

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA



TESIS DE LICENCIATURA

Galaxias Centrales de Cúmulos Masivos en Simulaciones Cosmológicas Hidrodinámicas

Autor:

María Eugenia Ferraro

Director:

Dra. Cinthia Ragone-Figueroa

*Tesis presentada en cumplimiento de los requisitos
para el grado de Licenciada en Astronomía*

en la

Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación

17 de noviembre de 2017

Declaration of Authorship

«Thanks to my solid academic training, today I can write hundreds of words on virtually any topic without possessing a shred of information, which is how I got a good job in journalism.»

Dave Barry

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA

Resumen

Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación
Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación

Licenciada en Astronomía

**Galaxias Centrales de Cúmulos Masivos en Simulaciones Cosmológicas
Hidrodinámicas**

by María Eugenia Ferraro

The Thesis Abstract is written here (and usually kept to just this page). The page is kept centered vertically so can expand into the blank space above the title too...

Acknowledgements

The acknowledgments and the people to thank go here, don't forget to include your project advisor...

Índice general

Resumen	VII
Acknowledgements	IX
1. Resumen	1
2. Introducción Teórica	3
2.1. Camino a las BCGs, una saga de más de miles de millones de años...	3
2.1.1. El Universo, pasado y presente	3
2.1.2. Zoo Galáctico	4
2.1.3. Relación Morfología-Densidad	5
2.1.4. Cúmulos de Galaxias	5
2.2. BCGs en el Universo Local	6
2.2.1. Luminosidad	7
2.2.2. Morfología	7
2.2.3. Estructura	7
2.3. Medición de la masa de las BCGs	8
2.4. Perfiles de brillo	10
2.4.1. Relación de Kormendy	10
2.4.2. Parámetros estructurales vs. MasaBCG	10
2.5. Historia de Formación y Evolución	10
3. Herramientas utilizadas y Métodos	15
3.1. Los Cúmulos Simulados y las Muestras	15
3.2. Identificación de las BCGs	16
3.3. Medición de la masa de las BCGs	17
3.4. Grasil 3D....	17
4. Resultados	19
4.1. La importancia del <i>AGN</i> en los modelos de formación de galaxias	19
4.2. Masas de la <i>BCG</i> en función de la apertura	23
4.3. <i>BCGs</i> a $z=0$	25
4.4. Relaciones Masa <i>BCG</i> -Masa Cúmulo a $z=0$	28
4.5. Masas de las <i>BCGs</i> a distintos z	32
4.6. Evolución en Masa	34
4.7. Evolución en Perfiles	40
4.8. Edades y Metalicidades	43
4.9. influencia del polvo. solo a $z=3$ para algun dusty case	45
4.10. Estabilidad a Resoluciones más Altas	49
4.11. relaciones de escala	52

5. Conclusiones	53
A. Frequently Asked Questions	55
A.1. How do I change the colors of links?	55

Índice de figuras

2.1. Fig. 8 de Lin et al. (2010). FL compuestas, en la banda roja, para los cúmulos de la muestra C4 dentro de los <i>redshifts</i> $z = 0.030 - - 0.077$. Los símbolos en rojo, verde y azul, representan a la distribución de luminosidad de los cúmulos más luminosos, de la muestra completa de cúmulos y de los menos luminosos, respectivamente. Las curvas, son los ajustes <i>Gaussian+Schechter</i> de cada distribución.	11
2.2.	12
2.3.	13
3.1. Distribuciones de masas de los cúmulos correspondientes a las muestras CMAY (histograma con rayas diagonales), CMEN (histograma con rayas horizontales) y AUM (histograma vacío, rojo). Las líneas verticales, discontinua, a puntos y roja, caracterizan a los valores de las medianas de las muestras CMAY , CMEN y AUM respectivamente	16
4.1. Mapas de brillos superficiales caracterizados según la barra vertical de colores. Gama clara: $\mu < 20 \text{ mags/arcseg}^2$. Gama anaranjada: $\mu \in [20, 21.5) \text{ mags/arcseg}^2$. Gama lila: $\mu \in [21.5, 24) \text{ mags/arcseg}^2$. Lila oscuro: $\mu \in [24, 24.5) \text{ mags/arcseg}^2$. Gama verde: $\mu \geq 24.5 \text{ mags/arcseg}^2$. Los paneles superiores caracterizan a la <i>BCG</i> de la muestra CMAY , mientras que los inferiores, representan a la <i>BCG</i> de la muestra CMEN . A la izquierda se hallan las <i>BCGs AGN-OFF y a la derecha las AGN-ON</i>	21
4.2. Relación Masa _{<i>BCG</i>} -Masa _{<i>CUMULO</i>} . En azul: muestra AGN-OFF . En rojo: muestra AGN-ON	22
4.3. Izquierda: masa acumulada. Derecha: perfil de densidad superficial de masa. Azul: muestra AGN-OFF . Rojo: muestra AGN-ON . En ambos casos se distingue la <i>BCG</i> de la muestra CMEN con la de la muestra CMAY mediante la unión los puntos por una línea continua.	22
4.4. Visualización de la masa contenida dentro del círculo (MC) de radio $R_{\mu_{24}}$ y de la elipse (ME) ajustada por la rutina <i>ellipse</i> , del módulo <i>MPFIT</i> , para la <i>BCG-22</i> de la muestra CMAY . En verde se muestran las partículas del grid, proyectadas sobre el plano XY, con brillos superficiales: $\mu_v \leq 24 \text{ mags/arcseg}^2$. La línea continua amarilla representa el resultado del ajuste sobre las partículas anteriores, con brillos superficiales: $\mu_v \in [23.9995, 24.0005] \text{ mags/arcseg}^2$. La línea continua lila caracteriza al círculo de radio $R_{\mu_{24}}$. Los puntos lilas y amarillos son partículas de estrellas de la simulación. . .	24

4.5. Distribuciones de masas a $z = 0$, de las $BCGs$ de los cúmulos principales, dentro de las elipses ajustadas por <i>ellipse</i> (histograma vacío) y de los círculos con radios $R_{\mu_{24}}$ (histograma con rayas diagonales). Las líneas verticales, continua y discontinua, caracterizan a las medianas de la distribuciones anteriormente mencionadas respectivamente.	24
4.6. Mapas de brillos superficiales de las $BCGs$ pertenecientes a la muestra CMAY . Cada panel abarca $500 \times 500 \text{ kpc}^2$. La barra vertical indica la asignación de colores según el brillo superficial correspondiente. Gama clara: $\mu < 20 \text{ mags/arcseg}^2$. Gama anaranjada: $\mu \in [20, 21.5] \text{ mags/arcseg}^2$. Gama lila: $\mu \in [21.5, 24] \text{ mags/arcseg}^2$. Lila oscuro: $\mu \in [24, 24.5] \text{ mags/arcseg}^2$. Gama verde: $\mu \geq 24.5 \text{ mags/arcseg}^2$	26
4.7. Distribución de radios $R_{\mu_{24}}$ de las $BCGs$ para la muestra CMAY (histograma vacío) con su correspondiente mediana (línea vertical continua) y para las $BCGs$ de la muestra CMEN (histograma con rayas diagonales) con su mediana (línea vertical discontinua)	27
4.8. Lo mismo que en la figura 4.7, para los radios $M_{\mu_{24}}$	27
4.9. Lo mismo que en la figura 4.7, para los radios $R_{1/2}$	28
4.10. Relación Masa _{BCG} -Masa _{$CUMULO$} . Triángulos celestes: masa contenida dentro del 10 % del radio que abarca 500 veces la densidad crítica del universo (a $z = 0$). Triángulos anaranjados: masas calculadas dentro del radio de la isofota $\mu_V = 24 \text{ mags/arcseg}^2$. Círculos : masas de las $BCGs$ en la muestra Kravtsov et al. (2014). Líneas discontinuas celestes: ajuste lineal log-log para la masa $M_{R < 0.1 R_{500}}$. Líneas discontinuas anaranjadas: ajuste lineal log-log para la masa $M_{\mu_{24}}$	29
4.11. Relación Masa _{$APERTURA$} -Masa _{$CUMULO$} para aperturas de 30kpc. En triángulos se muestran las masas $M_{R < 30 \text{kpc}-2D}$ calculadas por el presente trabajo. Los círculos grandes son las masas $M_{R < 30 \text{kpc}-2D}$ de la muestra Kravtsov+14. Los hexágonos representan la masas $M_{R < 32 \text{kpc}-2D}$ de la muestra Zhang+16. Los círculos pequeños caracterizan las masas $M_{R < 30 \text{kpc}-3D}$ de la muestra Pillepich+17. La línea discontinua es el ajuste llevado a cabo por Zhang+16	31
4.12. Relación Masa _{$APERTURA$} -Masa _{$CUMULO$} para aperturas de 50kpc. Los triángulos son las masas $M_{R < 50 \text{kpc}-2D}$ calculadas por el presente trabajo. Los círculos representan a las masas $M_{R < 5 \text{kpc}-2D}$ de la muestra Kravtov+14. Las estrellas caracterizan a las masas $M_{R < 50 \text{kpc}-2D}$ de la muestra Bahé+17. Los cuadrados son las masas $M_{R < 50 \text{kpc}-2D}$ de la muestra Gonzalez+13.	31
4.13. Ajustes lineales de la relación Masa _{$APERTURA$} -Masa _{$CUMULO$} para aperturas de 30 50 y 70 kpc (violeta, verde y rojo, respectivamente), para masas proyectadas (2D, líneas discontinuas) y no proyectadas (3D, líneas continuas.)	32
4.14. Comportamiento de las masas, $M_{\mu_{24}}$ (triángulos anaranjados) y $M_{R < 0.1 R_{500}}$ (triángulos celestes), respecto a la masa del cúmulo, para $z=0$ (arriba, izquierda), $z=1$ (arriba, derecha), $z=2$ (abajo, izquierda), $z=3$ (abajo, derecha). Círculos: masas de las $BCGs$ en la muestra Kravtsov +2014	33

4.15. Comportamiento de la masa contenida dentro de aperturas circulares de radios $R=30\text{kpc}$ (triángulos rayados) y $R=50\text{kpc}$ (triángulos sin rayas) para $z = 0$ (arriba, izquierda), $z = 1$ (arriba, derecha), $z = 2$ (abajo, izquierda) y $z=3$ (abajo, derecha). Línea discontinua y continua: ajuste en función de z (Zhang+16) sobre la relación $M_{R < X} - M_{200}$ para aperturas circulares de radios $X=32\text{kpc}$ y $X=50\text{kpc}$, respectivamente.	34
4.16. Evolución de la masa $M_{\mu_{24}}$ desde $z = 3$ a $z = 0$. En ambos paneles (CMAY , izquierda y C MEN , derecha), los puntos representan a la mediana de las masas para cada z , mientras que la región rayada está delimitada por el valor mínimo y máximo del z correspondiente.	36
4.17. Idem que figura 4.16, para la masa $M_{R < 0.1R_{500}}$	36
4.18. Idem que figura 4.16, para el radio $R_{\mu_{24}}$	37
4.19. Idem que figura 4.16, para el radio $R_{1/2}$	37
4.20. Distribuciones del factor de crecimiento desde $z = 1$ a $z = 0$ para las $BCGs$ de los cúmulos principales. Histograma con rayas diagonales: factores de crecimiento del tamaño $R_{1/2}$. Histograma vacío: factores de crecimiento de la masa $M_{\mu_{24}}$	38
4.21. Evolución desde $z = 3$ a $z = 0$, de la masa proyectada (derecha, línea discontinua) y no proyectada (izquierda, línea continua), contenida dentro de aperturas de radio $R=30\text{kpc}$ (arriba), $R=50\text{kpc}$ (centro) y $R=70\text{kpc}$ (abajo). En todos los casos, los puntos representan a la mediana (considerando todas las $BCGs$ de los cúmulos principales) para un dado z , mientras que las regiones rayadas están delimitadas por los valores máximo y mínimo de cada z	39
4.22. Evolución del perfil de luz de las $BCGs$ cuyo progenitor a $z = 1$ es la galaxia principal del cúmulo principal. Celeste: perfil de luz del progenitor a $z = 1$. Anarajado: perfil de luz de la BCG a $z = 0$	41
4.23. Evolución del perfil de densidad de las $BCGs$ cuyo progenitor a $z = 1$ es la galaxia principal del cúmulo principal. Celeste: perfil de densidad del progenitor a $z = 1$. Anarajado: perfil de densidad de la BCG a $z = 0$	42
4.24. Perfiles de edad (izquierda) y de metalicidad ¹ (derecha) de las partículas estelares. Ambos paneles representan al apilado compuesto por las 10 $BCGs$ cuyos progenitores a $z = 1$, $z = 2$ y $z = 3$ son la BCG del cúmulo principal. La normalización implementada ha sido sobre las distancias galactocéntricas de cada BCG por su correspondiente $R_{\mu_{24}}$. Los colores rojo, amarillo, verde y azul, caracterizan al perfil a $z = 0$, $z = 1$, $z = 2$ y $z = 3$ respectivamente. En cuadrados verdes se muestran los resultados obtenidos por Oliva+2015, para la edad y la metalicidad, esta última, adaptada a la Z_\odot del presente trabajo. Las zonas sombreadas representan $\pm 1\sigma$ en las edades y $\pm 0.5\sigma$ en las metalicidades.	44
4.25. Distribuciones de los gradientes de edad (izquierda) y metalicidad (derecha) a $z = 0$ de todas las $BCGs$. Las líneas verticales representan al valor medio de la distribución.	45
4.26. Mapas de brillo superficial con (derecha) y sin (izquierda) polvo a $z = 3$, correspondientes a la $BCG-1$, de gran concentración central de polvo. . . .	46
4.27. Mapas de brillo superficial con (derecha) y sin (izquierda) polvo a $z = 3$, correspondientes a la $BCG-22$, cuyo polvo se distribuye marginalmente. . .	46

4.28. Distribución espectral de energía con (CP, línea discontinua roja) y sin (SP, línea continua celeste) polvo a $z = 3$, para la <i>BCG-1</i>	47
4.29. Perfiles de brillo con (CP, línea discontinua roja) y sin (SP, línea continua celeste) polvo, para la <i>BCG</i> con mucha concentración central de polvo (izquierda, <i>BCG-1</i>) y otra, con una distribución marginal de polvo (derecha, <i>BCG-22</i>), a $z = 3$	48
4.30. Distribuciones de masas $M_{\mu_{24}}$, de las <i>BCGs</i> de la muestra principal a $z = 3$, calculadas con (CP, histograma con rayas diagonales) y sin polvo (Sp, histograma vacío) y sus correspondientes mediandas.	48
4.31. Evolución de la masa $M_{\mu_{24}}$ desde $z = 3$ a $z = 0$, para una <i>BCG</i> de la muestra CMEN (<i>BCG-2</i> , línea discontinua), en baja (LR , gris claro), media (MR , gris intermedio) y alta (HR , gris oscuro) resolución y para otra <i>BCG</i> de la muestra CAYM (<i>BCG-1</i> , línea continua), en LR y MR , con sus valores aumentados en 0.5 para mejor visualización	49
4.32. Mapas de contornos de brillo superficial de la <i>BCG-2</i> , perteneciente a la muestra CMEN , para distintas resoluciones. LR (izquierda), MR (centro), HR (derecha). La barra vertical de colores indica los brillos superficiales las isofotas. La secuencia de colores: amarillo, anaranjado, lila claro, violeta y púrpura, corresponden a $\mu_V = 20, 21, 22, 23$ y 24 mags/arcseg^2 , respectivamente	50
4.33. Perfiles de luz para la <i>BCG-2</i> en LR (redondeles), MR (cuadrados) y HR (cruces). Cada línea continua es el resultado del ajuste de un modelo de Sérsic sobre el perfil de luz, a LR (gris claro), MR (gris intermedio) y HR (gris oscuro). En las legendas se muestran los valores de los parámetros obtenidos de cada ajuste, estos son: brillo superficial específico (μ_e), radio efectivo (r_e) e índice de Sérsic (n). Los paneles de izquierda a derecha mantienen el ancho del bineado en 2kpc pero modifican el valor inicial del ajuste, comenzando en 5, 10 a 15kpc hasta $1.5R_{\mu_{24}}$	51
4.34. Parámetros de escala en función de la masa $M_{\mu_{24}}$ (arriba–derecha, arriba–izquierda y abajo–izquierda). Relación de Kormendy (abajo–derecha). En todos los paneles se distinguen las <i>BCGs</i> de la muestra AUM mayores (AUM1 , equis) que el valor de la mediana de dicha muestra ($5.8910^{14} M_\odot$) y menores que la misma (AUM2 , cruces). Los puntos unidos por líneas, representan el comportamiento de las medianas de las <i>BCGs</i> en bins sobre la cantidad indicada en las abcisas, para la submuestra AUM1 (sin contornos), y para la submuestra AUM2 (con contornos).	52

Índice de cuadros

4.1.	30
4.2.	Parámetros α y β para las relaciones entre las masas centrales dentro de aperturas de 30, 50 y 70 kpc, proyectadas y no proyectadas respecto a la masa del cúmulo.	32
4.3.	Evolución desde $z = 3$ a $z = 0$, de las masas $M_{\mu_{24}}$ y $M_{0.1R_{500}} [\times 10^{12} M_{\odot}]$, y los radios $R_{\mu_{24}}$ y $R_{1/2}$ [kpc].	38
4.4.	Factores de crecimiento	38
4.5.	Evolución desde $z = 3$ a $z = 0$, de las masas 2D y 3D $M_{R < 30kpc}$, $M_{R < 50kpc}$ y $M_{R < 70kpc} [\times 10^{12} M_{\odot}]$	40
4.6.	Factores de crecimiento de las masas 2D y 3D dentro de aperturas.	40

List of Abbreviations

LAH List Abbreviations Here
WSF What (it) Stands For

Physical Constants

Speed of Light $c_0 = 2.997\,924\,58 \times 10^8 \text{ m s}^{-1}$ (exact)

List of Symbols

a	distance	m
P	power	$\text{W} (\text{J s}^{-1})$
ω	angular frequency	rad

For/Dedicated to/To my...

Capítulo 1

Resumen

Capítulo 2

Introducción Teórica

2.1. Camino a las BCGs, una saga de más de miles de millones de años...

2.1.1. El Universo, pasado y presente

El Universo, tal como lo conocemos hoy en día, está constituido aproximadamente por un 70 % de energía oscura vinculada a la energía de vacío, popularmente conocida por la constante cosmológica Λ a la cual Einstein la catalogó como ...*el peor error de mi vida...*), mientras que el resto corresponde a la materia. Sin embargo, la materia bariónica, comúnmente denominada materia ordinaria, sólo representa $\sim 4\%$, mientras que el resto está abocado a la materia oscura fría (CDM, por sus siglas en inglés), una materia que no interactúa con la anterior más allá de la gravitación. Esto nos dice que más del 80 % de la materia en el Universo no es observable pero sabemos que existe mediante sus efectos gravitacionales, además, por su gran imposición frente al material bariónico, ha sido y sigue siendo el director de esta gran orquesta, trazador de la distribución de la materia bariónica mediante sus inmensos campos gravitacionales. Tal distribución se dió a conocer con la aparición de los grandes relevamientos en redshift, siendo el más ambicioso el relevamiento dado por el *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS). Estos relevamientos, nos enseñan que las galaxias no están distribuidas uniformemente en el espacio, sino en una enorme red cósmica donde se agrupan y conviven. Dicha red cósmica está compuesta por nodos, que caracterizan a los lugares de mayor densidad del Universo, donde habitan los cúmulos de galaxias, las estructuras más masivas ligadas gravitacionalmente donde se agrupan desde decenas hasta cientos de galaxias, dentro de un gran halo de materia oscura, que impone un intenso campo gravitacional encargado de retener no sólo a las galaxias sino también a un alto porcentaje de plasma. Los nodos se conectan a través de filamentos, de menor densidad respecto a los anteriores, que actúan como canales por donde viajan grupos de galaxias y gas en distintos estados. Los lugares que quedan contorneados por los filamentos se denominan *voids* y representan a las regiones menos densas del Universo donde apenas habitan unas pocas galaxias, muy dispersas, junto a un bajo porcentaje de gas y de materia oscura.

Esta distribución de la materia en el Universo es el producto de un largo proceso evolutivo, donde los protagonistas principales fueron la gravedad, la expansión y las pequeñas inhomogeneidades existentes en el campo de densidad de la materia, las cuales han sido las semillas que brotaron para dar las estructuras que hoy observamos. Estas inhomogeneidades primordiales son la consecuencia del período inflacionario del universo, donde los campos escalares dominantes en ese entonces estaban sujetos a fluctuaciones, predichas por la teoría

cuántica, basadas en el principio de incertidumbre de Heisenberg. Cuando los campos escalares alcanzaron el mínimo de potencial, el proceso inflacionario cesó y comenzó un período de oscilaciones de los mismos entorno al mínimo, que junto a efectos de resonancias (citaaa), generaron rápidamente un mar de partículas con la impronta de las fluctuaciones. Este proceso habría afectado al espacio-tiempo, excitando perturbaciones gravitacionales cuyos efectos se traducen en el fondo cósmico de microondas (CMB, por sus siglas en inglés) como anisotropías en la distribución de temperaturas. Esas perturbaciones gravitacionales marcaron fuertemente la evolución del campo de densidad de la materia oscura, generando así zonas sobredensas y consecuentemente subsensas que evolucionaron al ritmo de la expansión hasta alcanzar la suficiente densidad para desacoplarse de ella y comenzar así a evolucionar como sistemas autogravitantes, denominados halos de materia oscura, con simetrías aproximadamente esféricas. Dentro de algunos halos se formaron las primeras galaxias, pero estos estuvieron inmediatamente sujetos a fusiones jerárquicas para dar halos cada vez más grandes, siendo los más densos insaciables frente a los más débiles exploradores de los filamentos, que fueron cayendo gravitacionalmente para ser finalmente devorados. De esta manera resumidamente, han evolucionando las estructuras hasta alcanzar la imagen que hoy se nos presenta.

2.1.2. Zoo Galáctico

Si observamos varias galaxias al azar, rápidamente podemos concluir que por lejos siguen un único patrón, sino más bien, muchas de ellas responden a varios patrones, mientras que a otras cuesta definirles alguno. Esta taxonomía galáctica distingue formas, colores, brillos, tamaños, actividades en el núcleo, etc, que no son más que atributos que nos inducen a preguntarnos: Por qué? Qué nos quieren decir estas diferencias? Y es allí donde los estudios de formación y evolución de las mismas, entran en juego.

