso de las magnitudes absolutas.
- Dado que en algunos casos la estimación morfológica falló y ya que se observó que el ajuste a los perfiles de brillo de galaxias parece ser una manera eficiente de estimar su morfología, sería conveniente mejorar el método haciendo pruebas con perfiles de Sérsic dobles que son necesarios para las galaxias cDs o usando otros perfiles de brillo y aplicarlos sobre una muestra de prueba.
- Debido a que no fue posible obtener información de la subestructura de los sistemas, que es una forma de identificar su estado dinámico, con una mayor disponibilidad de tiempo se pueden hacer varias pruebas que permitan encontrar subestructura, ya sea mediante las distribuciones proyectadas de los miembros, velocidades radiales u otros métodos.
- Idear una forma más exacta y robusta para definir los ambientes de la estructura a gran escala, especialmente para poder diferenciar los filamentos de los nodos con el fin de mejorar las señales de las relaciones obtenidas.
- Profundizar más en las teorías y resultados obtenidos a partir de las simulaciones físicas sobre las CDGs y compararlos con nuestros resultados para tener un panorama más amplio en el estudio de la evolución de las CDGs.
- Estudiar la posibilidad de una clasificación basada en los *gaps* de magnitud, quizás algo paralelo con la clasificación Bautz-Morgan.

- Calcular la orientación del sistema y compararla con el ángulo de posición de la CDG para buscar un efecto de alineación.
- Revisar si la base de datos Galaxy Zoo tiene información sobre las CDGs de nuestra muestra.
- Separar la muestra por rango de *redshift* para analizar si esto es lo que está provocando las diferencias en las pendientes observadas en las secuencias rojas de los diagramas color-magnitud.

APÉNDICE A

Factores de proyección para simetría esférica

El teorema del virial establece que, para que un sistema de masas puntuales autogravitantes esté en equilibrio dinámico, el promedio en el tiempo de la energía cinética total de todos los puntos con respecto al centro de masa del sistema debe ser igual al promedio en el tiempo de la mitad de la energía potencial gravitacional del sistema. Si el sistema en consideración es un grupo de galaxias, entonces el teorema virial se puede aplicar al sistema de galaxias considerándolas como masas puntuales, suponiendo que la mayor parte de la masa dentro del cúmulo está en forma de galaxias, y descuidando la contribución a la masa total del sistema por cualquier materia intergaláctica. El teorema virial establece que

$$\bar{E}_K = \frac{1}{2}|\bar{E}_P|, \quad (\text{A.1})$$

donde E_K es la energía cinética total de las galaxias, y E_P es la energía potencial gravitacional del sistema de galaxias, donde la barra denota el promedio con respecto al tiempo. Por supuesto no es posible obtener el promedio temporal para las cantidades requeridas a partir de las observaciones en una época. Sin embargo, el hecho de que las energías cinética y potencial total sean sumas de varias contribuciones individuales, introduce un tipo promediado, y uno podría esperar que la siguiente aproximación del teorema

$$E_K \cong \frac{1}{2}|E_P|, \quad (\text{A.2})$$

donde E_K y E_P son los valores de las energías en alguna época. Tenemos

$$E_K = \frac{1}{2} \sum_i m_i v_i^2, \quad (\text{A.3})$$

y

$$E_P = -\frac{1}{2} \sum_{i \neq j} \frac{G m_i m_j}{r_{ij}}, \quad (\text{A.4})$$

donde m_i es la masa de la i -ésima galaxia, v_i es su velocidad espacial con respecto al centro de masas del sistemas, r_{ij} es la distancia entre la i -ésima y la j -ésima galaxia, y G es la constante gravitacional. Determinar v_i y r_{ij} en el caso de galaxias sería muy difícil, lo que se puede determinar directamente es la componente radial v_{ri} de v_i y la componente R_{ij} de r_{ij} que es perpendicular a la línea de visión. Las cantidades v_{ri} y v_i están relacionadas por

$$v_{ri} = v_i \cos \theta_i, \quad (\text{A.5})$$

donde θ_i denota el ángulo entre la dirección de la línea de visión del observador hacia la i -ésima galaxia y la velocidad de esta galaxia con respecto al centro de masas del grupo. De forma similar

$$R_{ij} = r_{ij} \sin \lambda_{ij}, \quad (\text{A.6})$$

donde λ_{ij} denota el ángulo entre la dirección de la línea de visión del observador hacia la i -ésima galaxia y el vector dirigido desde la i -ésima a la j -ésima galaxia. Entonces, para pasar de cantidades que se pueden observar directamente a las energías cinética y potencial son necesarios los factores de proyección $\cos \theta_i$ y $\sin \lambda_{ij}$.