Una de las primeras clasificaciones que aún hoy se utiliza como base para hablar de galaxias, puesto que marca la complejidad de la estructuras galácticas, es la conocida *Secuencia de Hubble*, creada por Hubble (1926) tras la inspección de cientos de galaxias. Esta secuencia agrupa a las galaxias según sus morfologías observadas en la banda visual. Las clases principales son: galaxias **espirales** (tipos tardíos) con espirales con o sin barras, embebidas en un disco, galaxias **lenticulares**, con esferoides y discos pero sin barras, galaxias **elípticas** (tipos tempranos), puramente esferoidales y galaxias **irregulares**, que no muestran una morfología clara. La distinción entre tipos tardíos y tempranos es obsoleta, si bien en algún momento se pensó que las galaxias evolucionaban de elípticas a espirales, eso ya es cosa del pasado, no obstante, en la jerga se sigue utilizando esa clasificación. Las diferentes morfologías parecen estar relacionadas con diferentes propiedades físicas. Por ejemplo, al estudiar la distribución de color de las galaxias en el SDSS se obtiene un comportamiento bimodal del mismo (figura y cita) La población de galaxias con colores azules se la conoce como **Nube Azul**, debido a la dispersión en la relación color-masa, mientras que a la población de galaxias con colores rojos se la denomina **Secuencia Roja**, puesto que presentan una correlación color-masa, más definida. Estos colores revelan las poblaciones estelares predominantes en las galaxias. Por ejemplo, las galaxias se nos muestran azules en el óptico si hospedan estrellas extremadamente calientes, masivas y brillantes como son las estrellas OB, que se destacan frente a la luz total producida por estrellas más débiles. Dado que las estrellas de tipo OB son de vida corta, su mera presencia indica la existencia de formación estelar. Por lo tanto, las galaxias azules se caracterizan por la formación reciente o permanente de estrellas, en contraste las

galaxias con colores ópticos más bien rojos, prácticamente no tienen estrellas de tipo OB, si lo hacen son muy pocas y están más bien dominadas por estrellas evolucionadas, pasivas y rojas. La bimodalidad en la distribución de colores, se conecta con la morfología (ver figura) Las galaxias de tipo tardío son más bien de color azul y presentan fuertes líneas de emisión nebulosa característico de altos niveles de formación estelar. Las galaxias de tipo temprano (elípticas y lenticulares), típicamente son rojas en el óptico, y no muestran líneas de emisión muy ..., lo que indica una baja tasa de formación estelar en ellas.

Entonces, queda bien claro, que existen dos poblaciones de galaxias bien distintas en el Universo, galaxias azules con formación estelar y morfologías más bien de tipo tardío y galaxias rojas, evolucionadas y pasivas con morfologías tipo temprano.

En esta tesis estamos interesados en un tipo especial de galaxias de tipo temprano, denominadas Galaxias Brillantes de Cúmulos de galaxias (BCGs)

2.1.3. Relación Morfología-Densidad

Sabemos de la sección ... que la red cósmica está compuesta por estructuras cuya principal diferencia es la densidad, por lo tanto, se puede esperar que la formación y evolución de las galaxias dependa del entorno donde les toca vivir. Existen varios estudios que muestran a la distribución espacial de los tipos morfológicos estar relacionada con el entorno (Butcher & Oelmer, 1978). Por ejemplo se puede ver que las galaxias de tipo tardío preferencialmente se encuentran en entornos de campo, en los filamentos de baja densidad, mientras que las de tipo temprano se hallan preferentemente en entornos densos, correspondientes a los grupos y cúmulos de galaxias (figura, Dressler, 1980).

Esta relación indica que la densidad del entorno ejerce sus efectos sobre la evolución de las galaxias, por ejemplo, los entornos más densos tienden a suprimir la formación estelar y a facilitar la transformación de galaxias de tipo tardío, formadoras de estrellas, en galaxias de evolución pasiva de tipo temprano. Se han propuesto numerosos mecanismos que permiten llevar a cabo esa transformación como *Ram Pressure Stripping* (e.g. Gunn & Gott, 1972; Quilis et al., 2000) y *galaxy harassment* (Moore et al., 1996), en los cuales, el gas de las galaxias es removido o por la presión que le ejerce el medio intracumular (ICM, por sus siglas en inglés) o por el aumento de la tasa de interacciones en estos entornos tan densos, respectivamente. Existe otra alternativa, denominada *galaxy strangulation*, en la que el gas neutro perteneciente a halos de galaxias ricas en gas que van cayendo desde los filamentos, es arrebatado.?? (Larson et al. 1980). Cualquiera sea el método que se invoque para esta relación densidad-morfología, la implicancia más directa con este trabajo es que las galaxias que se encuentran en el centro de los cúmulos tienden a mostrar baja formación estelar y a ser sistemas pobres en gas. Esto induce a favorecer que las mayoría de las fusiones con la BCG sean de tipo **secas**, es decir, que contienen poco gas y que por lo tanto no producen formación estelar significante, esto es importante a la hora de considerar los escenarios de formación de las BCGs (sección ...) y también cuando se consideran los ... se gas frío en los episodios de alimentación del AGN.

2.1.4. Cúmulos de Galaxias

Los cúmulos de galaxias, como se ha mencionado en la sección ..., son las estructuras más grandes ligadas gravitacionalmente (cita). Son sistemas autogravitantes con masas entre $10^{14} - 10^{15} M_{\odot}$ (cita) y tamaños dentro de $1 - 3 h^{-1} Mpc$ (cita). Su masa está constituida

principalmente por $\sim 85\%$ de materia oscura, $\sim 12\%$ de plasma y $\sim 3\%$ de estrellas, polvo y gas frío (ver fig) (cita). Aunque claramente el material bariónico está dominado por un plasma caliente ($10^8 K$), en equilibrio quasi-hidrostático, observado por su emisión térmica en rayos-X debido a procesos de bremsstrahlung en él, los cúmulos han sido descubiertos observationalmente a partir de la distribución espacial de las galaxias, pues pueden mantener ligadas a su potencial, desde decenas hasta cientos de ellas, mostrándose como regiones espacialmente densas en las imágenes. Éstos son prominentes en imágenes tomadas tanto en el visual como en infrarrojo cercano, ya que están marcados por estas regiones del espectro debido a que en ellos habitan mayormente, galaxias elípticas evolucionadas. Mediante tales observaciones, a mediados y fines del siglo XX, Abell construyó un catálogo con aproximadamente 4000 cúmulos de galaxias en el Universo local (Abell 1958, et al. 1989), estableciendo un criterio de identificación basado en las magnitudes aparentes de las galaxias observadas dentro de un círculo. Zwicky además de construir su propio catálogo, profesó una de las conclusiones más extravagantes en su momento, pero gracias a la cual hoy entendemos que es un pilar en la evolución del Universo, esta fue: la existencia de la materia oscura. Su gran laboratorio fue el cúmulo de la Coma, a una distancia ~ 99 Mpc, al cual decidió estudiar la relación masa-luminosidad, del mismo (M/L), la masa la obtuvo utilizando el teorema de virial considerando sólo interacciones gravitacionales, calculó previamente la dispersión de velocidades a partir de los espectros de sus galaxias y obtuvo así la masa. La luminosidad la obtuvo mediante fotometría. Al realizar el cociente entendió que había masa perdida, pues para galaxias de tipo temprano la relación típicamente $M/L_{tot} \approx 10h^{-1}M_\odot/L_\odot$ y los resultados mostraban relaciones del orden $M/L_{tot} \approx 300h^{-1}M_\odot/L_\odot$! Ello lo condujo a concluir que los cúmulos contienen más masa que la masa observable.

Una propiedad interesante que muestran los cúmulos de galaxias es que existe un porcentaje importante de su luz que no se corresponde con ninguna de las galaxias que lo habitan, denominada: **luz intracumular** (ICL, por sus siglas en inglés). Dicho porcentaje parece pronunciarse más aún en los cúmulos más masivos ($\sim 10^{15}M_\odot$) donde la ICL puede abarcar $\sim 50\%$ de la emisión total en infrarrojo (Lin & Mohr 2004). Esta propiedad de los cúmulos puede ayudar a comprender a otra, como lo es la elevada metalicidad que presentan en sus centros (e.g. Arnaud et al., 1992; Loewenstein & Mushotzky, 1996), la cual se ha utilizado para deducir que la retroalimentación de supernovas no es un proceso suficiente a la hora de describir la presencia de tantos elementos pesados (Portinari et al., 2004), sin embargo, se ha demostrado que el porcentaje de metales crece mediante procesos de retroalimentación de núcleos activos (AGNs, por sus siglas en inglés), éstos procesos ayudarían a explicar el enriquecimiento metálico de los cúmulos (Kirkpatrick et al., 2009, 2011).

Los cúmulos además, pueden distinguirse en dos tipos según el tiempo de enfriamiento del gas (t_{cool}). Los que tienen tiempos de enfriamiento corto, del orden de un Gyr, exhiben picos en sus perfiles de emisión en rayos-X, mientras que, los de tiempo largo, del orden de un tiempo de Hubble o más, presentan perfiles más aplanados (Million & Allen, 2009). Cabe mencionar que la emisividad del cúmulo es proporcional al cuadrado de la densidad, por lo tanto, a medida que el gas se enfriá, tiende a ser empujado hacia el centro, haciendo que la tasa de enfriamiento crezca de manera no lineal. Continuar..

2.2. BCGs en el Universo Local

Las BCGs son las galaxias más masivas y luminosas del Universo local. Ubicadas en o cerca de los centros de los cúmulos de galaxias. En primer orden , aparecen como galaxias

gigantes elípticas, sin embargo, como veremos a continuación, sus propiedades únicas y los entornos en los que viven las diferencian de las gigantes elípticas normales e integran uno de los tipos de galaxias más interesantes para entender la historia evolutiva de las galaxias masivas, de los cúmulos de galaxias y de la estructura en gran escala en general. En esta sección se resumen las propiedades de las *BCGs* con el fin de evidenciar cuán especiales son.

2.2.1. Luminosidad

Los primeros estudios de las BCGs estuvieron focalizados en sus luminosidades extremadamente grandes, con magnitudes absolutas en la banda visual $-23.5 \leq M_V \leq -21.5$. Típicamente las BCGs son 10 veces más luminosas que las galaxias elípticas normales (Sandage & Hardy 1973; Schombert 1986), incluso, estudios recientes han demostrado que las luminosidades de las BCGs son demasiado altas para simplemente caracterizarlas como la parte de la función de luminosidad estándar (Schechter & Peebles 1976) de las galaxias elípticas (Tremaine & Richstone 1977; Dressler 1978; Bernstein & Bhavsar 2001, agregarrrrrrrrrrrrrrr). Esto implica que las BCGs no son simplemente el extremo brillante de las galaxias elípticas normales, si no, pertenecen a una clase especial, atípica y única. Más allá de eso, si las BCGs constituyesen el extremo brillante de la función de luminosidad, la dispersión en sus luminosidades debería ser grande (por queeeeeeeeeeeeeeee), en aproximadamente 2 magnitudes, no obstante, mediante estudios en el óptico e infrarrojo cercano, han demostrado una dispersión intrínseca que no excede las 0.3 magnitudes (Sandage 1988; Aragon-Salamanca, Baugh & Kauffmann 1998; Collins & Mann 1998). La pequeña dispersión en las luminosidades de las BCGs, soporta la unicidad de la población de las BCGs y sugiere que han tenido un proceso evolutivo distinto al de las galaxias elípticas ordinarias.

2.2.2. Morfología

La morfología de una galaxia es una propiedad muy importante pues nos otorga pistas sobre los procesos que han estado presentes durante su formación y evolución, de esta manera, las galaxias más luminosas de los cúmulos actualmente han adoptado una clasificación morfológica dada por: galaxias **cDs** y **BCGs**, la principal diferencia se debe a la presencia de una gran envolvente en las primeras que no se presenta en las segundas (figura..). En este trabajo la nomenclatura BCG, abarcará a toda la población de gigante elípticas luminosas, sin distinguir por morfología. Lo que es importante determinar es qué tan distintas son las BCGs respecto a las galaxias elípticas normales.

2.2.3. Estructura

Puesto que las BCGs parecen tener una estructura que es única a su especie, fueron muchos los a' os dedicados al estudio de ésta. Oelmer (1976) fue el primero en llevar a cabo un trabajo comparativo mediante el ajustando perfiles de brillo superficial. Encontró que las galaxias elípticas normales eran bien ajustadas por el modelo utilizado mientras que las BCGs, especialmente las que poseen la envolvente extensa, se desviaban de los ajustes, además observó que tales envolventes generan una especie de inflexión en los perfiles de luz de las BCGs que ocurre típicamente en $24 \leq \mu_v \leq 26 \text{mag/arcseg}^2$. Schombert (1987), condujo un estudio de los perfiles de luz adoptando como modelo la ley de Vaucouleurs $r^{1/4}$ (de

Vaucouleurs 1948), asociado a galaxias de tipo temprano. Sus resultaron también mostraron diferencias estructurales entre las BCGs y las galaxias elípticas normales, sin embargo destacaron que el modelo sólo resultaba bueno, tanto para las elípticas normales como para las BCGs, en un acotado rango de brillos superficiales, $21 \leq \mu_v \leq 25 \text{mag}/\text{arcseg}^2$, siendo necesario así, incurrir en mejores modelos para estudiar las diferencias estructurales. Estudios más recientes hacen uso del modelo de Sérsic basado en la siguiente forma

$$I(r) = I_e \exp\{-b[(r/r_e)^{1/n} - 1]\} \quad (2.1)$$

donde $I(r)$ es la intensidad a una distancia r medida desde el centro, r_e es el radio efectivo, definido como el radio que contiene la mitad de la luminosidad total, I_e es la intensidad en r_e , n es el índice de Sérsic que representa el grado de concentración y $b \approx 2n - 0.33$ (Caon, Capaccioli & D'Onofrio 1993) Graham et al. (1996) aplicó este modelo a los perfiles de luz de las BCGs y encontró que es un modelo adecuado para representar la estructura de éstas galaxias. Además destacó que las BCGs presentan índices de Sérsic más grandes respecto a los asociados con las galaxias elípticas ordinarias. No obstante, estudios posteriores demostraron que no era suficiente hacer uso de un único perfil de Sérsic para reproducir la distribución de la luz en las BCGs. Gonzalez, Zabludoff & Zaritsky (2005) encontraron que para una muestra de 30 BCGs, ajustar dos perfiles de Vaucouleurs daba mejores resultados que un perfil de Sérsic pero más tarde, Donzelli, Muriel & Madrid (2011) sugirieron que es más apropiado un modelo basado en dos componentes, una de Sérsic para la zona interna y una exponencial en la zona más externa, para descomponer la distribución de la luz de manera adecuada. La interpretación de que algunas BCGs no puedan ser modeladas por un único perfil de Sérsic, suele atribuirse a que a veces se las encuentra dentro de un halo estelar disperso. Entonces, dado que las BCGs, a veces se ajustan con un único perfil de Sérsic, mientras que otras no debido a la existencia de un halo estelar, nos conduce a concluir que dentro de la población de BCGs existen dos tipos estructurales de galaxias. Por ejemplo, Donzelli, Muriel & Madrid (2011) tras estudiar separadamente las BCGs cuyos ajustes resultaron favorables con una única componente (Sérsic), de aquellas que precisaron dos componentes (Sérsic+Exponencial), concluyeron que las BCGs de dos perfiles son más brillantes y que la luz extra que estas poseen proviene de regiones que no forman parte de éstas. Por lo tanto, estudiar este subconjunto de BCGs puede darnos indicios sobre la evolución de las BCGs en general.

2.3. Medición de la masa de las BCGs

Observacionalmente, la obtención de las masas de las BCGs no es una medición directa. El cálculo de la masa de las BCG se hace a partir de una medición de luminosidad y del posterior uso de un cociente masa-luminosidad.

Además de las diferentes asunciones para los cocientes masa-luminosidad utilizados, se pueden encontrar en la literatura diversas convenciones para medir la fotometría de las BCGs: magnitudes Petrosian, magnitudes tipo Kron, magnitudes obtenidas a partir de ajustes a los perfiles de brillo, magnitudes de apertura, magnitudes isofatales, magnitudes métricas. A continuación se describen brevemente las utilizadas más frecuentemente.

- **Magnitudes Petrosian:** La idea es medir una fracción constante de la luz total independientemente de la distancia o posición de la galaxia. Esta magnitud mide el flujo

dentro del Radio Petrosian, el cual se calcula teniendo en cuenta el nivel de ruido de fondo y la forma del perfil de luz de la galaxia (Petrosian 1976; Blanton et al. 2001 y Yasuda et al. 2001). Es una medida robusta frente a variaciones de exposición pero, según algunos estudios, no es apropiada para galaxias extendidas dado que subestima el flujo total. Por ejemplo según Blanton et al. 2001, la magnitud petrosian recupera casi todo el flujo para una galaxia disco pero sólo el 80 % para una galaxia con "bulge" con un perfil de Vaucouleurs. Independientemente, Graham & Driver (2005) encuentran que en la versión utilizada por SLOAN (aperturas circulares), la magnitud Petrosian subestima la luminosidad de galaxias con índices de Sersic $n = 10$ en un $\sim 45\%$ (0.64 mag). Bernardi et al. (2007) y Lauer et al. (2007) encuentran el mismo bias en galaxias BCGs.

- Magnitudes Kron: Al igual que la anterior, se trata de una magnitud de .^apertura escalada.^{en} cuanto mide el flujo de la galaxia dentro de usualmente 2.5 radios de Kron. El radio de Kron se calcula teniendo en cuenta el perfil de luz (Kron 1980). No es tan robusta como la magnitud Petrosian en lo que respecta a variaciones exposición-a-exposición, pero es más apropiada para medir el flujo total de las galaxias extendidas. Según Graham & Driver (2005) una magnitud de Kron de una galaxia con bulge, con $n = 4$, pierde $\sim 10\%$ del flujo. La dificultad para calcular esta magnitud reside en lograr una correcta medici/^{on} del radio de Kron, para hacerlo es necesario integrar el perfil de luz hasta radios relativamente grandes. Si la integración se corta incorrectamente el radio de Kron será mucho menor y por consiguiente se obtendrá un flujo equivocado, que puede llegar a ser hasta un 50 % menor que el real (Bernstein et al. 2002). Todos los trabajos que utilizan el software `mag_auto` de SExtractor, calculan este tipo de magnitud (en aperturas elípticas).
- Magnitudes a partir de ajustes: En este caso hace falta ajustar alguna función al perfil de brillo de la galaxia. La magnitud de la galaxia se obtiene integrando el ajuste, en algunos casos truncando el fit en algún múltiplo del radio efectivo, en otros extrapolando a infinito. Un software muy usado en la literatura que trabaja de esta forma es GALFIT (Peng et al. 2010), el usuario puede elegir entre diferentes funciones de ajuste (Sersic, Moffat, King, Ferrer, etc.). Bernardi+ 2013, Giallongo et al. 2014, Bellstedt+ 2016 son ejemplos de algunos trabajos en donde se usa GALFIT para obtener luminosidades de BCGs. Se pueden además encontrar trabajos en donde los autores obtienen las luminosidades de las BCGs haciendo sus propios ajustes (ej: Kravtsov et al. 2014, Gonzalez et al. 2005, Ascaso et al. 2011)
- Magnitudes de apertura: Consiste simplemente en calcular magnitudes dentro de un radio fijo. Zhang et al. (2016) calculan por ejemplo magnitudes, y luego masas de BCGs, a partir de flujos medidos dentro de aperturas circulares de 15, 32, 50 y 60 kpc de radio.
- Magnitudes Isofotales: Queda determinada por el flujo contenido dentro del radio donde el perfil de brillo superficial unidimensional alcanza un dado valor. Al igual que la magnitud de apertura, la magnitud isofotal posee la ventaja de ser insensible al modelo utilizado para ajustar el perfil de brillo, o a la forma del perfil de brillo. En el caso de las galaxias BCGs, esta propiedad resulta particularmente atractiva debido a la no universalidad del modelo que ajusta sus perfiles de brillo (ver ??). Para citar algunos ejemplos, von der Linden et al. 2007 consideran que la BCG está delimitada por un

corte en $\mu_r = 23 \text{ mag arcsec}^{-2}$ en la banda r. Fasano et al. 2010 usan el radio de la isofota $\mu_V = 24 \text{ mag arcsec}^{-2}$ en la banda V.

2.4. Perfiles de brillo

Varios trabajos publicados recientemente han evidenciado que los perfiles de luz de algunas BCGs no pueden ser ajustados por una simple función de Sersic. Esto sucede cuando se verifica la presencia de una envolvente estelar extendida la cual habría sido acumulada en la parte externa de la BCG a lo largo de su formación (residuos de "mergers." "stripping" de material de otras galaxias).

Para poder ajustar los perfiles de luz de estas galaxias extendidas hace falta sumar a la función de Sersic una componente externa, la cual puede ser otra función de Sersic o una función Exponencial (ej: Seigar et al. 2007; Donzelli et al. 2011; Ascaso et al. 2011).

2.4.1. Relación de Kormendy

Ascaso et al. 2011 estudian una muestra de BCG a z bajo ($0.04 < z < 0.07$) y comparan con otra a z intermedio $0.3 < z < 0.6$. Encuentran que la pendiente de la relación de Kormendy crece hacia z bajos pasando de 3.3 a 4.2. Bildfell et al. 2008 también encuentran el mismo comportamiento al comparar una muestra de BCGs a $0.15 < z < 0.55$ con otra local.

(Las medianas de μ_e y r_e en las muestras de Ascaso et al. 2011 muestran que el cambio en μ_e no es significativo pero sí el cambio en r_e .)

2.4.2. Parámetros estructurales vs. MasaBCG

Ascaso et al. 2011 estudian la relación existente entre las magnitudes absolutas de sus dos muestras con n , r_e y μ_e . Encuentran que a una dada luminosidad las BCGs más cercanas tienen μ_e más débil, r_e más grandes y parámetros de Sersic similares que las BCGs de la muestra a redshift intermedio.

2.5. Historia de Formación y Evolución

Hemos visto en secciones anteriores que las *BCGs* son galaxias especiales, sin embargo, una de las distinciones más llamativas viene de la mano de la estadística. Estudios observacionales basados en esta rama muestran que las *BCGs* parecen integrar una población de galaxias independiente, puesto que no se adaptan a la función de luminosidad (FL) del resto de galaxias que viven en los cúmulos (Tremaine & Richstone (1977)). Por ejemplo en Lin et al. (2010), encuentran que al agregar *BCGs* en la distribución de luminosidad de galaxias rojas más luminosas que $M_r = -20$ de los cúmulos, la función de Schechter deja de ser suficiente, necesitando una distribución *log-normal* para el extremo brillante (ver figura 2.1). Esta evidencia conduce a concluir que la evolución de las mismas precisa de procesos de formación y evolución distintos a los planteados para el común denominador de las galaxias.

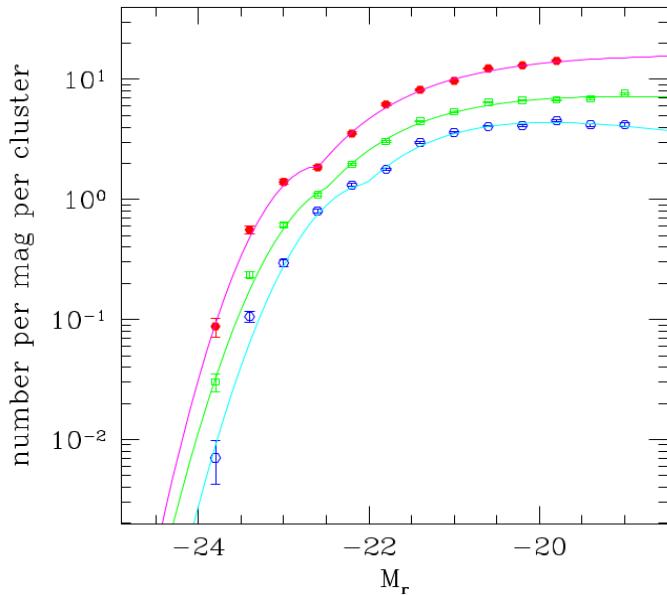


FIGURA 2.1: Fig. 8 de Lin et al. (2010). FL compuestas, en la banda roja, para los cúmulos de la muestra C4 dentro de los *redshifts* $z = 0.030 - 0.077$. Los símbolos en rojo, verde y azul, representan a la distribución de luminosidad de los úmulos más luminosos, de la muestra completa de cúmulos y de los menos luminosos, respectivamente. Las curvas, son los ajustes *Gaussian+Schechter* de cada distribución.

En el contexto cosmológico Λ CDM, primero se habrían formado galaxias pequeñas por condensación del gas en el interior de los halos de materia oscura, éstos, junto a sus galaxias, se habrían fusionado jerárquicamente para dar galaxias cada vez más masivas, llegando a obtener galaxias muy masivas a edades avanzadas del universo. Sin embargo en estas galaxias muy masivas, las *BCGs*, predominan poblaciones estelares viejas, cuya formación habría ocurrido en *redshifts* entre $\sim 3 - 5$, lo cual debe su explicación al lugar denso donde viven (Thomas et al. (2005), Jimenez et al. (2007)). Esto último sugiere que sus estrellas se formaron tempranamente, que la tasa de formación estelar en éstas, en los últimos estadios del universo, ha sido baja y que se han ensamblado jerárquicamente a partir de fusiones secas¹ con galaxias más pequeñas, siendo éstas las protagonistas de la evolución de sus masas (De Lucia & Blaizot (2007)).

Hace varias décadas, se vienen estudiando diversos mecanismos para explicar la formación y evolución de las galaxias centrales, sin embargo hoy en día se recurre principalmente a dos de ellos, pues se piensa juegan un rol central en la evolución de las *BCGs*. Allá por el 70, White (White (1976)) Ostriker y Hausmann (Ostriker & Hausman (1977)) introdujeron uno de tales procesos, el ***Canibalismo Galáctico***. En él, una galaxia central engulle gradualmente a las galaxias satélites a medida que la *fricción dinámica* las conduce hacia el centro (ver figura 2.2). La *fricción dinámica* se produce cuando una galaxia en movimiento, más masiva que cualquier partícula de su entorno, perturba el campo gravitacional del mismo generando una fuerza de atracción en dirección y sentido hacia su trayectoria, promoviendo una polarización del medio caracterizada por una sobredensidad de materia detrás de la misma y una subdensidad delante de ella, obteniendo como resultado una fuerza que se opone a su movimiento, y por lo tanto, una fuerza de frenado que favorece a la atracción generada por la región central, dicha fuerza viene dada por $\vec{F}_d = -M\rho\vec{v}/v^3$, afectando así a las galaxias

¹Propuesto por la inmensa mayoría de los trabajos basados en la evolución de éstas galaxias

satélite de mayor masa. El material estelar atraído se deposita en las afueras de la galaxia central, aumentando así su tamaño y masa total, fenómeno que parece ajustarse bien al modelo Λ CDM de evolución jerárquica mencionado más arriba. El otro mecanismo introducido en esa misma década (Cowie & Binney (1977), Fabian & Nulsen (1977)) se denomina **Corrientes Frías de Gas** (figura 2.3), éste mecanismo se produce porque el gas se enfriá por emisión *Bremstrahlung* con un tiempo de enfriamiento dado por $t_{cool} = u/\epsilon^{ff}$, donde u es la densidad de energía del gas y ϵ^{ff} es la emisividad por *Bremstrahlung*. Dada su dependencia con la densidad del gas y puesto que el pozo de potencial de un cúmulo presenta un elevado gradiente de la misma, los tiempos de enfriamiento allí, se hacen cortos, por lo que el equilibrio hidrostático se rompe y se generan flujos de material intracumular hacia dicha región.

Hoy en día, el escenario más prometente para explicar la formación de estas galaxias está compuesto por dos fases (Naab et al. (2009), Oser et al. (2010), Laporte et al. (2013), Webb et al. (2015)). La primera de ellas dada a $z \gtrsim 2$, en la cual las estrellas se forman *in-situ* en el interior de las galaxias, utilizando el gas frío que cae hacia el centro del cúmulo, mientras que en la segunda fase, $z \lesssim 3$, las galaxias crecen principalmente mediante la acreción de material estelar. Las BCGs pueden ensamblar más de la mitad de su masa a partir de fusiones menores secas a $z \lesssim 2$, no solo eso, los procesos aquí involucrados afectan tanto a la historia de formación estelar como a sus morfologías.

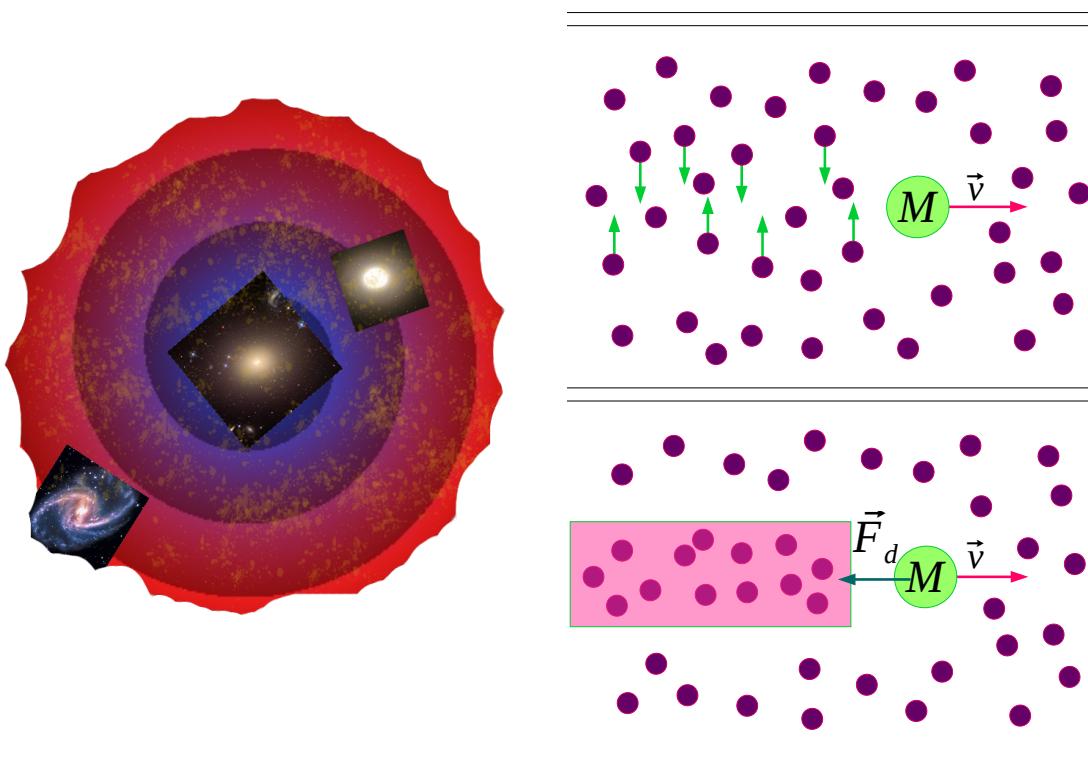


FIGURA 2.2

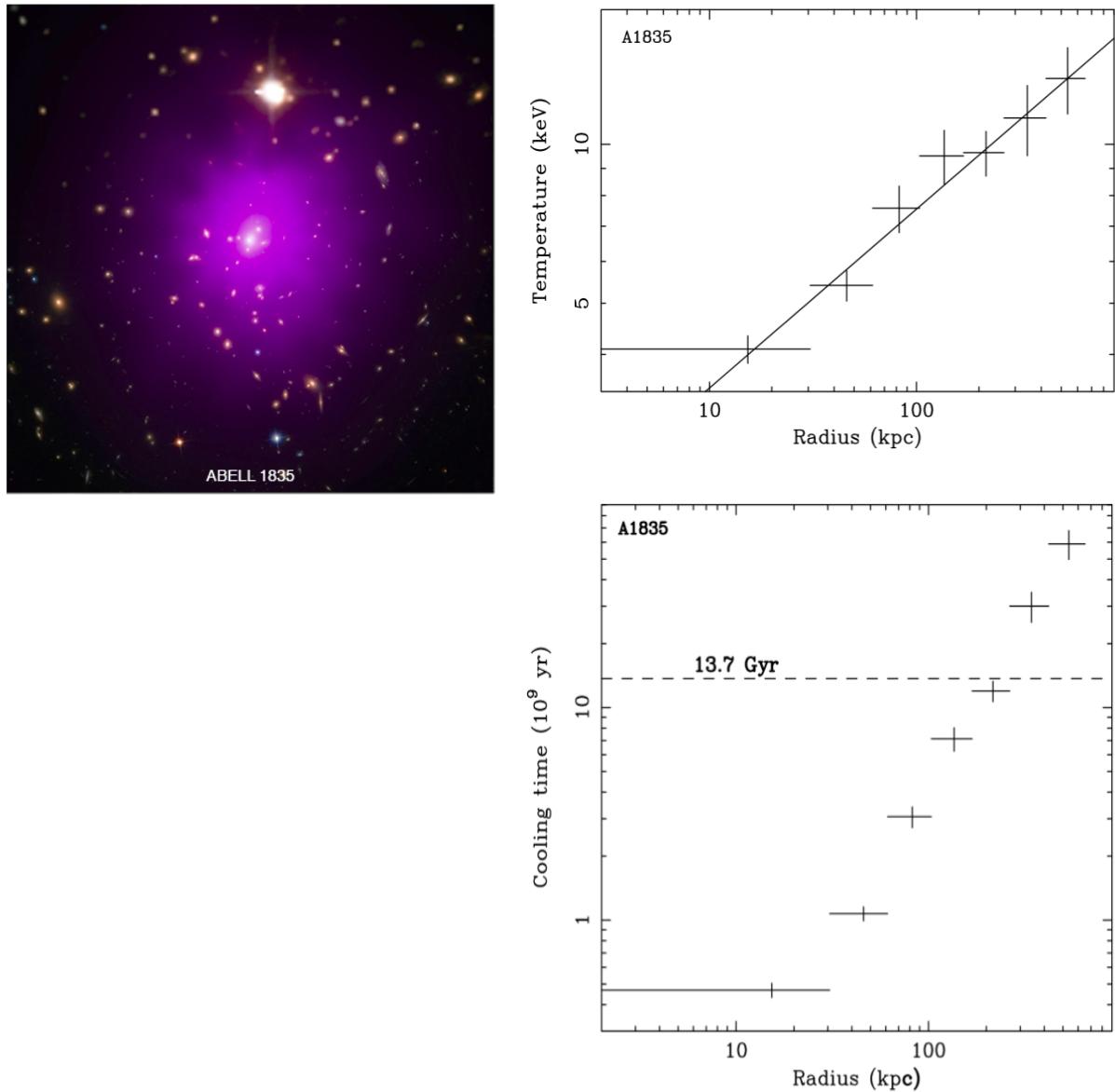


FIGURA 2.3

Capítulo 3

Herramientas utilizadas y Métodos

3.1. Los Cúmulos Simulados y las Muestras

El punto de partida para obtener el conjunto de cúmulos de galaxias utilizados en este trabajo es una simulación cosmológica en gran escala de baja resolución. Esta simulación *N-body* cuenta con 1024^3 partículas $\sim 6.2 \times 10^{10}$ dentro de un *box* periódico de $1 h^{-1} Gpc$ de lado (ver Bonafede et al. 2011 por más detalles). Dado su gran tamaño, este volumen cosmológico contiene una muestra numerosa de 64 cúmulos con $M_{FOF} > 1 \times 10^{15} M_\odot$ a redshift cero (M_{FOF} es la masa obtenida de sumar todas las partículas que, según el algoritmo *FOF* usado para la identificación de grupos, forman parte de un cúmulo).

Los 24 cúmulos más masivos ($M \sim 10^{15} M_\odot$) en el mencionado volumen, junto a su región circundante (5 a $7 R_{vir}$), más otros cuatro menos masivos ($M \sim 10^{14} M_\odot$), han sido resimulados con mejor resolución, adoptando varios niveles de complejidad para los procesos físicos involucrados: enfriamiento radiativo del gas (*cooling*), formación estelar, *feedback* de supernovas (estos dos por medio del modelo subgrid de Springel & Hernquist 2003) y *feedback* de Núcleos Activos (*AGN*). A estos 29 cúmulos se los denominará cúmulos principales de la región resimulada.

Las simulaciones fueron llevadas a cabo utilizando el código *TreePM-SPH GADGET-3*, una versión mejorada no pública de *GADGET-2* (Springel 2005). La masa de las partículas de materia oscura es de $m_{dm} = 8.4 \times 10^8 h^{-1} M_\odot$, la masa inicial de las partículas de gas de $m_g = 1.6 \times 10^8 h^{-1} M_\odot$, mientras que la media de la masa inicial de las partículas de estrellas m_s oscila en $\sim 4.5 \times 10^7 h^{-1} M_\odot$. La longitud de suavizado o *softening* para las partículas de estrellas, componente sobre la cual se basará este trabajo, es $l_{soft} = 3 h^{-1} kpc$.

El modelo de *AGN* y su consiguiente *feedback*, es una versión actualizada de aquel descripto en Ragone-Figueroa et al. 2013. En esta nueva versión se ha mejorado el centrado de la partícula que representa al *BH*, lo cual ha tenido consecuencias directas en acercar las masas estelares de las *BCGs* simuladas a las mediciones observacionales.

Sumado al conjunto de simulaciones anteriormente descriptas, se cuenta con dos cúmulos (uno de alta y otro de baja masa) simulados apagando el modelo de *feedback* de *AGN*. Estos experimentos permitirán cuantificar la importancia del mencionado *feedback* en determinar las masas finales de las *BCGs*.

Finalmente, los mismos dos cúmulos mencionados en el párrafo anterior fueron simulados con una mejor resolución para estudiar la estabilidad de los resultados. Para estos dos casos $m_{dm} = 2.5 \times 10^8 h^{-1} M_\odot$, $m_g = 4.7 \times 10^7 h^{-1} M_\odot$, $m_s = 1.3 \times 10^7 h^{-1} M_\odot$, $l_{soft} = 2 h^{-1} kpc$.

En todas las simulaciones se asume una cosmología de Universo plano Λ CDM, cuyo parámetro de densidad de materia es $\Omega_m = 0.24$; densidad de bariones $\Omega_b = 0.04$ y constante de Hubble $h = 0.72$.

A continuación se listan las distintas muestras que se utilizarán en este trabajo:

- **CMay**: Muestra completa en masa formada por los 24 cúmulos más masivos.
- **CMEN**: Muestra formada por los 5 cúmulos principales de baja masa.
- **AUM**: Muestra aumentada formada por **CMay**, **CMEN**, más los demás cúmulos que se encuentran en las regiones resimuladas y no son principales.
- **AGN-OFF**: Muestra formada por los 2 cúmulos simulados sin considerar el efecto del AGN.
- **AGN-ON**: Submuestra formada por los 2 cúmulos anteriores, considerando el efecto del AGN.
- **MR**: Muestra formada por los 2 cúmulos simulados con resolución intermedia.
- **HR**: Muestra formada por el único cúmulo simulado en alta resolución.

La Figura 3.1 muestra las distribuciones de masas de los cúmulos que conforman las muestras **CMay**, **CMEN** y **AUM**

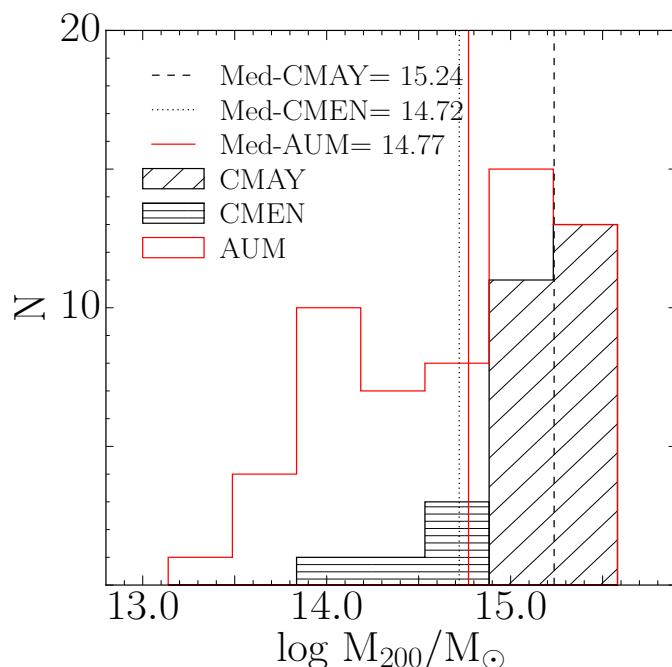


FIGURA 3.1: Distribuciones de masas de los cúmulos correspondientes a las muestras **CMay** (histograma con rayas diagonales), **CMEN** (histograma con rayas horizontales) y **AUM** (histograma vacío, rojo). Las líneas verticales, discontinua, a puntos y roja, caracterizan a los valores de las medianas de las muestras **CMay**, **CMEN** y **AUM** respectivamente

3.2. Identificación de las BCGs

El código utilizado para realizar las simulaciones numéricas corre *on the fly* un algoritmo *Friends-of-Friends* de identificación de halos (o cúmulos de galaxias). Una vez identificado

el cúmulo, otro algoritmo corre sobre las partículas que forman parte del mismo para identificar sus subhalos (o galaxias satélites) (*Subfind*, Dolag et al. 2009). Las partículas de estrellas no ligadas a ninguna galaxia son asociadas por *Subfind* a la componente estelar del halo, formando así un único sistema *BCG+Componente-Estelar-Difusa* (o subhalo principal).

En este trabajo se considera que la partícula con mínimo de potencial del subhalo principal denota el centro de la *BCG*. Para medir las masas de estas galaxias, uno de los objetivos de este trabajo, se adoptarán diferentes aperturas centradas todas ellas, en el mencionado mínimo de potencial.

3.3. Medición de la masa de las BCGs

Observacionalmente, la obtención de las masas de las *BCGs* no es una medición directa, su cálculo se hace a partir de medir su luminosidad y del posterior uso de un cociente masa-luminosidad, por el contrario, dado que la simulación nos brinda la masa de cada una de las partículas estelares, la medición de la masa resulta un proceso directo. Sin embargo, al igual que en las técnicas observacionales, el paso radical consiste en definir el límite de la *BCG* para así determinar cuáles de todas las partículas estelares contribuyen a la masa estelar de la misma. Con tal fin, este trabajo utiliza un límite isofotal, una de las muchas técnicas observacionales, descriptas en la sección ...

El procedimiento implementado consiste en obtener el perfil de luz de la *BCG* en brillo superficial, determinar el radio correspondiente al límite isofotal, en este caso el valor escogido es $\mu_V = 24 \text{ mags/arcseg}^2$ y sumar toda la masa contenida en el interior de la apertura circular dada por dicho radio. Para llevar a cabo lo anterior se necesita disponer de los valores de intensidad específica monocromática (I_ν) de cada una de las celdas de la grilla. Esto último se logró mediante el empleo de un código que utiliza la distribución espectral de energía (*SED*) calculada por *GRASIL*, que devuelve el valor de I_ν (en el sistema *AB*) de cada celda (en unidades de $[\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcseg}^{-2} \text{ Hz}^{-1}]$). De esta manera, se binearon las regiones que continúan a las *BCGs*, en anillos concéntricos centrados en el mínimo de potencial. Se sumaron las intensidades correspondientes a cada anillo y se obtuvo el perfil de luz, caracterizado por los valores medios en cada uno de los anillos, tanto de distancia radial como de intensidad. Posteriormente, por medio de la ecuación 3.1, se convirtieron los valores medios de intensidad a brillo superficial en la banda *V* de Johnson. Una vez obtenido el perfil de luz en brillo superficial, se buscaron los pares de puntos que continúan al valor de μ límite escogido, y se interpolaron con una recta con el fin de obtener la distancia radial correspondiente a dicho límite.

$$\mu_V = -2.5 \log(I_V/3631 \times 10^{-23}) - 0.044 \quad (3.1)$$

En 3.1 el denominador dentro del logaritmo es el flujo que representa al punto cero del sistema *AB* y el segundo término se corresponde con la conversión a la banda *V* de Johnson.

3.4. Grasil 3D....

Capítulo 4

Resultados

4.1. La importancia del AGN en los modelos de formación de galaxias

Uno de los desafíos actuales al cual se enfrentan los modelos de formación de galaxias, en lo que respecta a las galaxias masivas, consiste en controlar el excesivo enfriamiento del gas para así evitar tasas de formación estelar por encima de los valores que se observan en el universo. En la actualidad, se sabe que los cálculos efectuados sin incluir una inhibición eficiente sobre el ensamblaje de la masa estelar en el extremo masivo de la función de masa, donde el *feedback* de supernovas se vuelve ineficiente, lleva a una sobre predicción de la masa estelar en estos sistemas por un factor ~ 10 (ej, ?). Tales resultados hacen que sea necesario incluir una fuente adicional de calentamiento del gas. La solución más prometente viene de la mano del *feedback* proveniente de las actividad AGN.