Suponiendo que las partículas son vistas en líneas de visión orientadas al azar y tomando el valor promedio de ambos lados de la ec. A.5

$$\langle v_i^2 \rangle \langle \cos^2 \theta_i \rangle = \langle v_{ri}^2 \rangle, \quad (\text{A.7})$$

donde los *brackets* angulares denotan promedios y donde se hizo uso del hecho de que m_i y v_i no están correlacionados con θ_i . Se tiene que

$$\langle \cos^2 \theta_i \rangle = \frac{\int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} \cos^2 \theta \sin \theta \, d\theta \, d\phi}{\int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} \sin \theta \, d\theta \, d\phi} = \frac{(2\pi) \int_0^{\pi/2} \cos^2 \theta \sin \theta \, d\theta}{(2\pi) \int_0^{\pi/2} \sin \theta \, d\theta} \quad (\text{A.8})$$

APÉNDICE A. FACTORES DE PROYECCIÓN PARA SIMETRÍA ESFÉRICA

$$\langle \cos^2 \theta_i \rangle = \frac{-\frac{\cos^3 \theta}{3} \Big|_0^{\pi/2}}{-\cos \theta \Big|_0^{\pi/2}} = \frac{1}{3}. \quad (\text{A.9})$$

Entonces, tenemos que

$$\langle v_i^2 \rangle = 3 \langle v_{ri}^2 \rangle, \quad (\text{A.10})$$

la cual es análoga a la ec. 2.17.

De forma similar tomando el promedio de ambos lados de la ec. A.6 y dado que r_{ij} no está correlacionada con λ_{ij} , obtenemos

$$\langle R_{ij} \rangle = r_{ij} \langle \sin \lambda_{ij} \rangle. \quad (\text{A.11})$$

Entonces,

$$\left\langle \frac{1}{\sin \lambda_{ij}} \right\rangle = \frac{\int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} (\sin \lambda_{ij})^{-1} \sin \lambda_{ij} d\lambda_{ij} d\phi_{ij}}{\int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} \sin \lambda_{ij} d\phi_{ij}} = \frac{(2\pi) \int_0^{\pi/2} (\sin \lambda_{ij})^{-1} \sin \lambda_{ij} d\lambda_{ij}}{(2\pi) \int_0^{\pi/2} \sin \lambda_{ij} d\lambda_{ij}} \quad (\text{A.12})$$

$$= \frac{\int_0^{\pi/2} d\lambda_{ij}}{-\cos \lambda_{ij} \Big|_0^{\pi/2}} = \frac{\pi}{2}, \quad (\text{A.13})$$

sustituyendo este resultado en la ec. A.6

$$r_{ij} = \frac{\pi}{2} R_{ij}. \quad (\text{A.14})$$

Reemplazando este resultado en la ec. 2.14

$$r_G = 2M^2 \left(\sum_{i \neq j} \frac{m_i m_j}{r_{ij}} \right)^{-1} = 2M^2 \left(\sum_{i \neq j} \frac{2m_i m_j}{\pi R_{ij}} \right)^{-1} = \frac{\pi}{2} R_P, \quad (\text{A.15})$$

y así obtenemos la ec. 2.18. Las expresiones de las ecuaciones A.10 y A.15 son los factores de proyección obtenidos por Limber & Mathews (1960) para la correcta aplicación del teorema del virial, de manera que utilice cantidades que se pueden determinar directamente.