Sorprendentemente, este proceso físico ha sido ignorando en los cálculos presentes en los modelos de formación de galaxias durante mucho tiempo. Sin embargo, desde hace aproximadamente una década, su uso en modelos semianalíticos y en simulaciones numéricas hidrodinámicas, ha crecido progresivamente (Granato et al. (2004), Springel et al. (2005), Bower et al. (2006), ?, Monaco et al. (2007), Sijacki et al. (2007), Somerville et al. (2008), Fabjan et al. (2010), McCarthy et al. (2010), Martizzi et al. (2012), Ragone-Figueroa et al. (2013), Bahé et al. (2017), Pillepich et al. (2017), Martizzi et al. 2016)

En el campo de las simulaciones numéricas, el uso del *feedback* de AGN reduce la masa estelar de las galaxias *BCGs* en un factor que varía de 2 a 10 dependiendo del modelo y de la masa de la galaxia considerada (Sijacki et al. 2007; Martizzi et al. 2012; Stott et al. 2012; Dubois et al. 2013; Ragone-Figueroa et al. 2013).

A modo de visualizar los efectos producidos por la inclusión de la actividad AGN, la figura 4.1 muestra los mapas de brillo superficial obtenidos luego de correr la simulación con el modelo de AGN apagado (izquierda) y encendido (derecha), sobre dos *BCGs*, una de ellas perteneciente a la muestra **C_{MAY}** (paneles superiores) y otra de la muestra **C_{MEN}** (paneles inferiores). Dicha elección permite dar cuenta de la independencia que tienen los resultados, a grandes rasgos, respecto a la masa del cúmulo que las alberga. Es notable que el calentamiento del gas por *feedback* de AGN resulta eficiente, puesto que las *BCGs* de la muestra **AGN-ON** son menos brillantes en las regiones centrales y menos extensas que las correspondientes a la muestra **AGN-OFF**. Los círculos exteriores, de radio $R_{\mu_{24}}$, albergan al total de la masa de la *BCG* (bajo las consideraciones del presente trabajo), mientras que los interiores, de radio $R_{1/2}$, abarcan la mitad de dicha masa. Tanto para la *BCG* de la muestra **C_{MAY}** como para la de la muestra **C_{MEN}**, los $R_{\mu_{24}}$ son mayores cuando el AGN está apagado, dando factores incrementales en tamaño de 1.34 y 1.14 respectivamente. Lo contrario sucede con

el $R_{1/2}$, cuyo factor es 0.69 para la *BCG* de las muestra **C_{MAY}** y 0.57 para la correspondiente a la muestra **C_{MEN}**. Esto nos permite conlcuir que, si bien globalmente se forman más estrellas puesto que se obtienen tamaños más grandes, en la región central el efecto es aún mayor. El exceso de formación estelar en dichas regiones es tal que la mitad de la masa está contenida en áreas más pequeñas, generando así una mayor compacticidad central. La figura 4.2 muestra el impacto que produce el modelo usado en estas simulaciones sobre las masas. En dicha figura se exponen las masas (a $z = 0$) de las dos *BCGs* y sus respectivos cúmulos. En ambos casos la disminución de la masa final al encender el *AGN* en la simulación es evidente. El factor incremental obtenido en este trabajo es de 3.5 para la *BCG* de la muestra **C_{MAY}** y 3.8 para la de la muestra **C_{MEN}**, superando a todos los valores de masa calculados, a $z = 0$, de la muestra principal bajo el modelo de *AGN* encendido. También puede verse que las masas de los halos sufren una pequeña variación de un modelo a otro. (por qué???????)

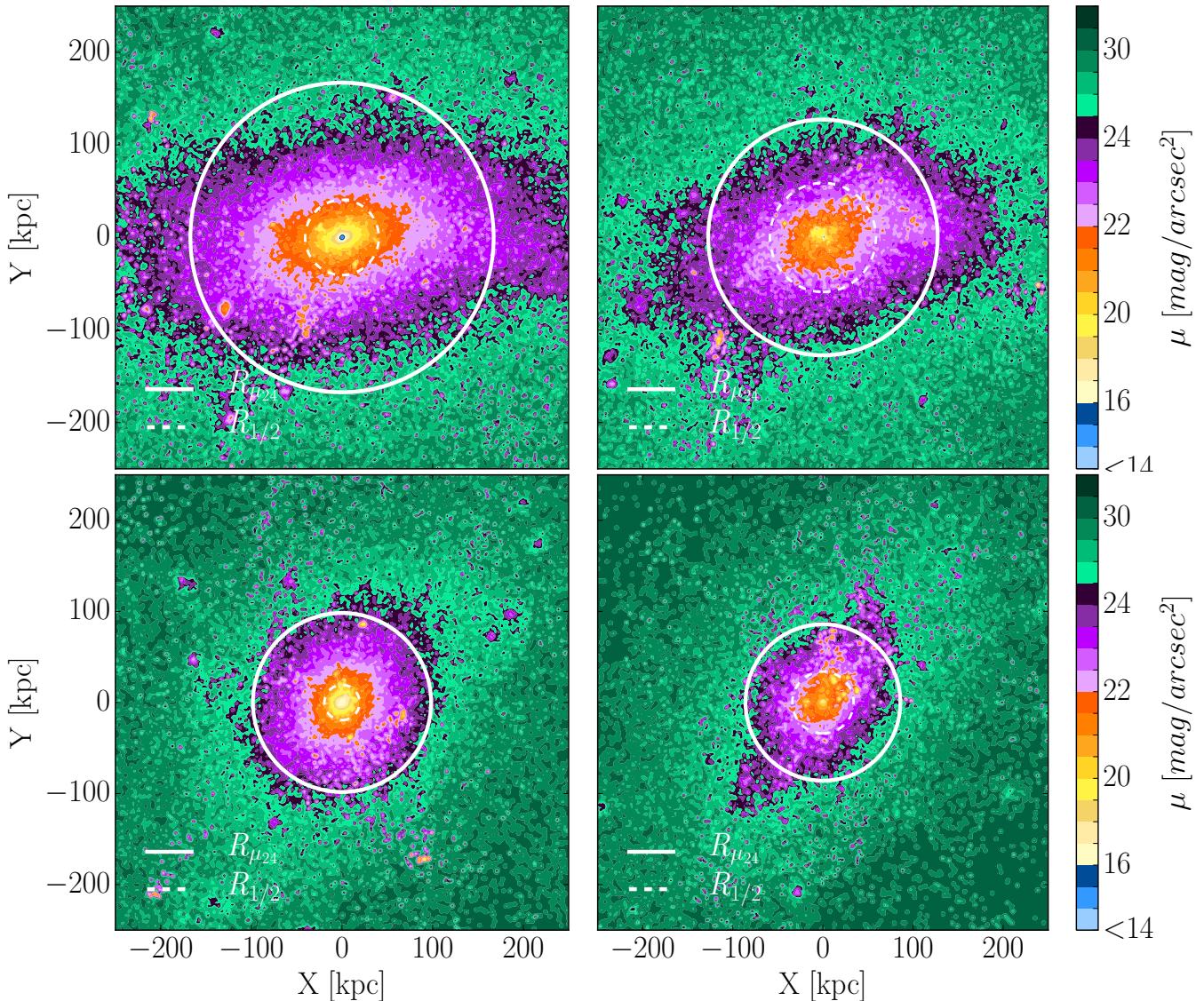


FIGURA 4.1: Mapas de brillos superficiales caracterizados según la barra vertical de colores. Gama clara: $\mu < 20 \text{ mags}/\text{arcseg}^2$. Gama anaranjada: $\mu \in [20, 21.5) \text{ mags}/\text{arcseg}^2$. Gama lila: $\mu \in [21.5, 24) \text{ mags}/\text{arcseg}^2$. Lila oscuro: $\mu \in [24, 24.5) \text{ mags}/\text{arcseg}^2$. Gama verde: $\mu \geq 24.5 \text{ mags}/\text{arcseg}^2$. Los paneles superiores caracterizan a la *BCG* de la muestra **CMAY**, mientras que los inferiores, representan a la *BCG* de la muestra **CMEN**. A la izquierda se hallan las *BCGs AGN-OFF* y a la derecha las *AGN-ON*

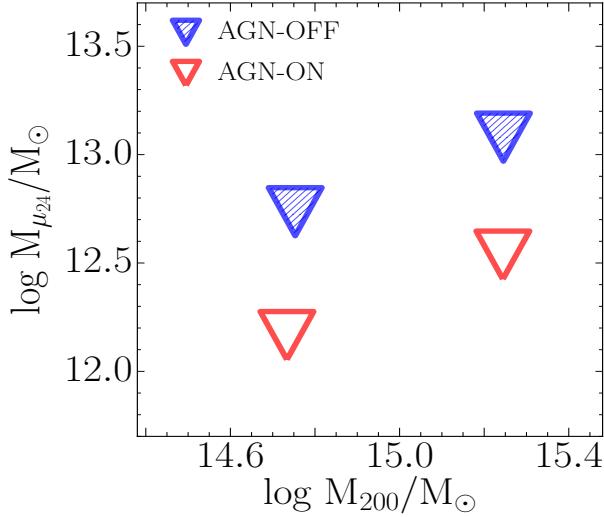


FIGURA 4.2: Relación Masa_{BCG}-Masa_{CUMULO}. En azul: muestra **AGN-OFF**. En rojo: muestra **AGN-ON**.

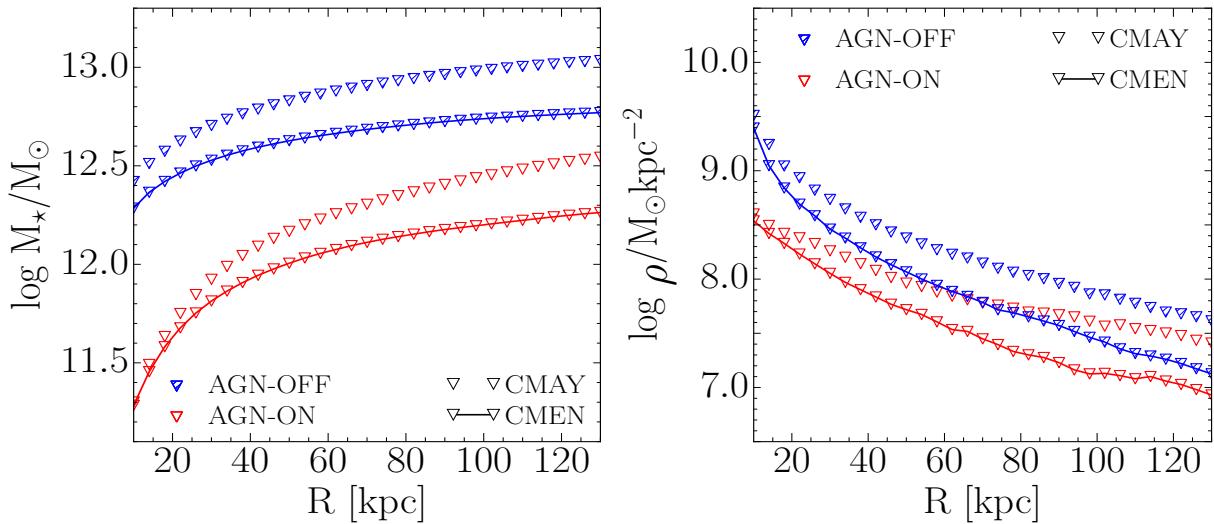


FIGURA 4.3: Izquierda: masa acumulada. Derecha: perfil de densidad superficial de masa. Azul: muestra **AGN-OFF**. Rojo: muestra **AGN-ON**. En ambos casos se distingue la *BCG* de la muestra **CMEN** con la de la muestra **CMAY** mediante la unión los puntos por una línea continua.

Por otro lado, en la figura 4.3 se muestran las distribuciones de masa acumulada (izquierda) y los perfiles de densidad superficial de masa (derecha) para ambos modelos. En el caso de las masas acumuladas, analizamos separadamente la región interna ($R \leq 42$ kpc) de la externa ($R \in (42, 130]$ kpc). En ambos casos se puede observar que el factor de crecimiento es mayor en la muestra **AGN-ON** que en la muestra **AGN-OFF**, aunque siempre predominan las masas obtenidas en ésta última. Las pendientes de crecimiento en la región interna para las *BCGs* de la muestra **AGN-ON** son 29/41 % mayores que las de la muestra **AGN-OFF**, mientras que en la externa son 78/87 %, para *BCG-2* y la *BCG-1* respectivamente. (Será que el agn nos acreta más masa, por sus efectos gravitacionales, es decir, favorece a las interacciones...???) En lo que respecta a las densidades superficiales, se puede ver que el simple hecho de no considerar los efectos de *AGN*, produce una gran compacticidad en la

región interna, donde la densidad superficial presenta un decaimiento brusco, efecto que no se visualiza en la muestra **AGN-OFF**, para la cual la variación de la densidad superficial, en esa misma región, es suave.

4.2. Masas de la *BCG* en función de la apertura

Como puede verse en la figura 4.6, la gran mayoría de las *BCGs* de la muestra **CMAY** a $z=0$ se muestran con morfologías más bien elípticas, por lo cual necesitamos cuantificar el efecto que produce el uso de aperturas circulares sobre el cálculo de las masas. Para llevar a cabo lo anterior, se ajustaron elipses a las isofotas caracterizadas por brillos superficiales $\mu_v \in [23.9995, 24.0005] \text{ mags/arcseg}^2$, mediante el uso de la rutina *ellipse* desarrollada por *Craig B. Markwardt*, sobre el módulo *MPFIT*. Un ejemplo de ajuste puede verse en la figura 4.4, en la cual se muestra, con una línea amarilla, el ajuste realizado sobre la *BCG-22* y en el mismo color, las correspondientes partículas de estrellas que se utilizaron para determinar la masa estelar contenida en el interior de la elipse, mientras que la línea y puntos lilas, hacen referencia al círculo de radio $R_{\mu_{24}}$ obtenido para esa *BCG* y las partículas de estrellas dentro del mismo, pero fuera de la elipse. En este caso, el cociente entre la masa dentro de la elipse (ME) y del círculo (MC) es de ~ 1.08 , la diferencia representa un 7 % de las partículas estelares contenidas en el círculo, considerando un valor medio de masas estelares de $\sim 5 \times 10^7 M_\odot$. En términos generales, todos los ajustes dieron galaxias excéntricas, con valores de excentricidad comprendidos entre 0.55-0.93 y un valor medio de 0.81, sin embargo, como puede verse en la figura 4.5, las distribuciones de las masas MEs y MCs son prácticamente iguales, con un factor entre las medianas dado por, $\text{Med-ME}/\text{Med-MC} = 0.93$. Esto nos dice que las MCs sobreestiman en un $\sim 7\%$, al valor de las masas MEs.

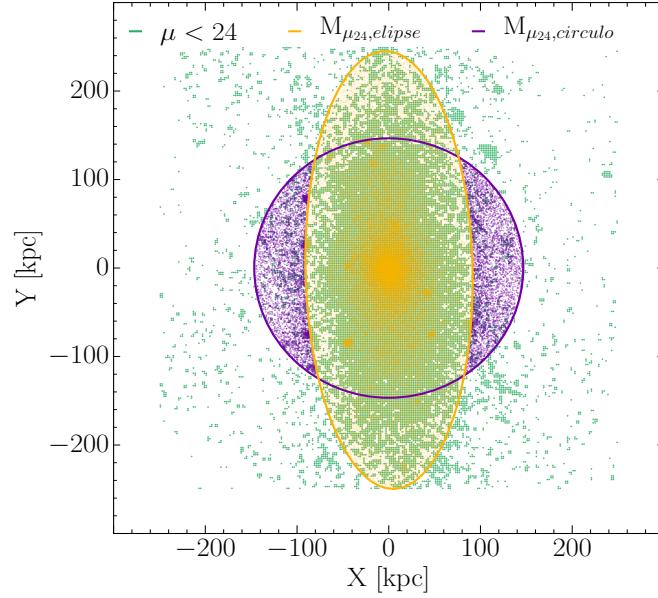


FIGURA 4.4: Visualización de la masa contenida dentro del círculo (MC) de radio $R_{\mu_{24}}$ y de la elipse (ME) ajustada por la rutina *ellipse*, del módulo *MPFIT*, para la BCG-22 de la muestra **CMAY**. En verde se muestran las partículas del grid, proyectadas sobre el plano XY, con brillos superficiales: $\mu_v \leq 24$ mags/arcseg². La línea continua amarilla representa el resultado del ajuste sobre las partículas antriores, con brillos superficiales: $\mu_v \in [23.9995, 24.0005]$ mags/arcseg². La línea continua lila caracteriza al círculo de radio $R_{\mu_{24}}$. Los puntos lilas y amarillos son partículas de estrellas de la simulación.

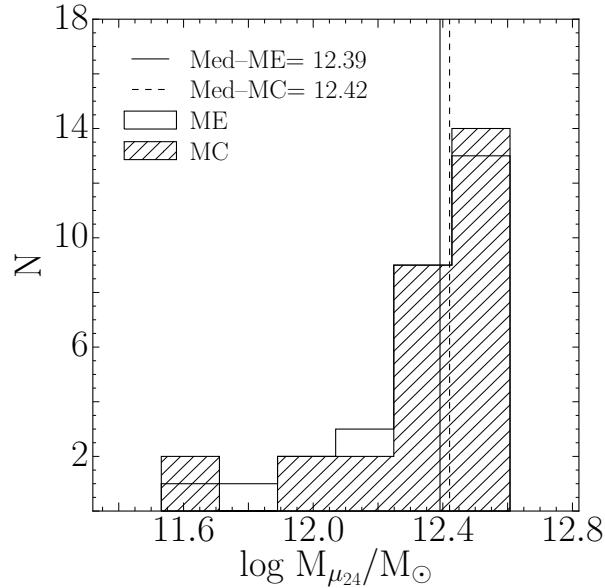


FIGURA 4.5: Distribuciones de masas a $z = 0$, de las BCGs de los cúmulos principales, dentro de las elipses ajustadas por *ellipse* (histograma vacío) y de los círculos con radios $R_{\mu_{24}}$ (histograma con rayas diagonales). Las líneas verticales, continua y discontinua, caracterizan a las medianas de la distribuciones anteriormente mencionadas respectivamente.

4.3. *BCGs a z=0*

La idea de esta sección radica en exponer las *BCGs* con las que trabajamos a $z=0$ e introducir los órdenes de magnitud que se manejan, tanto en masa como en tamaños, de tales galaxias. Con el fin de familiarizarnos con sus morfologías, en la figura 4.6 se exponen los mapas de color de las 24 *BCGs* que integran a la muestra **CAYM**, en la misma todos los paneles abarcan $500 \times 500 \text{ kpc}^2$ y en ellos, las galaxias están delimitadas por el color más oscuro de lilas, el cual abarca brillos superficiales comprendidos entre $24 - 24.5 \text{ mags/arcseg}^2$. A cada una de las *BCGs*, tanto de la muestra **CAYM**, como a las 5 de la muestra **CMEN**, se le calculó la masa según el método descrito en la sección ..., dentro del radio $R_{\mu_{24}}$ y el radio $R_{1/2}$ que contiene el 50 % de la masa $M_{\mu_{24}}$. En primera instancia, se muestran en la figura 4.8 las distribuciones de radios $R_{\mu_{24}}$ para la muestra **CAYM** y **CMEN**. La distribución asociada a la primera, abarca valores entre 67.8 – 146.6 kpc con una mediana de 126.9 kpc, mientras que para la segunda se tienen valores entre 44.2 – 91.4 kpc, con una mediana de 68.1 kpc. Posteriormente, en la figura 4.7 se exhiben las distribuciones de las masas $M_{\mu_{24}}$ contenidas por los círculos de radios $R_{\mu_{24}}$. La distribución asociada a la muestra **CAYM** posee valores comprendidos entre $1 - 3.8 \times 10^{12} M_{\odot}$, con una mediana de $2.9 \times 10^{12} M_{\odot}$, mientras que la asociada a la muestra **CMEN**, considera valores de masas entre $0.3 - 1.8 \times 10^{12} M_{\odot}$ y está caracterizada por una mediana de $0.8 \times 10^{12} M_{\odot}$. Finalmente, en lo que concierne a los radios $R_{1/2}$, la figura 4.9 muestra las distribuciones de valores obtenidos de los mismos, los cuales van de 28.1 a 68.3 kpc para la muestra **CAYM**, con una mediana de 52.4 kpc, mientras que la muestra **CMEN** comprende un rango de 21.1 – 39 kpc y su mediana asociada es de 28.5 kpc.