Densidad de virialización

El radio virial de un sistema astrofísico gravitacionalmente ligado es el radio en el cuál se aplica el teorema del virial. Se define como el radio en que la densidad es igual a la densidad crítica del Universo, ρ_{crit} , en el *redshift* del sistema, multiplicada por una constante de sobredensidad Δ_c , a esta densidad se le suele llamar densidad de virialización, ρ_{vir} ,

$$M_{vir} = \frac{4\pi}{3} \Delta_c \rho_{crit} r_{vir}^3,$$

$$r_{vir}^3 = \frac{3}{4\pi \Delta_c \rho_{crit}} M_{vir} = \frac{3}{4\pi} \frac{M_{vir}}{\rho_{vir}}. \quad (\text{B.1})$$

La densidad crítica, es la densidad necesaria para que la curvatura del Universo sea cero. Para obtener la expresión para esta densidad, consideremos una superficie esférica de radio x en el tiempo t_0 y, por lo tanto tiene un radio $r(t) = a(t)x$ en el tiempo arbitrario t (recordar que $a(t)$ es el factor de escala que caracteriza la expansión del Universo). La masa $M(x)$ encerrada en esta superficie es constante en el tiempo y está dada por

$$M(x) = \frac{4\pi}{3} \rho_0 x^3 = \frac{4\pi}{3} \rho(t) r^3(t), \quad (\text{B.2})$$

$$M(x) = \frac{4\pi}{3} \rho(t) a^3(t) x^3, \quad (\text{B.3})$$

donde ρ_0 es la densidad de masa del Universo en t_0 . La densidad es una función del tiempo y, debido a la conservación de masa, es inversamente proporcional al volumen

de la esfera

$$\rho(t) = \rho_0 a^{-3}(t). \quad (\text{B.4})$$

La aceleración gravitacional de una partícula en la superficie esférica es $G M(x)/r^2$, dirigida hacia el centro. Entonces, la ecuación de movimiento de la partícula es

$$\ddot{r}(t) = \frac{d^2 r}{dt^2} = -\frac{GM(x)}{r^2} = -\frac{4\pi G \rho_0 x^3}{3 r^2}, \quad (\text{B.5})$$

sustituyendo $r(t) = x a(t)$ en la ecuación anterior, se obtiene

$$\ddot{a}(t) = \frac{\ddot{r}(t)}{x} = -\frac{4\pi G \rho_0}{3 a^2(t)}, \quad (\text{B.6})$$

y sustituyendo la ec. B.4 en la ec. B.6,

$$\ddot{a} = -\frac{4\pi G}{3} a(t) \rho(t). \quad (\text{B.7})$$

Ahora, basados en la conservación de energía: la suma de la energía cinética y potencial es constante en el tiempo. Esta conservación de energía se obtiene multiplicando la ecuación anterior por $2\dot{a}$, y a la ecuación resultante integrarla con respecto al tiempo

$$2\dot{a}\ddot{a} = -\frac{4\pi G}{3}(2\dot{a} a(t) \rho(t)) = -\frac{4\pi G}{3} \left(\frac{2 \dot{a} \rho_0}{a^2(t)} \right), \quad (\text{B.8})$$

como $d(\dot{a}^2)/dt = 2\dot{a}\ddot{a}$ y $d(-1/a)/dt = \dot{a}/a^2$, entonces,

$$\frac{d(\dot{a}^2)}{dt} = -\frac{4\pi G}{3} \left(2 \frac{d}{dt} \left(-\frac{1}{a} \right) \rho_0 \right), \quad (\text{B.9})$$

integrando respecto a t , obtenemos

$$\dot{a}^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho(t) a^2 - Kc^2, \quad (\text{B.10})$$

siendo Kc^2 una constante de integración. Ahora, multiplicando la ecuación anterior por $x^2/2$

$$\frac{x^2 \dot{a}^2}{2} - \frac{8\pi G}{3} \rho(t) \frac{a^2 x^2}{2} = -Kc^2 \frac{x^2}{2}, \quad (\text{B.11})$$

$$\frac{\dot{r}^2}{2} - \frac{8\pi G}{3} \frac{\rho(t) r^2}{2} = -Kc^2 \frac{x^2}{2}, \quad (\text{B.12})$$

$$\frac{v^2(t)}{2} - \frac{M G}{r(t)} = -K c^2 \frac{x^2}{2}, \quad (\text{B.13})$$

que se interpreta como que la energía cinética más la energía potencial (por unidad de masa) de una partícula es constante en la superficie esférica. La última ecuación sugiere una interpretación para la constante: K es proporcional a la energía total de una partícula comóvil, y por lo tanto la historia de expansión depende de K .

- Si $K < 0$, el lado derecho de la ec. B.10 es siempre positiva. Ya que $da/dt > 0$ hoy, da/dt se mantendrá positivo siempre, es decir, el Universo se expandirá por siempre, será un Universo abierto e hiperbólico.
- Si $K = 0$, el lado derecho de la ec. B.10 será siempre positiva, esto es, $da/dt > 0$ para cualquier tiempo, y el Universo también se expandirá por siempre, pero de forma que $da/dt \rightarrow 0$ para $t \rightarrow \infty$. Este Universo será plano.
- Si $K > 0$, el lado derecho de la ec. B.10 desaparecerá si $a = a_{max} = (8 \pi G \rho_0)/(3K c^2)$. Para este valor de a , $da/dt = 0$ y la expansión se detendrá, luego se contraerá y el Universo re-colapsará. Este Universo será cerrado y una hiper-esfera.

Ya que la densidad crítica se define de modo que el Universo tenga curvatura cero, es decir, sea plano, entonces $K = 0$ y de la ec. B.10, tenemos

$$\dot{a}^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho_{crit} a^2(t), \quad (\text{B.14})$$

$$\rho_{crit} = \frac{3}{8\pi G} \frac{\dot{a}^2(t)}{a^2(t)}, \quad (\text{B.15})$$

ya que el parámetro de Hubble se define también como $H(t) = \dot{a}^2(t)/a^2(t)$, entonces, la ecuación anterior en términos de z se puede expresar como

$$\rho_{crit} = \frac{3H^2(z)}{8\pi G}. \quad (\text{B.16})$$

Volviendo a la densidad de virialización

$$\rho_{vir} = \rho_{crit} \Delta_c = \Delta_c \left(\frac{3 H^2(z)}{8\pi G} \right), \quad (\text{B.17})$$

y el valor de Δ_c se toma de la solución al colapso de una perturbación esférica bajo el supuesto de que el cúmulo acaba de virializarse (Peebles, 1980). Su valor se suele

APÉNDICE B. DENSIDAD DE VIRIALIZACIÓN

tomar como $18\pi^2$ como primera aproximación, aunque si se requiere ser más precisos se pueden usar más términos. En general, Δ_c depende de la cosmología a través del parámetro $\Omega(z) = \Omega_0(1+z)^3/E(z)^2$. Para los casos $\Omega_\Lambda = 0$ y $\Omega_R = 0$ se tiene

$$\Delta_c = 18\pi^2 + 83x - 39x^2 \quad \Omega_R = 0, \quad (\text{B.18})$$

$$\Delta_c = 18\pi^2 + 60x - 32x^2 \quad \Omega_\Lambda = 0, \quad (\text{B.19})$$

donde $x = \Omega(z) - 1$

$$\Omega_0 = \frac{8\pi G\rho_0}{3H_0^2}, \quad (\text{B.20})$$

Bryan & Norman (1998). Finalmente, la expresión para la densidad de virialización es

$$\rho_{vir} = 18\pi^2 \left(\frac{3H^2(z)}{8\pi G} \right), \quad (\text{B.21})$$

que es la expresión que se utiliza en el desarrollo de este trabajo.