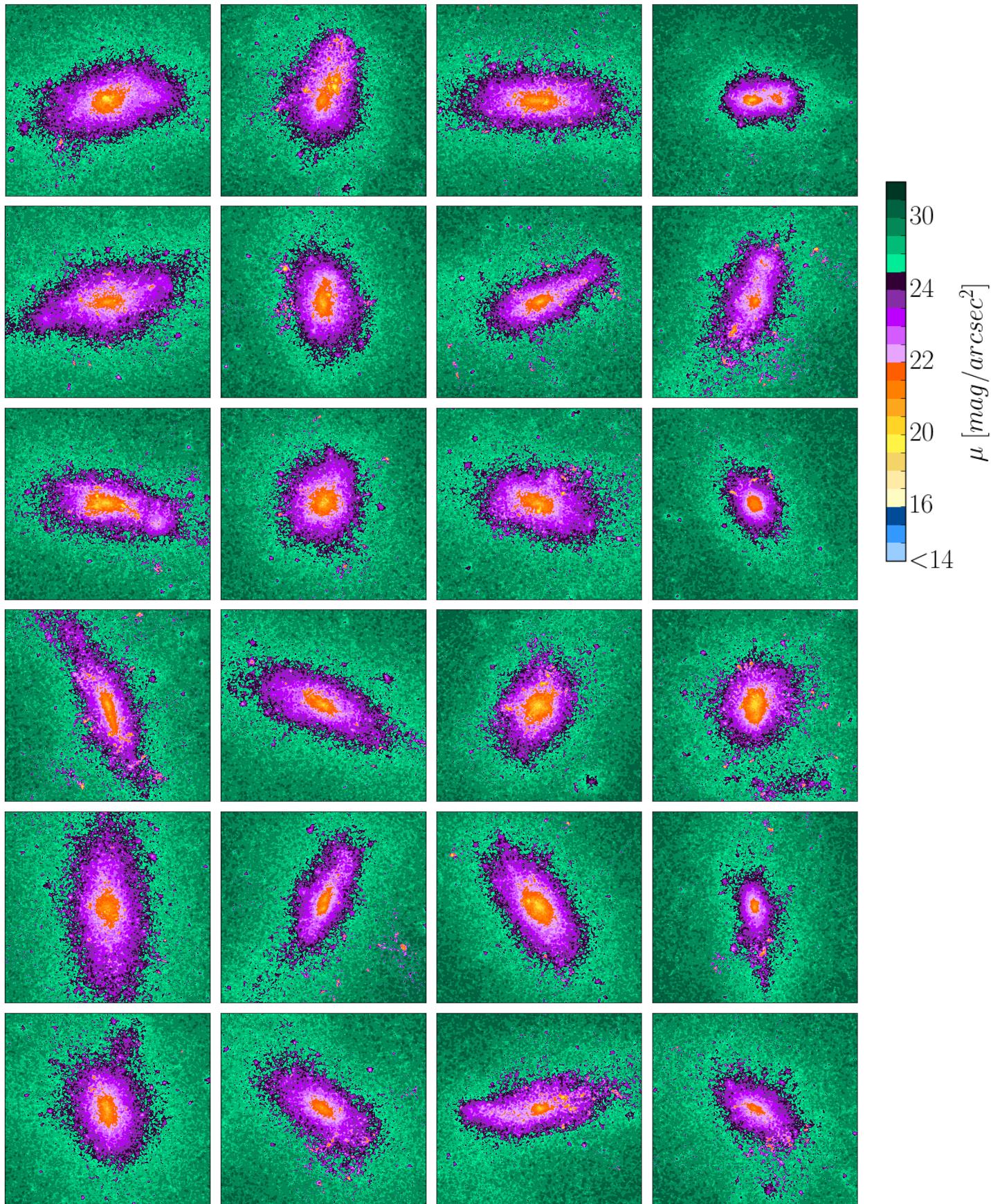


FIGURA 4.6: Mapas de brillos superficiales de las *BCGs* pertenecientes a la muestra **CMay**. Cada panel abarca $500 \times 500 \text{ kpc}^2$. La barra vertical indica la asignación de colores según el brillo superficial correspondiente. Gama clara: $\mu < 20 \text{ mags/arcseg}^2$. Gama anaranjada: $\mu \in [20, 21.5] \text{ mags/arcseg}^2$. Gama lila: $\mu \in [21.5, 24] \text{ mags/arcseg}^2$. Lila oscuro: $\mu \in [24, 24.5] \text{ mags/arcseg}^2$. Gama verde: $\mu \geq 24.5 \text{ mags/arcseg}^2$

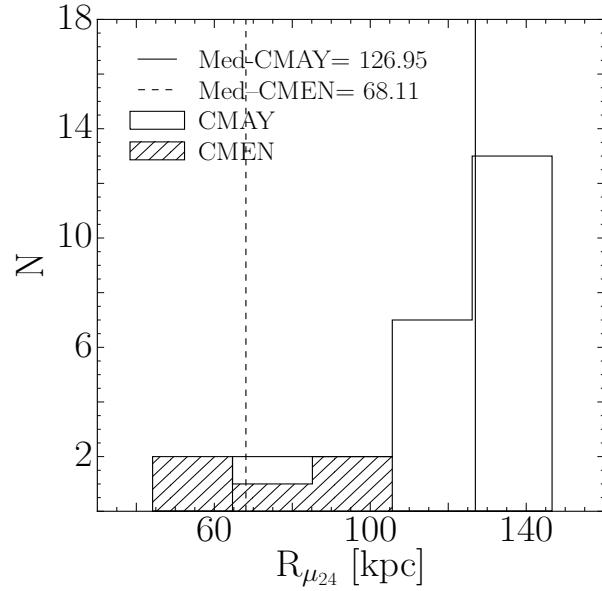


FIGURA 4.7: Distribución de radios $R_{\mu_{24}}$ de las BCGs para la muestra **CMAY** (histograma vacío) con su correspondiente mediana (línea vertical continua) y para las BCGs de la muestra **CMEN** (histograma con rayas diagonales) con su mediana (línea vertical discontinua)

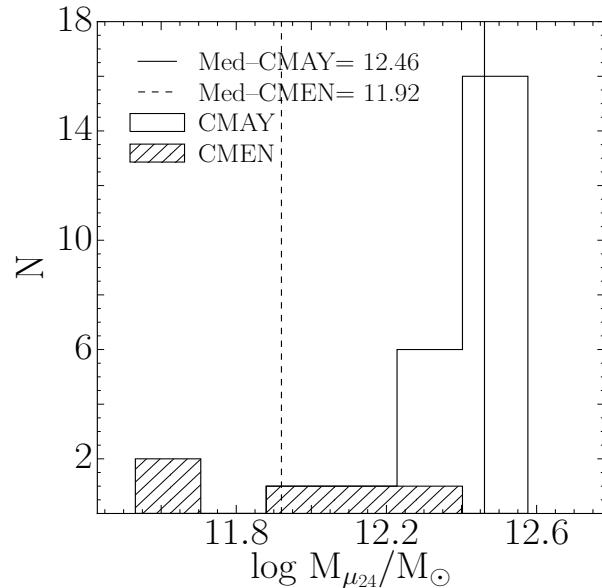


FIGURA 4.8: Lo mismo que en la figura 4.7, para los radios $M_{\mu_{24}}$.

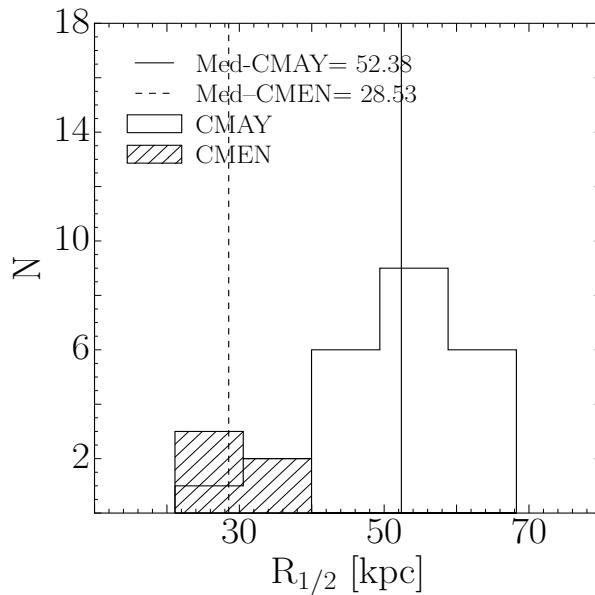


FIGURA 4.9: Lo mismo que en la figura 4.7, para los radios $R_{1/2}$.

4.4. Relaciones Masa BCG-Masa Cúmulo a z=0

Como se ha mencionado en la introducción, las propiedades de las *BCGs* están fuertemente ligadas al entorno denso donde les ha tocado evolucionar, por ello se espera encontrar correlaciones entre tales propiedades con las del cúmulo que las alberga.

Existe, por ejemplo, un amplio debate en la literatura respecto a la correlación entre la masa estelar de la *BCG* con la masa del cúmulo, la cual viene dada por la ley de potencias: $M_{*BCG} = \beta M_{CUMULO}^\alpha$. Si bien la tendencia es que para cúmulos más masivos se obtienen *BCGs* más masivas, en algunos resultados observacionales la correlación es débil ([Whiley et al. \(2008\)](#)), mientras que en otros es un poco más marcada ([Bellstedt et al. \(2016\)](#)). Tales diferencias pueden deberse a la gran variedad de técnicas, mencionadas en la sección ..., para determinar la luminosidad total de la *BCG* y su consecuente masa estelar. En [Haarsma et al. \(2010\)](#), encuentran que los estudios fotométricos basados en aperturas métricas fijas dan relaciones, entre la masa de la *BCG* y la del cúmulo, menos pronunciadas que aquellas que se derivan a partir de magnitudes isofotales o mediante la extrapolación del ajuste de algún modelo, ya sea de Sérsic y/o de Vaucouleurs, sobre sus perfiles de luz. Entre los resultados obtenidos a partir del uso de aperturas e isofotas, se tienen valores para α en el rango 0.11 – 0.26 ([Brough et al. \(2008\)](#), [Whiley et al. \(2008\)](#), [Popesso et al. \(2007\)](#), [Lin & Mohr \(2004\)](#)), mientras que al implementar la extrapolación de los ajustes, se hallan valores más pronunciados, entre 0.62 – 0.78 ([Stott et al. \(2012\)](#), [Mittal et al. \(2009\)](#), [Bai et al. \(2014\)](#), [Lidman et al. \(2012\)](#)). Por otro lado, en [Zhang et al.](#) se argumenta que el exponente α crece con el tamaño de la apertura sobre la *BCG*, dando así correlaciones más fuertes con las afueras de éstas galaxias, efecto que puede justificarse mediante el escenario de crecimiento *inside-out* de las mismas.

El modelo de colapso esférico es ampliamente utilizado para describir el proceso de formación de los halos de materia oscura. En este modelo cada halo está caracterizado por una

esfera de radio R_{vir} , dentro de la cual la materia se encuentra virializada¹, con una densidad media equivalente a 200² veces la densidad crítica del universo para un dado *redshift*. De tal modelo se desprende la forma de caracterizar a la masa de un cúmulo por M_{200} , definida como la masa contenida dentro del radio R_{vir} . En el presente trabajo se hace uso de la misma para cuantificar las masas de nuestros cúmulos. En la figura 4.10 se puede ver, en líneas discontinuas, cada una de las relaciones log-log obtenidas a $z = 0$, los datos calculados representados por triángulos y en círculos, los datos observacionales de Kravtsov et al. (2014). Entre nuestros datos se distinguen dos tipos de masas para cada *BCG*, la ya mencionada calculada a partir de la técnica descrita en la sección ... en color anaranjado y en verde, una forma alternativa dada por la masa encerrada en un radio equivalente al 10 % del radio que contiene 500 veces la densidad crítica del universo (CITAAAAAAAAAAAAAA). Es notable que ésta última resulta una buena aproximación para la cuantificación de la masa de nuestras galaxias, dando ajustes lineales con una pendiente media de 0.98 ± 0.04 , siendo así, prácticamente valores idénticos. Por otro lado, los valores α obtenidos por el presente trabajo (ver tabla 4.1) se encuentran entre los resultados observacionales dados por Lidman et al. (2012), Bai et al. (2014), Bellstedt et al. (2016), Stott et al. (2012), Mittal et al. (2009), Zhang et al., etc.

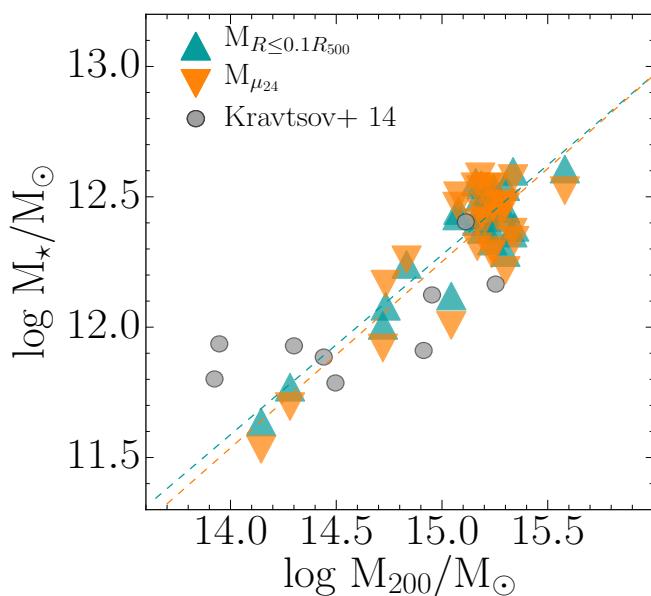


FIGURA 4.10: Relación Masa_{BCG}-Masa_{CUMULO}. Triángulos celestes: masa contenida dentro del 10 % del radio que abarca 500 veces la densidad crítica del universo (a $z = 0$). Triángulos anaranjados: masas calculadas dentro del radio de la isofota $\mu_V = 24 \text{ mags/arcseg}^2$. Círculos : masas de las *BCGs* en la muestra Kravtsov et al. (2014). Líneas discontinuas celestes: ajuste lineal log-log para la masa $M_{R<0.1R_{500}}$. Líneas discontinuas anaranjadas: ajuste lineal log-log para la masa $M_{\mu_{24}}$.

¹Se usa el término virializado para describir sistemas que satisfacen el Teorema de Virial, el cual establece que, todo sistema en equilibrio o *quasi*-equilibrio experimenta una relación bien definida entre la energía cinética y potencial dada por $V = -2K$

²Valor sugerido por algunas simulaciones numéricas.

		z=0	z=1	z=2	z=3
$M_{0.1R_{500}} - M_{200}$	α	0.69 ± 0.06	0.63 ± 0.06	0.6 ± 0.1	0.6 ± 0.1
	β	2 ± 1	2.7 ± 0.9	3 ± 2	3 ± 1
$M_{\mu_{24}} - M_{200}$	α	0.71 ± 0.08	0.6 ± 0.1	0.75 ± 0.09	0.78 ± 0.09
	β	2 ± 1	3 ± 1	1 ± 1	1 ± 1

TABLA 4.1

Con el fin de analizar la dependencia de la correlación entre la masa de la *BCG* con la del cúmulo, respecto al tamaño de la apertura utilizada, se calcularon las masas contenidas en aperturas de radios 30, 50 y 70 kpc tanto en 3D, como sus proyecciones en 2D. Antes de comenzar con el análisis que nos compete, debemos ver qué tan bien dan las mismas comparadas con las obtenidas por trabajos observacionales y por otras simulaciones. La figura 4.10 muestra las masas calculadas en aperturas de 30 kpc según distintos autores (grises) y las obtenidas por éste trabajo (celeste). Los círculos pequeños son datos de la simulación *IllustrisTNG* (Pillepich et al. (2017)), los únicos calculados tridimensionalmente, de las muestras que se exhiben en dicha figura. Los círculos grandes y hexágonos, son resultados observacionales, obtenidos por Kravtsov et al. (2014) y Zhang et al. respectivamente y la línea discontinua es el ajuste dado por este último entre las masas en estudio y la del cúmulo. Se puede ver que los resultados obtenidos por el presente trabajo se encuentran entre los observacionales, mientras que los de la simulación *IllustrisTNG*, en medianas, dan valores más altos, siendo tales resultados lo mejor que pueden dar, puesto que de proyectarlos, los valores serían aún mayores.

Respecto a las masas calculadas en aperturas de 50 kpc, la figura 4.12 muestra las obtenidas por los trabajos observacionales de Kravtsov et al. (2014) y Gonzalez et al. (2013), en círculos y cuadrados respectivamente, mientras que en estrellas se muestran los obtenidos con la simulación *C-EAGLE* (Bahé et al. (2017)). Los triángulos celestes, al igual que en la figura 4.11, son nuestros resultados. Nuevamente se observa un buen comportamiento de nuestros resultados respecto a los obtenidos observacionalmente, mientras que los de la simulación *C-EAGLE* resultan ser superiores.

Siendo entonces, buenas, las aproximaciones obtenidas de las masas dentro de aperturas, por lo expuesto anteriormente, vale la pena analizar cómo dependen éstas respecto a la masa del cúmulo, para ello se efectuaron ajustes lineales log-log de tales masas respecto a la masa del cúmulo. Los resultados obtenidos se exponen en la tabla 4.2 y, en la figura 4.13 se muestran los ajustes $\pm 1\sigma$. En dicha figura puede verse que la correlación en ambos casos, 2D y 3D, se intensifica a medida que se incrementa el tamaño de la apertura, al igual que en Zhang et al.. Tales autores obtienen un factor ~ 0.12 entre el índice α obtenido para una apertura de 60 kpc y una de 15 kpc, mientras que en este trabajo se obtiene un factor de ~ 0.11 entre la apertura de mayor y menor tamaño en 2D y ~ 0.5 en 3D. Esto nos dice que las conclusiones llevadas a cabo por Zhang et al. no están afectadas por sesgos observacionales vinculados a la proyección de la luz, puesto que, si bien el factor es menor, el comportamiento se mantiene en 3D, por lo tanto, puede que la masa del cúmulo correlacione mejor con las partes más externas de las *BCGs*.

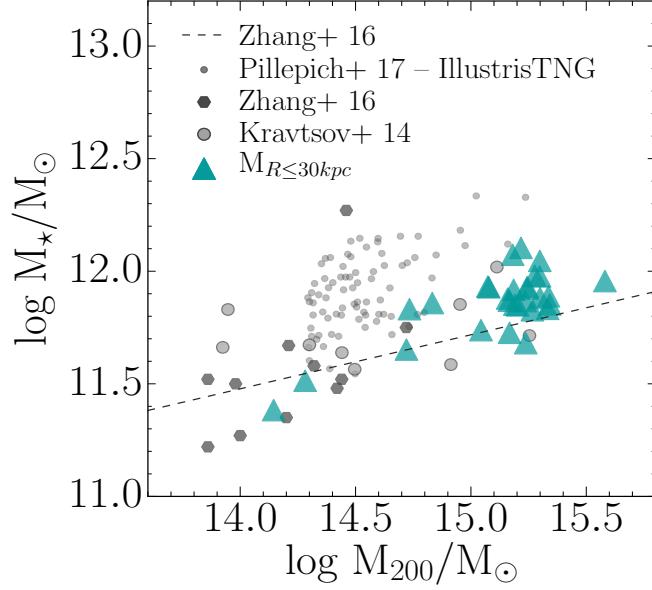


FIGURA 4.11: Relación Masa_{APERTURA}-Masa_{CUMULO} para aperturas de 30kpc. En triángulos se muestran las masas $M_{R<30kpc-2D}$ calculadas por el presente trabajo. Los círculos grandes son las masas $M_{R<30kpc-2D}$ de la muestra Kravtsov+14. Los hexágonos representan las masas $M_{R<32kpc-2D}$ de la muestra Zhang+16. Los círculos pequeños caracterizan las masas $M_{R<30kpc-3D}$ de la muestra Pillepich+17. La línea discontinua es el ajuste llevado a cabo por Zhang+16

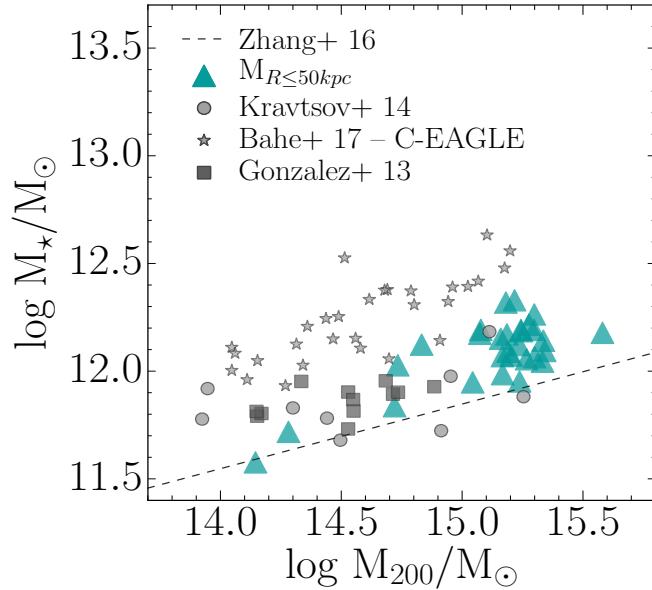


FIGURA 4.12: Relación Masa_{APERTURA}-Masa_{CUMULO} para aperturas de 50kpc. Los triángulos son las masas $M_{R<50kpc-2D}$ calculadas por el presente trabajo. Los círculos representan a las masas $M_{R<5kpc-2D}$ de la muestra Kravtov+14. Las estrellas caracterizan a las masas $M_{R<50kpc-2D}$ de la muestra Bahé+17. Los cuadrados son las masas $M_{R<50kpc-2D}$ de la muestra Gonzalez+13.

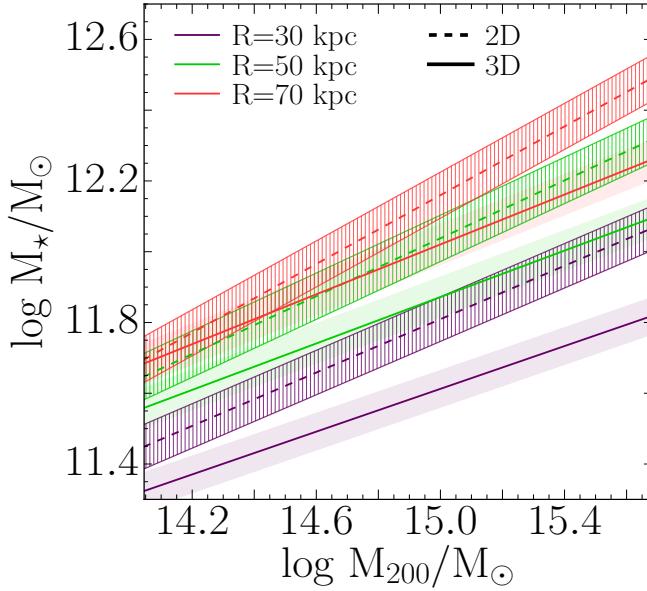


FIGURA 4.13: Ajustes lineales de la relación Masa_{APERTURA}-Masa_{CUMULO} para aperturas de 30 50 y 70 kpc (violeta, verde y rojo, respectivamente), para masas proyectadas (2D, líneas discontinuas) y no proyectadas (3D, líneas continuas.)

		2D	3D
$M_{R<30\text{kpc}} - M_{200}$	α	0.38 ± 0.06	0.30 ± 0.05
	β	6 ± 1	7 ± 1
$M_{R<50\text{kpc}} - M_{200}$	α	0.41 ± 0.07	0.33 ± 0.06
	β	6 ± 1	7 ± 1
$M_{R<70\text{kpc}} - M_{200}$	α	0.49 ± 0.07	0.35 ± 0.06
	β	5 ± 1	7 ± 1

TABLA 4.2: Parámetros α y β para las relaciones entre las masas centrales dentro de aperturas de 30, 50 y 70 kpc, proyectadas y no proyectadas respecto a la masa del cúmulo.