Bibliografía

- Abell, G. O. 1958, *ApJS*, 3, 211
- Aguerri, J. A. L. & Zarattini, S. 2021, arXiv e-prints, arXiv:2106.13255
- Akamatsu, H., Fujita, Y., Akahori, T., et al. 2017, *A&A*, 606, A1
- Alpaslan, M., Robotham, A. S. G., Obreschkow, D., et al. 2014, *MNRAS*, 440, L106
- Bai, L., Yee, H. K. C., Yan, R., et al. 2014, *ApJ*, 789, 134
- Balogh, M. L., Morris, S. L., Yee, H. K. C., Carlberg, R. G., & Ellingson, E. 1999, *ApJ*, 527, 54
- Beers, T. C., Flynn, K., & Gebhardt, K. 1990, *AJ*, 100, 32
- Beers, T. C. & Geller, M. J. 1983, *ApJ*, 274, 491
- Bell, E. F., Wolf, C., McIntosh, D. H., COMBO-17 Team, & GEMS Collaboration. 2003, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 203, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 131.05
- Bellstedt, S., Lidman, C., Muzzin, A., et al. 2016, *MNRAS*, 460, 2862
- Bird, C. M. 1994, *AJ*, 107, 1637
- Biviano, A., Murante, G., Borgani, S., et al. 2006, *A&A*, 456, 23
- Bolton, A. S., Schlegel, D. J., Aubourg, É., et al. 2012, *AJ*, 144, 144
- Boylan-Kolchin, M., Springel, V., White, S. D. M., Jenkins, A., & Lemson, G. 2009, *MNRAS*, 398, 1150
- Bryan, G. L. & Norman, M. L. 1998, *ApJ*, 495, 80

- Burke, C., Hilton, M., & Collins, C. 2015, MNRAS, 449, 2353
- Cautun, M., van de Weygaert, R., Jones, B. J. T., & Frenk, C. S. 2014, MNRAS, 441, 2923
- Ceccarelli, L., Padilla, N. D., Valotto, C., & Lambas, D. G. 2006, MNRAS, 373, 1440
- Chang, Y.-Y., van der Wel, A., da Cunha, E., & Rix, H.-W. 2015, ApJS, 219, 8
- Chen, Y.-C., Ho, S., Freeman, P. E., Genovese, C. R., & Wasserman, L. 2015, MNRAS, 454, 1140
- Chow-Martínez, M., Andernach, H., Caretta, C. A., & Trejo-Alonso, J. J. 2014, MNRAS, 445, 4073
- Colberg, J. M., White, S. D. M., Jenkins, A., & Pearce, F. R. 1999, MNRAS, 308, 593
- Collins, C. A., Stott, J. P., Hilton, M., et al. 2009, Nature, 458, 603
- Coziol, R., Andernach, H., Caretta, C. A., Alamo-Martínez, K. A., & Tago, E. 2009, AJ, 137, 4795
- Cuesta, A. J., Betancort-Rijo, J. E., Gottlöber, S., et al. 2008, MNRAS, 385, 867
- Cybulski, R., Yun, M. S., Fazio, G. G., & Gutermuth, R. A. 2014, MNRAS, 439, 3564
- Danese, L., de Zotti, G., & di Tullio, G. 1980, A&A, 82, 322
- Dariusz, A. A., Raychaudhury, S., Ponman, T. J., et al. 2010, MNRAS, 405, 1873
- Darragh Ford, E., Laigle, C., Gozaliasl, G., et al. 2019, MNRAS, 489, 5695
- De Lucia, G. & Blaizot, J. 2007, MNRAS, 375, 2
- De Propris, R., West, M. J., Andrade-Santos, F., et al. 2021, MNRAS, 500, 310
- de Vaucouleurs, G. 1948, Annales d'Astrophysique, 11, 247
- de Vaucouleurs, G. 1959, Handbuch der Physik, 53, 275
- Donzelli, C. J., Muriel, H., & Madrid, J. P. 2011, ApJS, 195, 15
- Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351