4.5. Masas de las BCGs a distintos z

En la sección anterior estudiamos el comportamiento, a $z=0$, de distintas tipos de masas que pueden asociarse con la *BCG*. Comencemos entonces a adentrarnos en el tema principal del presente trabajo, la evolución de la masa de la *BCG*. Si bien hemos notado que las aperturas juegan un rol importante en lo que concierne a la relación que existe entre la masa de estas galaxias con la de su correspondiente cúmulo, afianzándose a medida que se toman aperturas más grandes, las mejores correlaciones obtenidas fueron para las masas $M_{\mu_{24}}$ y la $M_{0.1R_{500}}$. Por tal motivo, nos basaremos en éstas para estudiar la evolución de las mismas y comparar con otros resultados. En primer lugar se estudia si tales masas mantienen el vínculo obtenido a $z=0$, pero en *redshifts* más grandes y se analiza cómo evoluciona la relación entre cada una de éstas con la masa del cúmulo. Dicho estudio abarcará a los últimos ~ 11.6 Gyrs del Universo. La figura 4.14 nos muestra, para los *redshifts* en estudio, que la relación entre las masas que caracterizan a las *BCGs* va mutando con el tiempo, no mantiene el vínculo que se obtuvo a $z=0$, siendo las razones entre los valores medios de $M_{\mu_{24}}/M_{0.1R_{500}}$,

2, 0.73, 1.25 y 2.55 a $z=0, 1, 2$ y 3 respectivamente. Por otro lado, la relación log-log a distintos *redshifts* (ver tabla 4.1) resulta más fuerte para $M_{\mu_{24}}$ en $z=0, 2$ y 3 y creciente entre los mismos. Sin embargo, en $z=1$ se rompe lo anterior, lo cual puede ser atribuido a cuestiones evolutivas, por ejemplo fusiones.

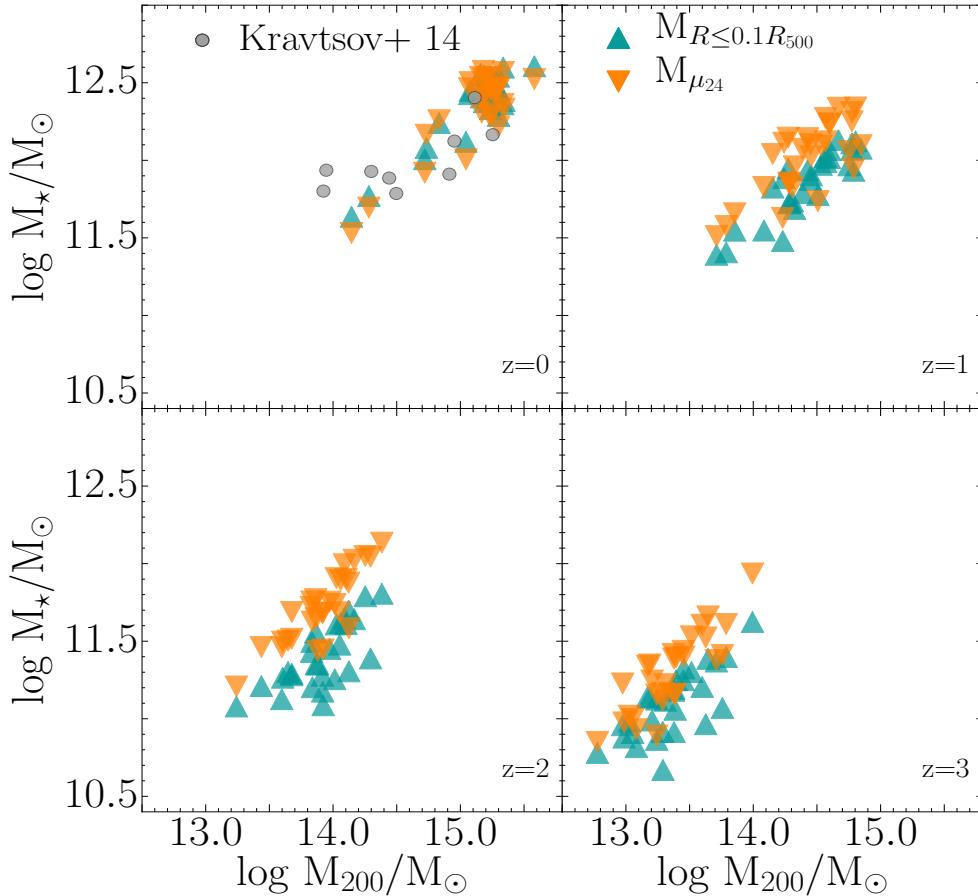


FIGURA 4.14: Comportamiento de las masas, $M_{\mu_{24}}$ (triángulos anaranjados) y $M_{R<0.1R_{500}}$ (triángulos celestes), respecto a la masa del cúmulo, para $z=0$ (arriba, izquierda), $z=1$ (arriba, derecha), $z=2$ (abajo, izquierda), $z=3$ (abajo, derecha). Círculos: masas de las BCGs en la muestra Kravtsov +2014

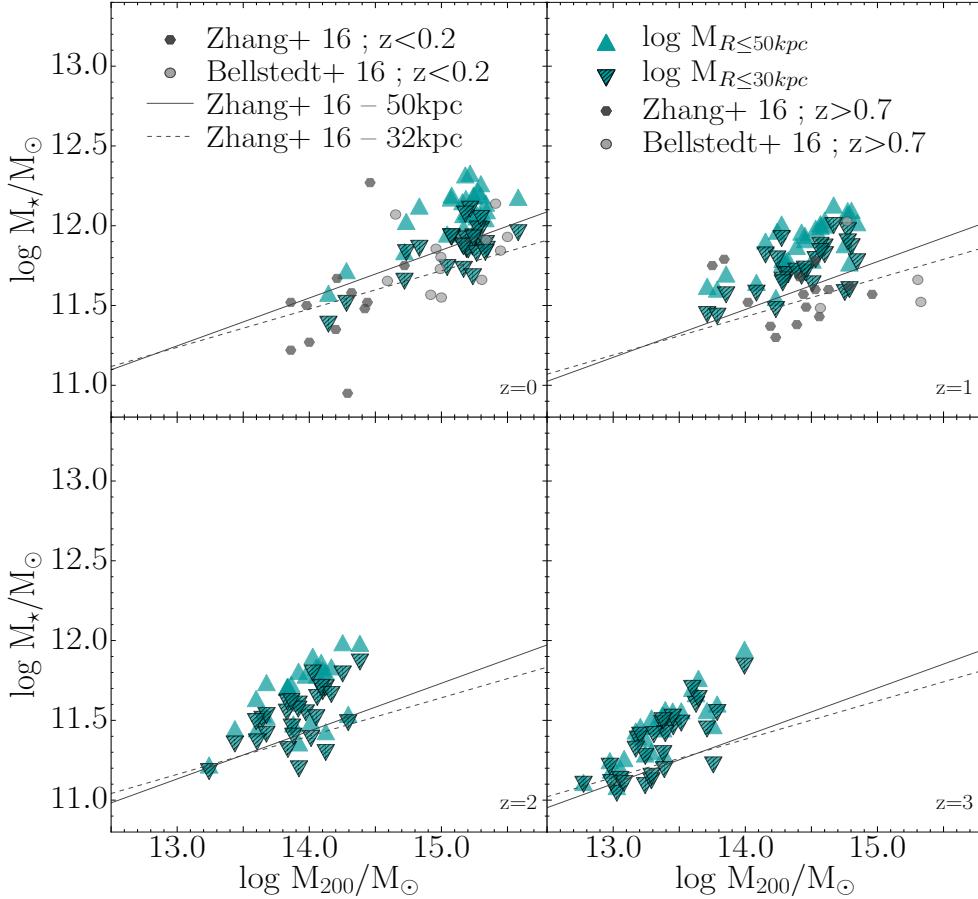


FIGURA 4.15: Comportamiento de la masa contenida dentro de aperturas circulares de radios $R=30\text{kpc}$ (triángulos rayados) y $R=50\text{kpc}$ (triángulos sin rayas) para $z = 0$ (arriba, izquierda), $z = 1$ (arriba, derecha), $z = 2$ (abajo, izquierda) y $z=3$ (abajo, derecha). Línea discontinua y continua: ajuste en función de z (Zhang+16) sobre la relación $M_{R<X}-M_{200}$ para aperturas circulares de radios $X=32\text{kpc}$ y $X=50\text{kpc}$, respectivamente.

ver: there is also a (weak) correlation between bcg mass and the mass of their host clusters, which does not change significantly with redshift out to $z \sim 0.8$ (edge 1991; collins & mann 1998; burke, collins & mann 2000; brough et al. 2007; stott et al. 2008; whiley et al. 2008).

4.6. Evolución en Masa

Si bien en la sección 2.5 se introdujeron los procesos que hoy se creen pilares para la formación y evolución de las *BCGs* y se comentó el modelo de dos fases que actualmente se le adjudica a las mismas, la realidad está lejos ser esclarecedora. Las inmensas contradicciones existentes entre los resultados observacionales y numéricos, evidencian la falta de entendimiento sobre los mecanismos involucrados en la evolución de éstas, aunque no sólo se tienen resultados contradictorios entre los factores de crecimiento, también se fracasa en el establecimiento de la época en la que se ensamblan y en los procesos principales involucrados sobre su evolución tardía. Por ejemplo, algunos observacionales concluyen que desde la mitad de la edad del universo hasta hoy, las *BCGs* han aumentado su masa principalmente

por fusiones menores no disipativas, mientras otros dan protagonismo a las fusiones mayores del mismo tipo, no obstante, están los que establecen que deben involucrarse las fusiones disipativas y en el otro extremo, los que excluyen todo tipo de fusión. Las mismas contradicciones se encuentran en las conclusiones llevadas a cabo por estudios teóricos. Entre los diferentes resultados observacionales se encuentran los que muestran poca o no evolución de la masa estelar desde $z = 1$ hasta hoy (Whiley et al. (2008), Collins et al. (2009), Stott et al. (2010)) y los que obtienen factores de crecimiento cercanos a 2, en ese mismo intervalo de *redshifts* (Aragon-Salamanca et al. (1998)). Burke et al. (2000) justifican que las contradicciones pueden deberse al sesgo que existe al seleccionar los cúmulos progenitores, problema denominado *bias-problem*. Lidman et al. (2012) y Bai et al. (2014), teniendo en cuenta el problema anterior, encuentran factores de crecimiento ~ 2 desde $z = 1$, ~ 1.5 desde $z = 0.5$, respectivamente. Por otro lado, entre los primeros estudios teóricos basados en la cosmología actualmente aceptada, se halla el de De Lucia & Blaizot (2007), quienes predicen que el contenido estelar de las *BCGs* se cuadruplicó desde $z = 1$ hasta hoy principalmente por fusiones menores, mientras que Laporte et al. (2013) predicen un factor 2 para dicho crecimiento y concluyen que las fusiones mayores también contribuyen sobre tal evolución. Groenewald et al. (2017) explica que las discrepancias entre los factores observacionales con los numéricos, son aparentes y que puede deberse a que las fusiones no aportan al crecimiento de las masas de las *BCGs* si una proporción significativa de la masa termina en la *ICL*. Esto último nos dice que la formación y evolución de la *BCG* y la *ICL* dentro del cúmulo, están íntimamente conectadas, lo cual se analizará en la sección

La evolución de la *BCG* no sólo se estudia a partir del crecimiento de su masa. Como hemos mencionado, los procesos evolutivos alteran la forma en que se distribuye la masa, por ende, es necesario llevar a cabo un análisis de cómo cambia el tamaño y la concentración. En lo que sigue veremos cómo han evolucionado las masas $M_{\mu_{24}}$ y $M_{0.1R_{500}}$, y los radios $R_{\mu_{24}}$ y $R_{1/2}$, desde $z = 3$, haciendo distinción entre las muestras **CMAY** y **CMEN**. La forma en la que se han seleccionado las *BCGs* en cada *redshift*, simula el procedimiento implementado por la mayoría de los observacionales, esto es, se escogen las que se hallan en los cúmulos más masivos, de todos modos, vale la aclaración, no necesariamente son las progenitoras de la *BCGs* a $z = 0$. Las figuras 4.16 y 4.17 exponen la evolución de las masas $M_{\mu_{24}}$ y $M_{0.1R_{500}}$ respectivamente, en ambas es notable un crecimiento continuo de las medianas de los valores obtenidos para cada *redshift* (tabla 4.3). Analizando los resultados (tabla 4.4), se observa respecto a la masa de la *BCG* dada por $M_{\mu_{24}}$ que el factor de crecimiento entre *redshifts* consecutivos se mantiene aproximadamente constante para la muestra **CMAY** y su valor se halla entre los encontrados en la literatura, ~ 2 , mientras que en la muestra **CMEN** fluctúa entre 1.5 y 3. En cambio para la masa $M_{0.1R_{500}}$, los factores crecen de un *redshift* a otro, lo cual es esperable para un límite que depende de la evolución del radio virial de un cúmulo.

Las figuras 4.18 y 4.19 muestran cómo han evolucionado los tamaños y concentraciones respectivamente. Comparando las medianas de $R_{\mu_{24}}$ con $R_{1/2}$ para cada *redshift* (tabla 4.3), la mitad de la masa está contenida dentro de un 16/29/33/40 % del tamaño de la galaxia, a $z = 3, 2, 1$ y 0 respectivamente, para la muestra **CMAY** y un 23/23/34/42 % para la muestra **CMEN**. Estos porcentajes hacen notar que la masa a altos *redshifts* estaba muy concentrada y con el transcurso del tiempo esa propiedad se ha ido modificando, lo cual es esperable para el crecimiento jerárquico de las estructuras. Si bien en la literatura se establece que el tamaño, caracterizado por el radio efectivo, se cuadruplica desde $z=1$ al presente, en este trabajo ello no sucede (tabla 4.4). La figura 4.20, muestra los factores de crecimiento desde

$z=1$ a $z=0$, tanto de la masa de la *BCG* como de $R_{1/2}$, pero sólo para aquellas *BCGs* que sabemos sus progenitores a $z=1$ se hallan en el cúmulo más masivo. Los factores esperados son 2 y 4 respectivamente, mientras que en el presente trabajo los valores medios obtenidos son ~ 2 , ~ 1.5 respectivamente.

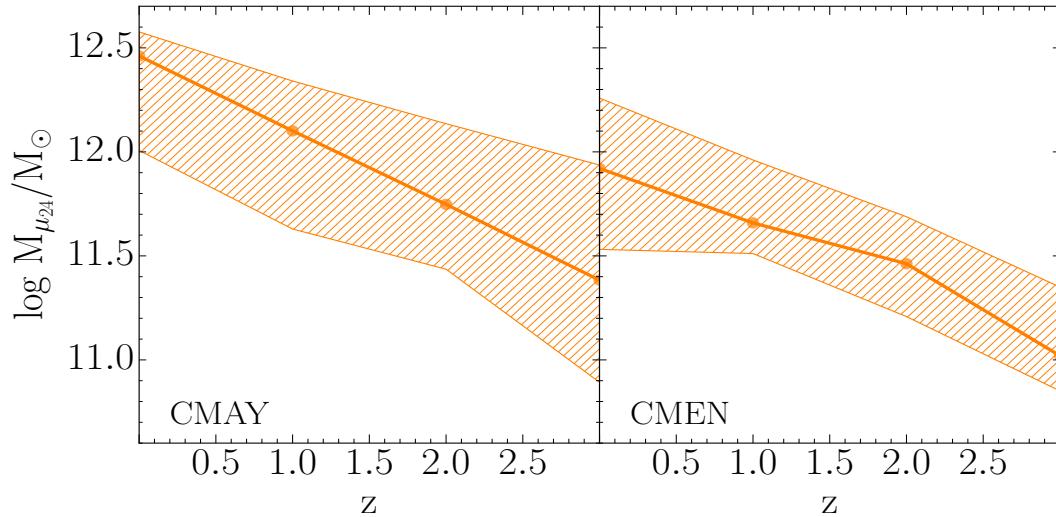


FIGURA 4.16: Evolución de la masa $M_{\mu_{24}}$ desde $z = 3$ a $z = 0$. En ambos paneles (**CMaxY**, izquierda y **CMEN**, derecha), los puntos representan a la mediana de las masas para cada z , mientras que la región rayada está delimitada por el valor mínimo y máximo del z correspondiente.

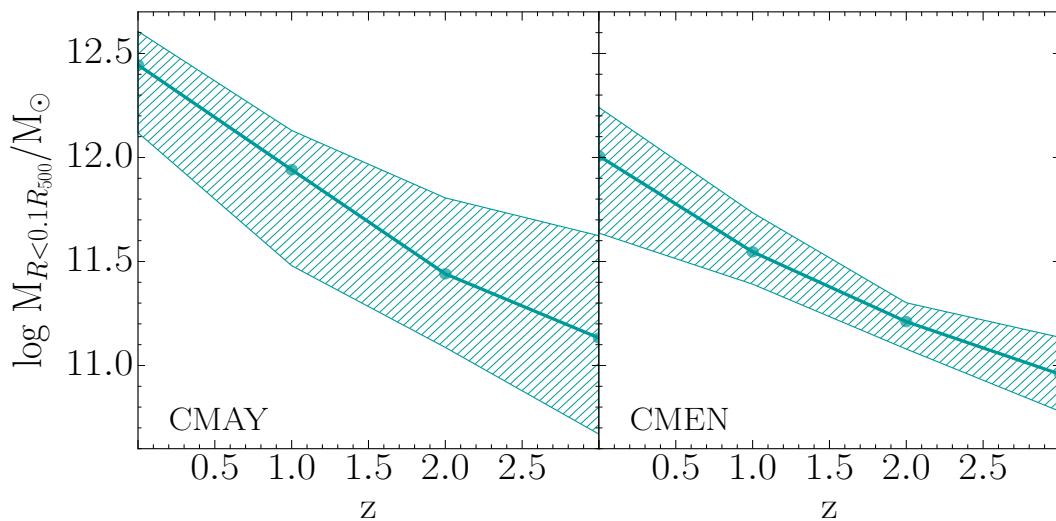
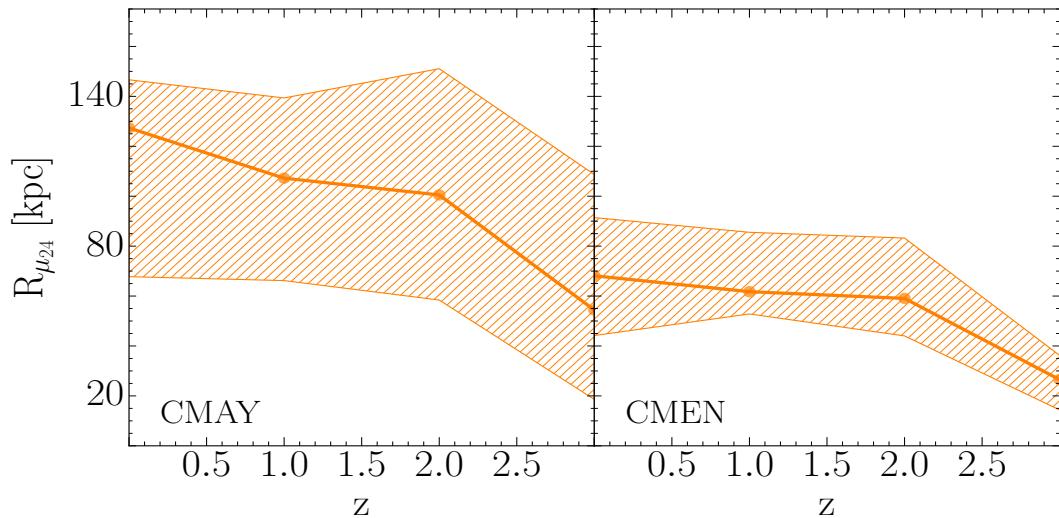
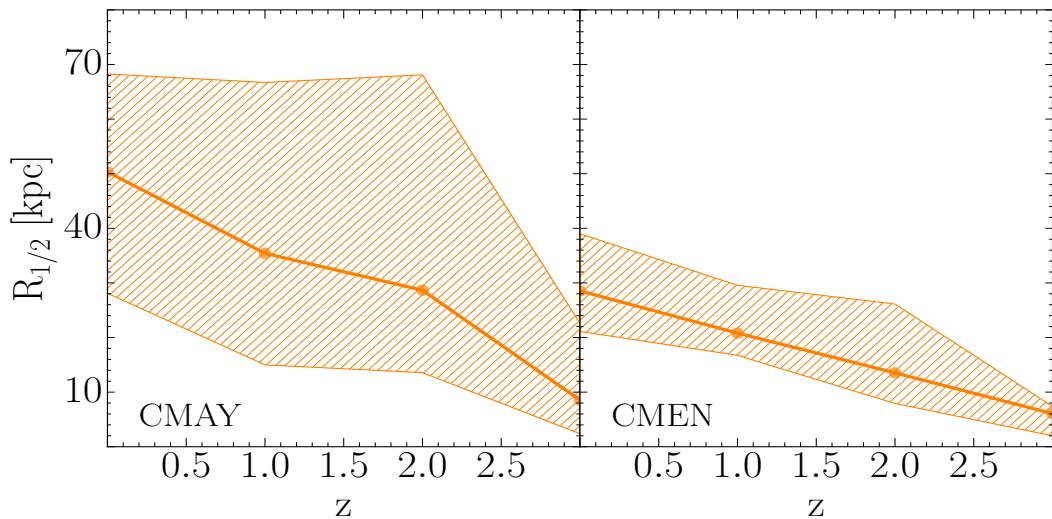


FIGURA 4.17: Idem que figura 4.16, para la masa $M_{R < 0.1 R_{500}}$.

FIGURA 4.18: Idem que figura 4.16, para el radio $R_{\mu_{24}}$.FIGURA 4.19: Idem que figura 4.16, para el radio $R_{1/2}$.

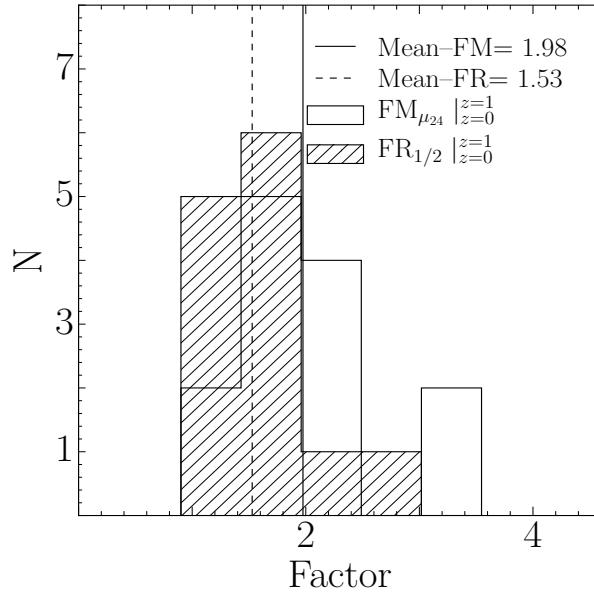


FIGURA 4.20: Distribuciones del factor de crecimiento desde $z = 1$ a $z = 0$ para las BCGs de los cúmulos principales. Histograma con rayas diagonales: factores de crecimiento del tamaño $R_{1/2}$. Histograma vacío: factores de crecimiento de la masa $M_{\mu_{24}}$.

TABLA 4.3: Evolución desde $z = 3$ a $z = 0$, de las masas $M_{\mu_{24}}$ y $M_{0.1R_{500}} [\times 10^{12} M_{\odot}]$, y los radios $R_{\mu_{24}}$ y $R_{1/2}$ [kpc].

z	CMAY				CMEN			
	$M_{\mu_{24}}$	$M_{0.1R_{500}}$	$R_{\mu_{24}}$	$R_{1/2}$	$M_{\mu_{24}}$	$M_{0.1R_{500}}$	$R_{\mu_{24}}$	$R_{1/2}$
3	0.2418	0.1356	54.40	8.55	0.1047	0.0908	26.52	6.06
2	0.5594	0.2757	100.50	28.66	0.2900	0.1625	59.05	13.53
1	1.2617	0.8731	107.22	35.42	0.4556	0.3518	61.75	20.81
0	2.8916	2.7857	127.35	50.33	0.8325	1.0161	68.11	28.53

TABLA 4.4: Factores de crecimiento

Δz	CMAY				CMEN			
	$f_{M_{\mu_{24}}}$	$f_{M_{0.1R_{500}}}$	$f_{R_{\mu_{24}}}$	$f_{R_{1/2}}$	$f_{M_{\mu_{24}}}$	$f_{M_{0.1R_{500}}}$	$f_{R_{\mu_{24}}}$	$f_{R_{1/2}}$
3 – 2	2.31	2.03	1.85	3.35	2.77	1.79	2.23	2.23
2 – 1	2.26	3.17	1.07	1.24	1.57	2.17	1.05	1.54
1 – 0	2.29	3.19	1.19	1.42	1.83	2.89	1.10	1.37

También podemos estudiar cómo los distintos procesos involucrados en la evolución de las BCGs, modifican las masas contenidas dentro de aperturas fijas, para ello, en la figura 4.21 se muestra la evolución de tales masas, dentro de aperturas de radios 30, 50 y 70 kpc, proyectadas (derecha) y no proyectadas (izquierda), esto último, para analizar la implicancia que tiene la proyección en los resultados observacionales. En las tablas 4.5 y 4.6 se exponen las medianas obtenidas para cada *redshift* y los factores de crecimiento, respectivamente.

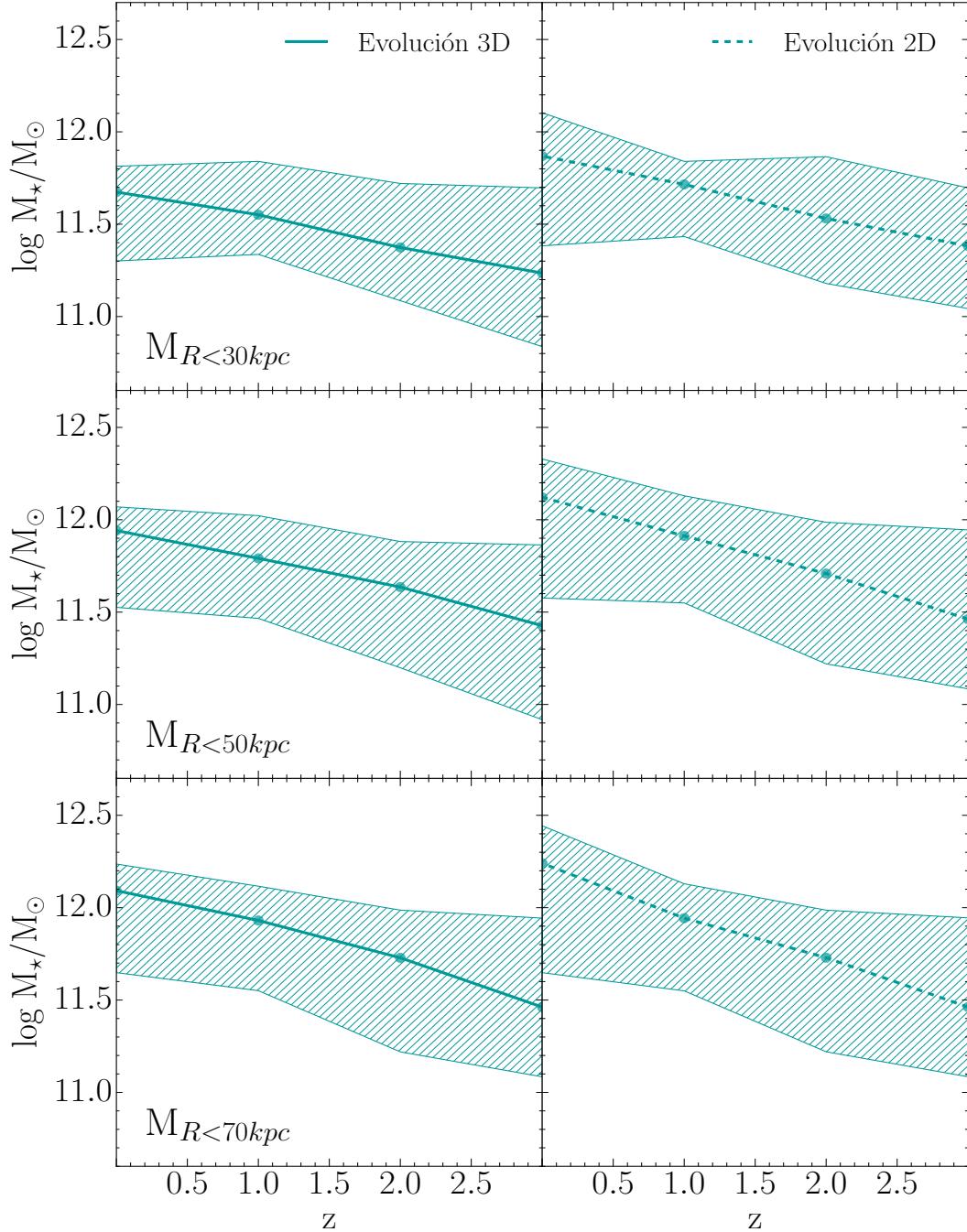


FIGURA 4.21: Evolución desde $z = 3$ a $z = 0$, de la masa proyectada (derecha, línea discontinua) y no proyectada (izquierda, línea continua), contenida dentro de aperturas de radio $R=30\text{kpc}$ (arriba), $R=50\text{kpc}$ (centro) y $R=70\text{kpc}$ (abajo). En todos los casos, los puntos representan a la mediana (considerando todas las *BCGs* de los cúmulos principales) para un dado z , mientras que las regiones rayadas están delimitadas por los valores máximo y mínimo de cada z .

Es notable que, dentro de los factores de crecimiento, el más grande para un dado *redshift* es el factor asociado a la apertura de 70 kpc, lo cual implica que la *BCG* ha ido incrementando su masa en mayor proporción en las afueras de la misma, ya sea por la acreción de la masa de sus satélites mediante interacciones y fusiones, o por el desplazamiento del material bariónico central hacia las afueras mediante algún mecanismo de crecimiento adiabático

dado por procesos de *feedback* (Ascaso et al. (2011)).

TABLA 4.5: Evolución desde $z = 3$ a $z = 0$, de las masas 2D y 3D $M_{R<30kpc}$, $M_{R<50kpc}$ y $M_{R<70kpc}$ [$\times 10^{12} M_\odot$].

z	3D			2D		
	$M_{R<30kpc}$	$M_{R<50kpc}$	$M_{R<70kpc}$	$M_{R<30kpc}$	$M_{R<50kpc}$	$M_{R<70kpc}$
3	0.1719	0.2672	0.2898	0.2411	0.2897	0.2897
2	0.2366	0.4322	0.5354	0.3395	0.5112	0.5360
1	0.3557	0.6182	0.8526	0.5193	0.8175	0.8772
0	0.4722	0.8740	1.2369	0.7390	1.3214	1.7384

TABLA 4.6: Factores de crecimiento de las masas 2D y 3D dentro de aperturas.

Δz	3D			2D		
	$f_{MR<30kpc}$	$f_{MR<50kpc}$	$f_{MR<70kpc}$	$f_{MR<30kpc}$	$f_{MR<50kpc}$	$f_{MR<70kpc}$
3 – 2	1.38	1.62	1.84	1.41	1.76	1.85
2 – 1	1.50	1.43	1.59	1.53	1.60	1.64
1 – 0	1.33	1.41	1.45	1.42	1.62	1.98

4.7. Evolución en Perfiles

Los resultados anteriores dan pie para llevar a cabo un estudio sobre la evolución de los perfiles de brillo superficial y de densidad de masa, puesto que a partir de ellos se pueden deducir cuáles son los procesos dominantes en la evolución de las galaxias en estudio. Si bien sabemos que la ubicación de las *BCGs* es crucial en materia evolutiva y que ésta induce una preferencia por las fusiones, como protagonistas en la evolución de las mismas, algunos autores disienten con tal hipótesis, como es el caso mencionado anteriormente de crecimiento adiabático (Ascaso et al. (2011)). Muchos alegan que la evolución ha sido *inside-out*, en la cual, se forma primero la región central de la galaxia y su posterior crecimiento se dá principalmente en las afueras de la misma. Dicho comportamiento se podría deducir a partir de los perfiles de luz y densidad, o mediante las características de las poblaciones estelares que constituyen a las galaxias (ver sección 4.8). En el caso de los perfiles, la diferencia crucial, entre los distintos mecanismos de crecimiento mencionados, radica en la evolución de sus formas, mientras un crecimiento adiabático mantiene inalterado el índice de Sérsic, se espera que las fusiones sí lo modifiquen.

En esta sección analizamos la evolución de los perfiles de brillo superficial y de densidad superficial de masa de las *BCGs* desde $z = 1$ hasta el presente. Sólo se consideran aquellas galaxias que sabemos sus progenitores son las que se hallan en el halo más masivo de la región a $z = 1$. En las figuras 4.22 y 4.23 se muestran los perfiles anteriormente mencionados, en ambas, los datos a $z=0$ están caracterizados por círculos anaranjados y mientras que los correspondientes a $z=1$, por cuadrados verdes. Observando los perfiles de brillo, es evidente que no prevalece un único camino evolutivo dada la gran diversidad de comportamientos que se nos presentan, de esta manera, no se puede establecer a partir de los mismos cuál es el mecanismo dominante en la evolución, en algunos casos podría existir expansión adiabática

4.7. Evolución en Perfiles

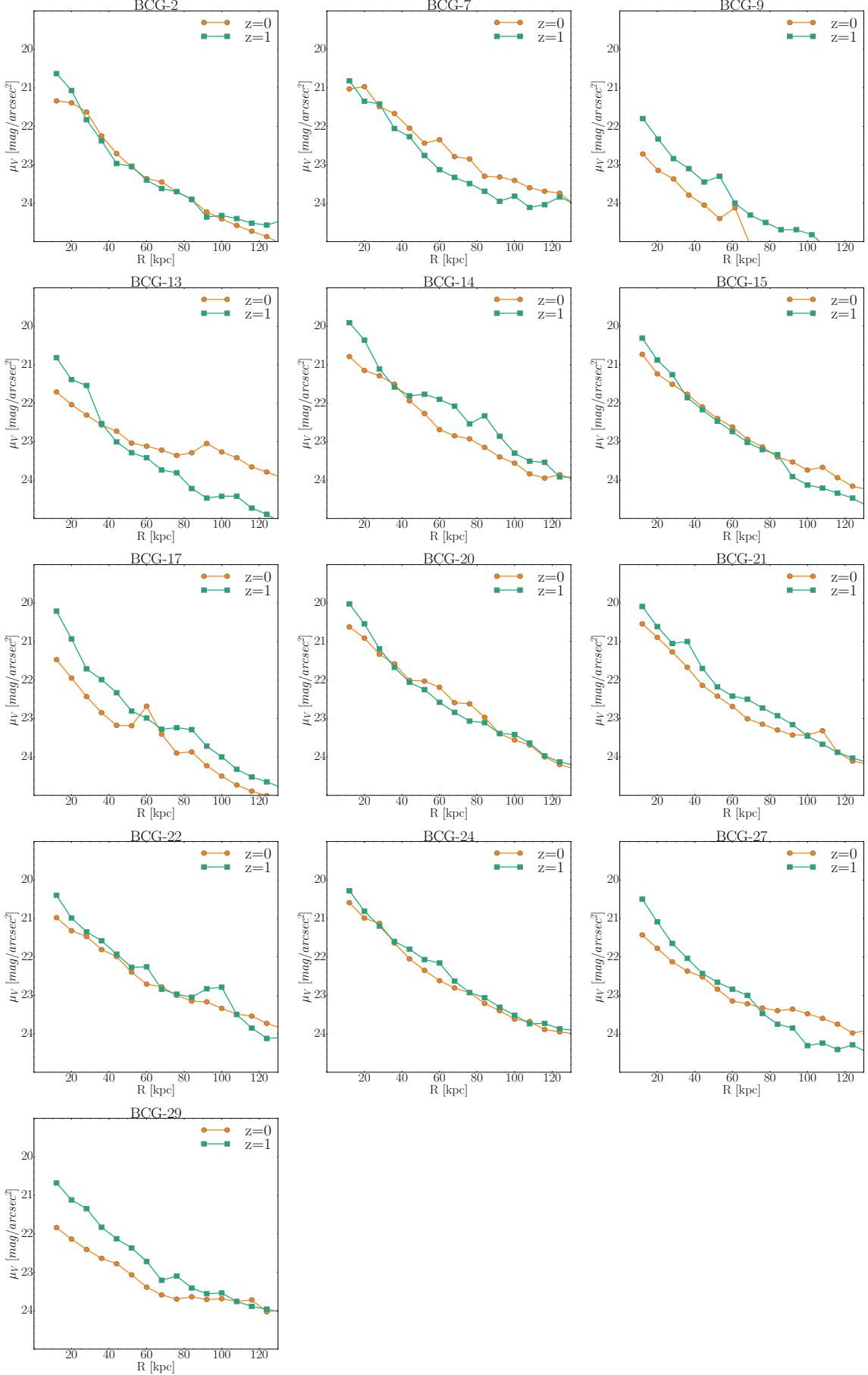


FIGURA 4.22: Evolución del perfil de luz de las *BCGs* cuyo progenitor a $z = 1$ es la galaxia principal del cúmulo principal. Celeste: perfil de luz del progenitor a $z = 1$. Anarajado: perfil de luz de la *BCG* a $z = 0$

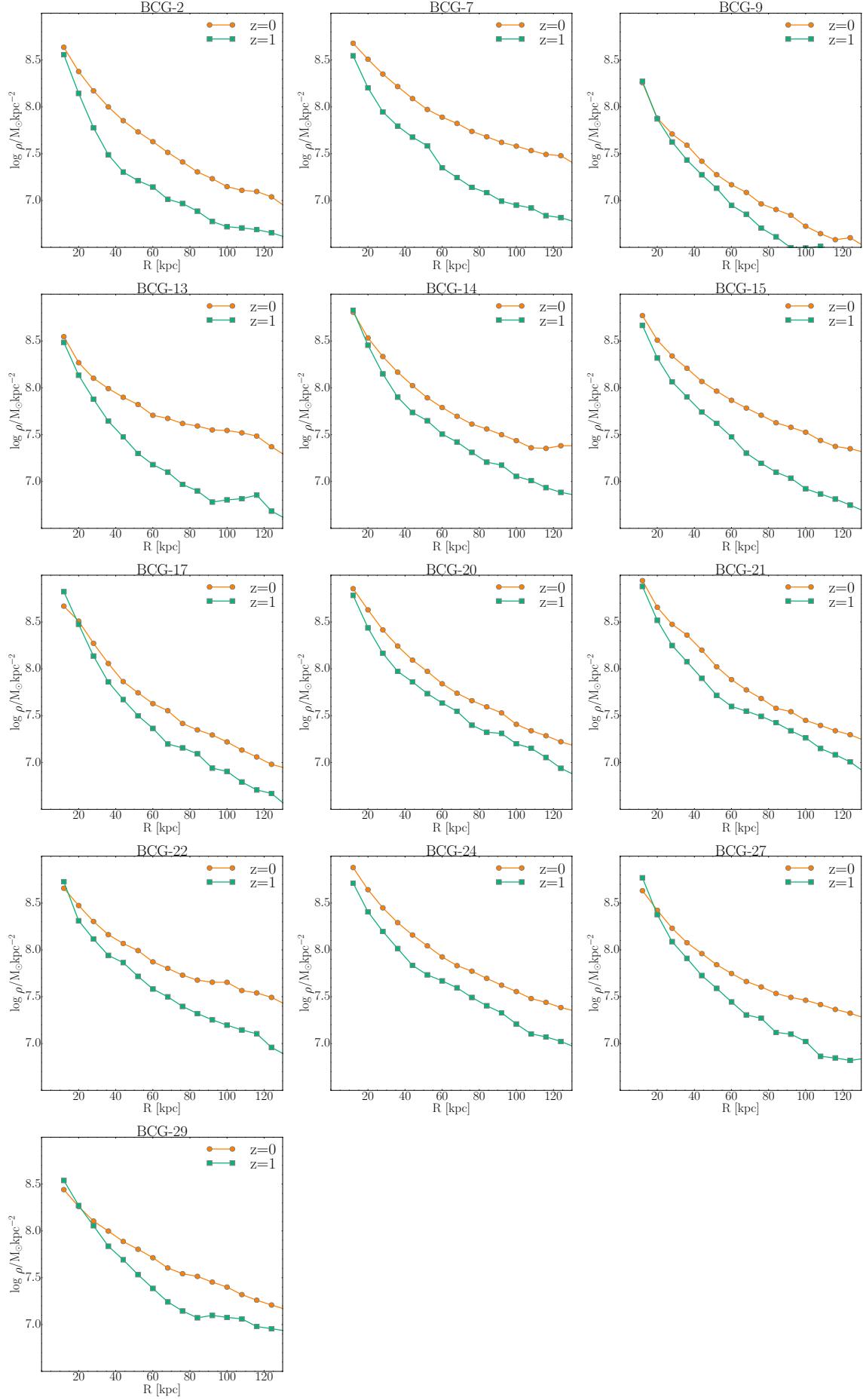


FIGURA 4.23: Evolución del perfil de densidad de las BCGs cuyo progenitor a $z = 1$ es la galaxia principal del cúmulo principal. Celeste: perfil de densidad del progenitor a $z = 1$. Anarajado: perfil de densidad de la BCG a $z = 0$

(*BCG-13* y *BCG-27*), mientras que en otros podría dominar la acreción de materia por interacciones con satélites, como (*BCG-7* y *BCG-15*). Sin embargo, al estudiar los perfiles de densidad superficial de masa, el comportamiento evolutivo sí parece estar establecido, puesto que en todos los casos se presenta agregación de materia en las afueras de las galaxias ya que la densidad superficial aumenta en aquellas zonas, mientras que la densidad de la región central la tiende a mantenerse inalterada en ese intervalo de *redshifts*. Comportamiento compatible con el crecimiento *inside-out*.

Cómo meto acá la ICL

4.8. Edades y Metalicidades

En la sección anterior vimos cómo han evolucionado los perfiles de las *BCGs*, tanto en brillo como en densidad superficial, desde $z = 1$. Si bien el comportamiento no es nítido cuando se analizan los primeros, los segundos dejan una clara evidencia que las *BCGs* han ido acretando y ensamblando masa en las partes más externas de las mismas. Ello, unido al factor de crecimiento de la masa estelar que se obtiene en el intervalo de *redshifts* en cuestión (ver sección 4.6), refuerza la hipótesis de crecimiento a partir de fusiones. Ahora bien, como ya hemos mencionado, existen varios tipos de fusiones, y cada una de ellas afecta de distinta manera a las poblaciones estelares de las galaxias que se fusionan. Dado que la mayoría de los modelos predicen que las fusiones sucedieron en tiempos recientes, el contenido de gas de las galaxias acretadas debería ser bajo, por lo tanto, las fusiones tendrían que ser poco disipativas. No obstante, los efectos de éstas sobre las poblaciones estelares serán muy distintos si las galaxias que se fusionan son de masa comparable (fusiones mayores - $\geq 1 : 3$ -) o no (fusiones menores - $\leq 1 : 4$ -). Las primeras tenderán a modificar las órbitas de las estrellas y por lo tanto, éstas se mezclarán, diluyendo cualquier gradiente de edad y metalicidad que pueda haber existido en la galaxia hasta ese entonces. Por el contrario, las fusiones menores, van agregando estrellas jóvenes y por ende más pobres en metales, en las afueras de las galaxias, incentivando la producción de gradientes negativos de edad y metalicidad. Un escenario evolutivo que provee un punto de partida para analizar los pequeños gradientes que se ven en las *BCGs* ([Loubser & Sánchez-Blázquez \(2012\)](#), [Oliva-Altamirano et al. \(2015\)](#)) se basa un *starburst* a $z \gtrsim 3$, a partir del cual se formaría un gradiente inicial motivado por el potencial gravitacional. Luego, el gradiente se podría haber aplanado por eventos de fusiones violentas, es decir, fusiones mayores o reforzado por fusiones menores. En la figura 4.24 se muestran los comportamientos (líneas continuas) de las edades (izquierda) y metalicidades (derecha) estelares desde $z = 3$ hasta el presente. Las regiones sombreadas representan 1σ en el caso de las edades y 0.5σ para las metalicidades, esta última así escogida puesto que al ser tan grande, dificulta visualizar las tendencias en el gráfico. Ambos paneles resultan del *stacking* para cada *redshift* de todas las *BCGs* cuyos progenitores a $z = 3$ son las *BCGs* del halo principal. Dicho procedimiento se llevó a cabo mediante la normalización de las distancias galactocéntricas en función de $R_{\mu_{24}}$. Los puntos en verde son datos de [Oliva-Altamirano et al. \(2015\)](#) en $z \sim 0$, adaptados a la metalicidad solar utilizada en el presente trabajo. En primer lugar puede verse que a $z = 0$ los resultados obtenidos son comparables con los observacionales, puesto que los datos de [Oliva-Altamirano et al. \(2015\)](#) se hallan dentro de los 3σ de los resultados obtenidos, tanto en edad, como en metalicidad. También puede verse en ambos comportamientos un aplandamiento del gradiente a medida que transcurre el tiempo. Si bien en lo que respecta a las edades para cada *redshift*, la amplitud que existe en cada región es moderada, en lo que respecta a las metalicidades no se puede decir lo mismo, se

tiene una gran variedad de metalicidades a lo largo de toda la *BCG*. La tendencia general está dada por edades y metalicidades más grandes en el centro. Si bien el aplanamiento se intensifica hacia *redshifts* más bajos, el más notable se dá entre $z = 1$ y $z = 0$, por cual, por lo cual, se puede decir que en tal intervalo podría haber ocurrido alguna fusión mayor que destruya el gradiente que se tenía hasta ese entonces. Algunos estudios, basados en galaxias compañeras de las *BCGs*, concluyen que la masa estelar de las *BCGs* crece en un factor ~ 1.8 por fusiones mayores para $0.8 \leq z \leq 1.5$ (Burke et al. (2013)) y principalmente por fusiones menores, en un factor ~ 1.1 para $z \leq 0.3$ (Edwards & Patton (2012)). Por lo tanto, si bien las fusiones mayores son poco probables a bajos *redshifts*, todavía son posibles (Jimmy et al. (2013)).