- Dressler, A. & Shectman, S. A. 1988, *AJ*, 95, 985
- Dubinski, J., da Costa, L. N., Goldwirth, D. S., Lecar, M., & Piran, T. 1993, *ApJ*, 410, 458
- Durret, F., Tarricq, Y., Márquez, I., Ashkar, H., & Adami, C. 2019, *A&A*, 622, A78
- Einasto, M., Deshev, B., Tenjes, P., et al. 2020, *A&A*, 641, A172
- Fabian, A. C. 1994, *ARA&A*, 32, 277
- García-Ramírez, D. E. 2021, Impacto del Ambiente en las Masas Estelares de las Galaxias, Tesis de maestría, en revisión
- Golden-Marx, J. B. & Miller, C. J. 2018, *ApJ*, 860, 2
- Harvey, D., Courbin, F., Kneib, J. P., & McCarthy, I. G. 2017, *MNRAS*, 472, 1972
- Hashimoto, Y., Henry, J. P., & Boehringer, H. 2014, *MNRAS*, 440, 588
- Helsdon, S. F. & Ponman, T. J. 2003, *MNRAS*, 339, L29
- Hogg, D. W., Baldry, I. K., Blanton, M. R., & Eisenstein, D. J. 2002, *astro-ph/0210394*
- Hogg, D. W., Blanton, M. R., Brinchmann, J., et al. 2004, *ApJL*, 601, L29
- Hoyle, F. & Vogeley, M. S. 2002, *ApJ*, 566, 641
- Hubble, E. 1929, *PNAS*, 15, 168
- Hubble, E. P. 1936, *Realm of the Nebulae*, Yale University Memorial Lectures, Oxford University Press
- Hudson, D. S., Mittal, R., Reiprich, T. H., et al. 2010, *A&A*, 513, A37
- Huertas-Company, M., Aguerri, J. A. L., Bernardi, M., Mei, S., & Sánchez Almeida, J. 2011, *A&A*, 525, A157
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., et al. 2003, *MNRAS*, 341, 33
- Khosroshahi, H. G., Ponman, T. J., & Jones, L. R. 2006, *MNRAS*, 372, L68
- Koester, B. P., McKay, T. A., Annis, J., et al. 2007, *ApJ*, 660, 239

- Kraljic, K., Pichon, C., Codis, S., et al. 2020, MNRAS, 491, 4294
- Kreckel, K., Joung, M. R., & Cen, R. 2011, ApJ, 735, 132
- Kuutma, T., Poudel, A., Einasto, M., et al. 2020, A&A, 639, A71
- Lauer, T. R., Postman, M., Strauss, M. A., Graves, G. J., & Chisari, N. E. 2014, ApJ, 797, 82
- Lavoie, S., Willis, J. P., Démoclès, J., et al. 2016, MNRAS, 462, 4141
- Lee, Y., Kim, S., Rey, S.-C., & Chung, J. 2021, ApJ, 906, 68
- Lemaître, G. 1927, Annales de la Société Scientifique de Bruxelles, 47, 49
- Limber, D. N. & Mathews, W. G. 1960, ApJ, 132, 286
- Lin, Y.-T. & Mohr, J. J. 2004, ApJ, 617, 879
- Lopes, P. A. A., Trevisan, M., Laganá, T. F., et al. 2018, MNRAS, 478, 5473
- López-Cruz, O., Barkhouse, W. A., & Yee, H. K. C. 2004, ApJ, 614, 679
- Lupton, R. H., Gunn, J. E., & Szalay, A. S. 1999, AJ, 118, 1406
- Malumuth, E. M. 1992, ApJ, 386, 420
- Mann, A. W. & Ebeling, H. 2012, MNRAS, 420, 2120
- Martel, H., Robichaud, F., & Barai, P. 2014, ApJ, 786, 79
- Matthews, T. A., Morgan, W. W., & Schmidt, M. 1964, ApJ, 140, 35
- Merritt, D. 1985, ApJ, 289, 18
- Mittal, R., Hudson, D. S., Reiprich, T. H., & Clarke, T. 2009, A&A, 501, 835
- Morgan, W. W. 1958, PASP, 70, 364
- Mushotzky, R. F. 2004, in Clusters of Galaxies: Probes of Cosmological Structure and Galaxy Evolution, ed. J. S. Mulchaey, A. Dressler, & A. Oemler, Vol. 3, 123, Cambridge University Press

- Mushotzky, R. F., Holt, S. S., Boldt, E. A., Serlemitsos, P. J., & Smith, B. W. 1981, *ApJL*, 244, L47
- Oke, J. B. & Gunn, J. E. 1983, *ApJ*, 266, 713
- Ostriker, J. P. & Tremaine, S. D. 1975, *ApJL*, 202, L113
- Park, D. & Lee, J. 2009, *MNRAS*, 397, 2163
- Peebles, P. J. E. 1980, *The large-scale structure of the universe*, Princeton University Press
- Peebles, P. J. E. 1993, *Principles of Physical Cosmology*, Princeton University Press
- Peebles, P. J. E. 2001, *ApJ*, 557, 495
- Peng, Y.-j., Lilly, S. J., Kovač, K., et al. 2010, *ApJ*, 721, 193
- Petrosian, V. 1976, *ApJL*, 210, L53
- Piffaretti, R., Arnaud, M., Pratt, G. W., Pointecouteau, E., & Melin, J. B. 2011, *A&A*, 534, A109
- Pinkney, J., Roettiger, K., Burns, J. O., & Bird, C. M. 1996, *ApJS*, 104, 1
- Pogosyan, D., Pichon, C., Gay, C., et al. 2009, *MNRAS*, 396, 635
- Postman, M. & Lauer, T. R. 1995, *ApJ*, 440, 28
- Poudel, A., Heinämäki, P., Tempel, E., et al. 2017, *A&A*, 597, A86
- Raouf, M., Smith, R., Khosroshahi, H. G., et al. 2019, *ApJ*, 887, 264
- Regos, E. & Geller, M. J. 1991, *ApJ*, 377, 14
- Rojas, R. R., Vogeley, M. S., Hoyle, F., & Brinkmann, J. 2004, *ApJ*, 617, 50
- Rost, A., Stasyszyn, F., Pereyra, L., & Martínez, H. J. 2020, *MNRAS*, 493, 1936
- Runge, J. & Yan, H. 2018, *ApJ*, 853, 47
- Rykoff, E. S., Rozo, E., Hollowood, D., et al. 2016, *VizieR Online Data Catalog*, J/ApJS/224/1

- Santiago-Bautista, I., Caretta, C. A., Bravo-Alfaro, H., Pointecouteau, E., & Andernach, H. 2020, *A&A*, 637, A31
- Schawinski, K., Urry, C. M., Simmons, B. D., et al. 2014, *MNRAS*, 440, 889
- Schlafly, E. F. & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schneider, P. 2006, *Extragalactic Astronomy and Cosmology*, Springer
- Scoville, N., Arnouts, S., Aussel, H., et al. 2013, *ApJS*, 206, 3
- Sérsic, J. L. 1963, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 6, 41
- Silk, J. 1976, *ApJ*, 208, 646
- Siverd, R. J., Ryden, B. S., & Gaudi, B. S. 2009, arXiv:0903.2264
- Smith, G. P., Khosroshahi, H. G., Dariush, A., et al. 2010, *MNRAS*, 409, 169
- Stoughton, C., Lupton, R. H., Bernardi, M., et al. 2002, *AJ*, 123, 485
- 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
- Valentinuzzi, T., Poggianti, B. M., Fasano, G., et al. 2011, *A&A*, 536, A34
- Varela, J., Betancort-Rijo, J., Trujillo, I., & Ricciardelli, E. 2012, *ApJ*, 744, 82
- Voit, G. M. 2005, *Reviews of Modern Physics*, 77, 207
- Von Der Linden, A., Best, P. N., Kauffmann, G., & White, S. D. M. 2007, *MNRAS*, 379, 867
- Wen, Z. L. & Han, J. L. 2013, *MNRAS*, 436, 275
- Wen, Z. L., Han, J. L., & Liu, F. S. 2012, *VizieR Online Data Catalog*, J/ApJS/199/34
- West, M. J., Oemler, Augustus, J., & Dekel, A. 1988, *ApJ*, 327, 1

Whiley, I. M., Aragón-Salamanca, A., De Lucia, G., et al. 2008, MNRAS, 387, 1253

Yoon, J. H., Schawinski, K., Sheen, Y.-K., Ree, C. H., & Yi, S. K. 2008, ApJS, 176, 414

York, D. G., Adelman, J., Anderson, John E., J., et al. 2000, AJ, 120, 1579

Zabludoff, A. I. & Mulchaey, J. S. 1998, ApJL, 498, L5

Zel'Dovich, Y. B. 1970, A&A, 500, 13

Zhao, D., Aragón-Salamanca, A., & Conselice, C. J. 2015a, MNRAS, 453, 4444

Zhao, D., Aragón-Salamanca, A., & Conselice, C. J. 2015b, MNRAS, 448, 2530