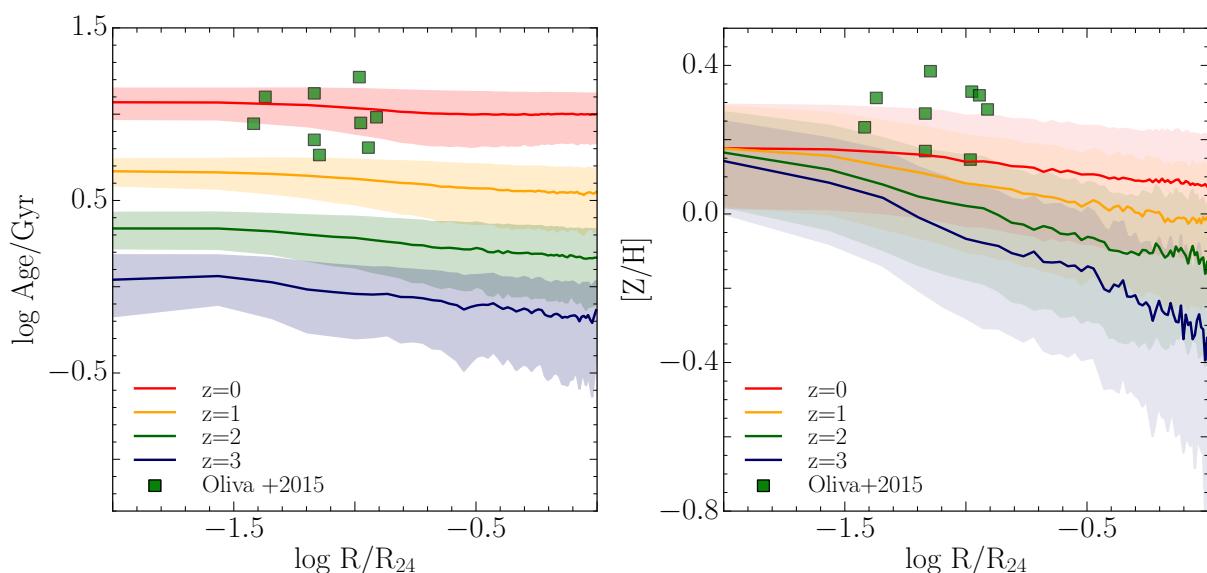


FIGURA 4.24: Perfiles de edad (izquierda) y de metalicidad³ (derecha) de las partículas estelares. Ambos paneles representan al apilado compuesto por las 10 *BCGs* cuyos progenitores a $z = 1$, $z = 2$ y $z = 3$ son la *BCG* del cúmulo principal. La normalización implementada ha sido sobre las distancias galactocéntricas de cada *BCG* por su correspondiente $R_{\mu_{24}}$. Los colores rojo, amarillo, verde y azul, caracterizan al perfil a $z = 0$, $z = 1$, $z = 2$ y $z = 3$ respectivamente. En cuadrados verdes se muestran los resultados obtenidos por Oliva+2015, para la edad y la metalicidad, esta última, adaptada a la Z_{\odot} del presente trabajo. Las zonas sombreadas representan $\pm 1\sigma$ en las edades y $\pm 0.5\sigma$ en las metalicidades.

En la 4.25 se muestran las distribuciones de los gradientes de edad (izquierda) y metalicidad (derecha) de todas las *BCGs* $z = 0$. Una primera observación es que ambas distribuciones cubren rangos pequeños respecto a los obtenidos observacionalmente por Loubser & Sánchez-Blázquez (2012), quienes obtienen rangos que abarcan valores desde -0.6 a 0.8 para los gradientes en edad y desde -0.8 a 0.8 para los de metalicidad, dando así *BCGs* con gradientes positivos, lo cual no se evidencia en nuestros resultados. Los valores medios obtenidos en este trabajo son -0.04 para las edades y -0.07 para las metalicidades, si bien éstos se alejan respecto a los valores 0.069 y -0.285 de Loubser & Sánchez-Blázquez (2012), respectivamente, nuestros resultados se encuentran dentro de los más frecuentes de dichos autores. Por otro lado, Edwards et al. (2016) estudian edades y metalicidades de las *BCGs* de tres cúmulos locales, esto lo llevan a cabo caracterizando cuatro regiones para cada *BCG*,

³ $Z_{\odot} = 0.134$ (Asplund+2009)

estas son: *core*, *center*, *outer* e *icl*, de este modo, encuentran metalicidades centrales de $\sim 0.021, 0.022, 0.025$, mientras que en las afueras las metalicidades caen a $\sim 0.017, 0.018, 0.020$ y sus valores para la *icl* son $\sim 0.013, 0.013, 0.016$. Esto nos permite concluir que los resultados obtenidos están dentro de los resultados observacionales.

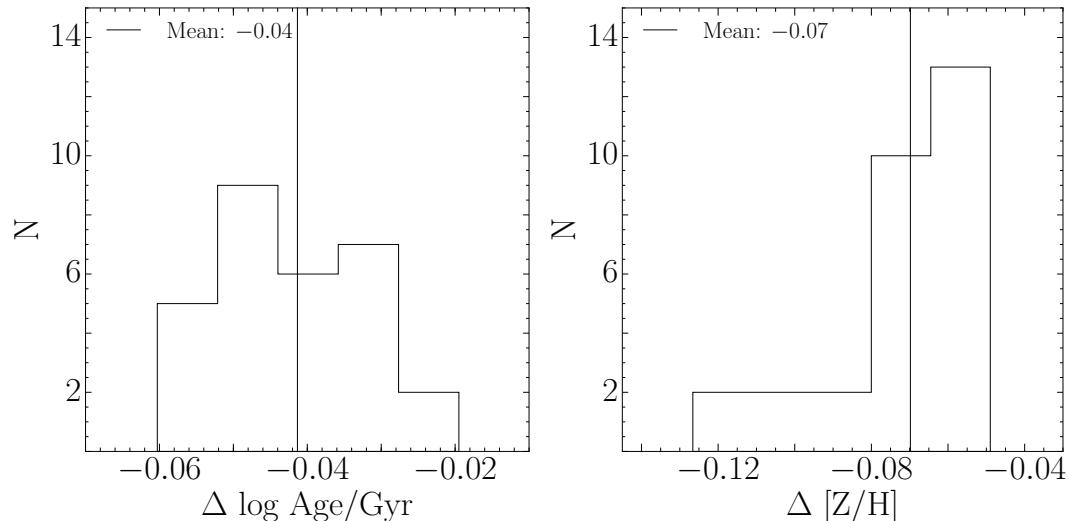


FIGURA 4.25: Distribuciones de los gradientes de edad (izquierda) y metalicidad (derecha) a $z = 0$ de todas las *BCGs*. Las líneas verticales representan al valor medio de la distribución.

4.9. influencia del polvo. solo a z=3 para algun dusty case

La presencia de polvo altera las luminosidades de las galaxias observadas en UV y en el óptico, dado que el mismo absorbe la luz emitida por las estrellas y núcleos activos, particularmente las longitudes de onda corta, se calienta y luego la re-emite en longitudes de onda más largas, típicamente en el infrarrojo y submilimétrico ($0.8 - 1 \times 10^3 \mu\text{m}$). Dado entonces su protagonismo, es necesario analizar cuáles son sus efectos a la hora de calcular las masas, puesto que, si los métodos observacionales derivan las mismas a partir de su luminosidad, las masas podrían estar subestimadas al utilizar filtros en el óptico o sobreestimadas si los filtros utilizados abarcan bandas que contemplan la emisión del polvo, como es el caso de la banda K. En esta sección se estudian entonces los efectos del polvo, sólo en la banda V, a $z = 3$ (dado que a *redshifts* más altos la presencia de polvo es mayor), sobre la radiación emitida por nuestras galaxias y su impacto sobre la determinación de las masas. A modo de visualizar los efectos del polvo, se muestran a continuación los mapas de brillo superficial de dos *BCGs* a $z = 3$ con distribuciones de polvo muy diferentes entre sí. Una de ellas con una alta concentración central (ver figura 4.26) y la otra con una distribución más bien marginal (ver figura 4.27). En cada una de las figuras se expone el mapa de brillo superficial de la galaxia sin polvo (izquierda) y con polvo (derecha). Para el caso de la *BCG* con una gran concentración central, los efectos del polvo son rápidamente observables, puesto que la gran emisión central en color azul y crema, se ve fuertemente aplacada por la presencia del mismo, siendo inexistente en su contracara con polvo. Además puede verse cómo se estropea la morfología de la región central, de la cual se deduce que la distribución del polvo no es para nada isótropa allí.

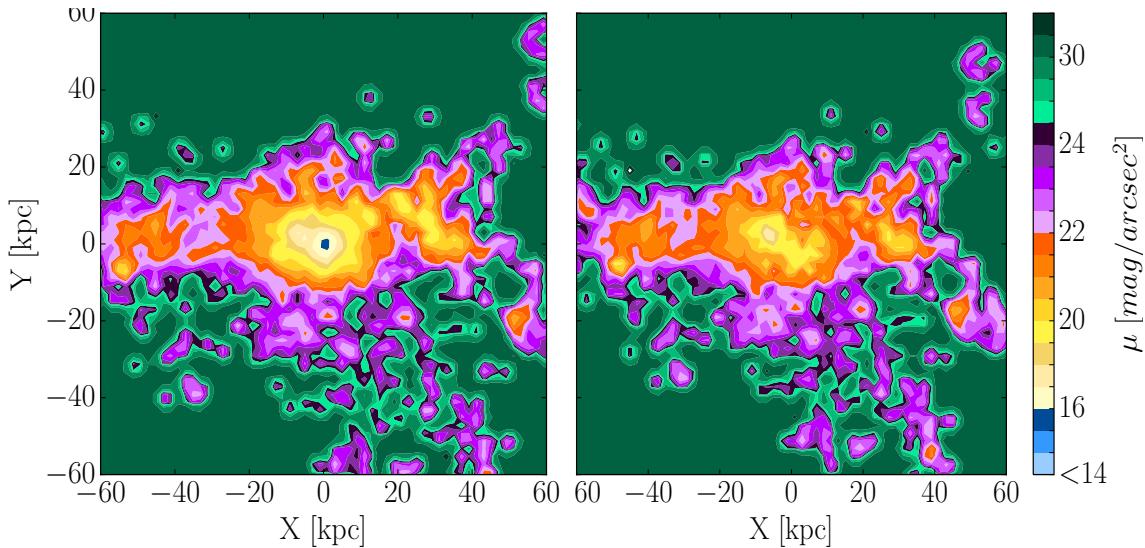


FIGURA 4.26: Mapas de brillo superficial con (derecha) y sin (izquierda) polvo a $z = 3$, correspondientes a la *BCG-1*, de gran concentración central de polvo.

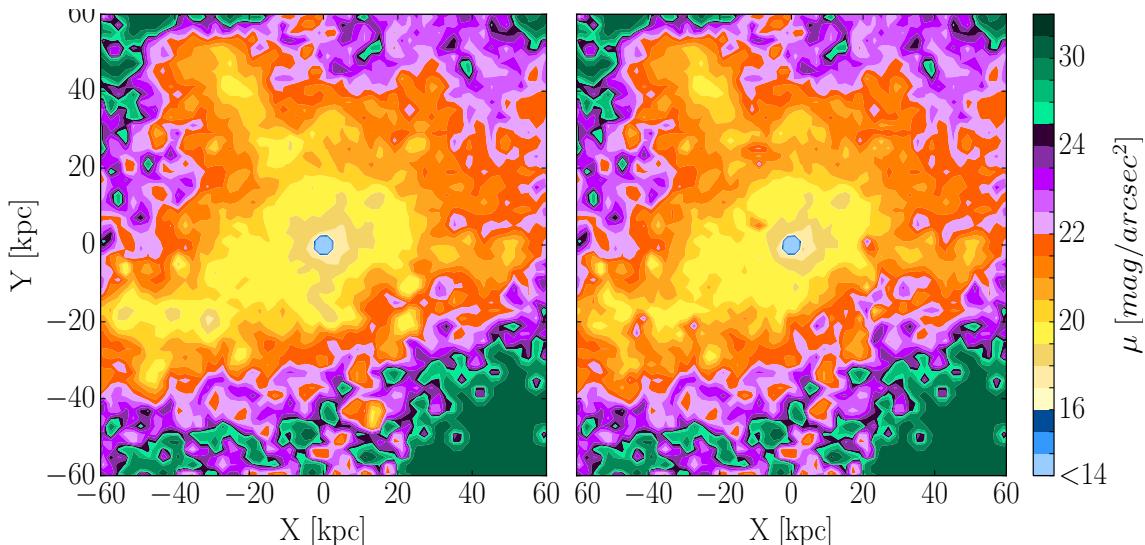


FIGURA 4.27: Mapas de brillo superficial con (derecha) y sin (izquierda) polvo a $z = 3$, correspondientes a la *BCG-22*, cuyo polvo se distribuye marginalmente.

Para la *BCG* que contiene una distribución marginal, la máxima emisión no se ve afectada, pero es notable cómo el efecto del polvo atenúa algunas regiones cuyas emisiones están caracterizadas por brillos superficiales entre $18\text{--}21\text{ mags/arcseg}^2$. No obstante, el radio que caracteriza al límite en brillo superficial utilizado por este trabajo, parece no estar alterado en ambos casos, por ende, se espera que los efectos del polvo no se vean aquí. Esto no implica que los observacionales no lo sufren. La diferencia radical está en el procedimiento, en este trabajo se suman las masas de las partículas estelares que se hallan dentro del círculo dado por el límite isofotal, si el radio en que se halla el mismo se mantiene inalterado, no podremos inferir diferencias ya que no se analizan los efectos radiativos en su interior. Por el contrario, como ya se ha mencionado, los métodos observacionales deducen sus masas a partir de la relación M/L , dado que dicha relación se calcula a partir de métodos que involucran luz, ya sea mediante índices de color o modelando fotometrías o distribuciones de

energías, la absorción UV/óptico y el consecuente sesgo hacia emisiones características del polvo, darán masas incorrectas si la cantidad de polvo es apreciable. Este efecto, aunque no lo estudiamos, se puede ver en la distribución de energía espectral de la *BCG-1*, mostrada en figura 4.28. En la misma se pueden ver las regiones del espectro electromagnético, UV, óptico, infrarrojo (IR) y submilimétrico(Submm), en lila, espectro visual, rojo y marrón claros respectivamente y en línea discontinua y continua, las distribuciones de energía con y sin polvo. Allí se aprecia cómo la emisión UV/óptico es fuertemente absorbida y cómo aumenta la emisión IR/Submm.

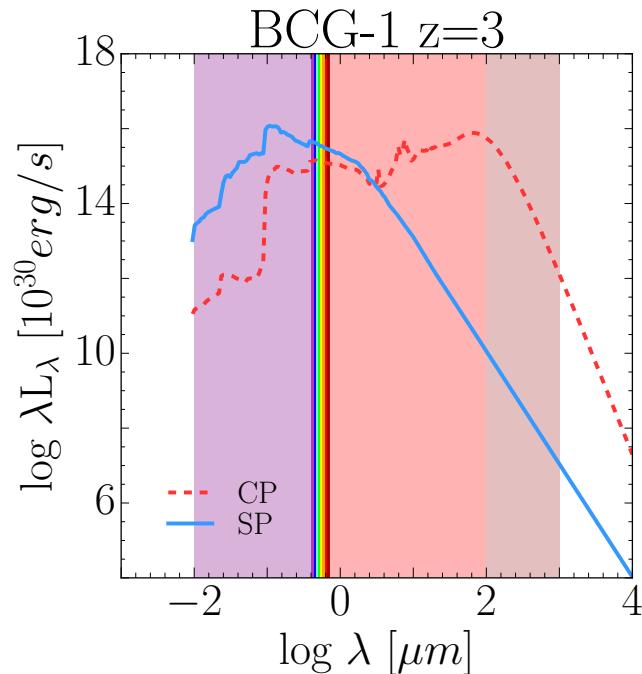


FIGURA 4.28: Distribución espectral de energía con (CP, línea discontinua roja) y sin (SP, línea continua celeste) polvo a $z = 3$, para la *BCG-1*

Con el fin de apreciar con mayor claridad los efectos del polvo sobre las *BCGs* en estudio, en la figura 4.29 se exhiben los perfiles de luz con polvo (CP, línea discontinua roja) y sin polvo (SP, línea continua celeste). En dicha figura se pueden visualizar las diferencias en las que el polvo se distribuye entre ambas galaxias. Por un lado, en la *BCG-1* vemos su elevada concentración central a partir de la gran caída de brillo en dicha resgión, mientras que en la *BCG-22*, el polvo de distribuye en toda la galaxias puesto que el perfil de brillo es levemente atenuado en toda su dimensión. Ahora bien, lo que aquí nos interesa ver es qué sucede en el límite isofotal. Lo que se observa, es que en ambas *BCGs* el $R_{\mu_{24}}$ no se ve afectado por el polvo, puesto que la diferencia entre los valores del mismo obtenidos con y sin polvo, son despreciables.

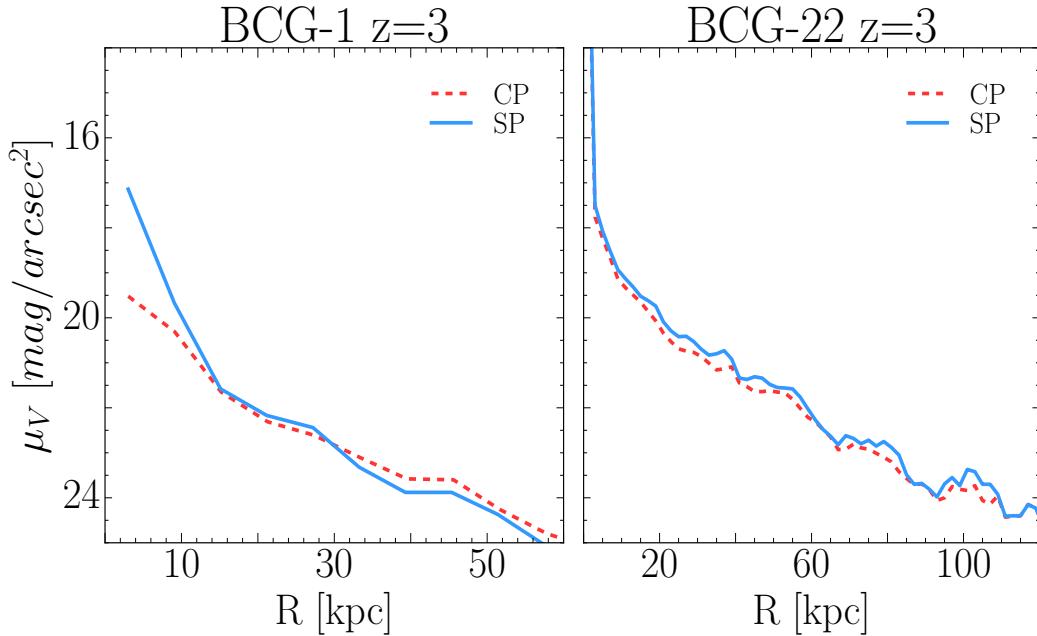


FIGURA 4.29: Perfiles de brillo con (CP, línea discontinua roja) y sin (SP, línea continua celeste) polvo, para la *BCG* con mucha concentración central de polvo (izquierda, *BCG-1*) y otra, con una distribución marginal de polvo (derecha, *BCG-22*), a $z = 3$.

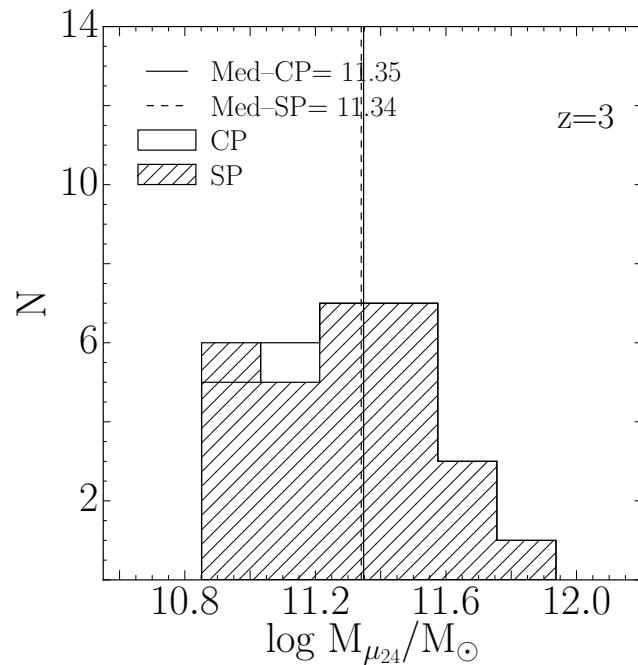


FIGURA 4.30: Distribuciones de masas $M_{\mu_{24}}$, de las *BCGs* de la muestra principal a $z = 3$, calculadas con (CP, histograma con rayas diagonales) y sin polvo (Sp, histograma vacío) y sus correspondientes mediandas.

4.10. Estabilidad a Resoluciones más Altas

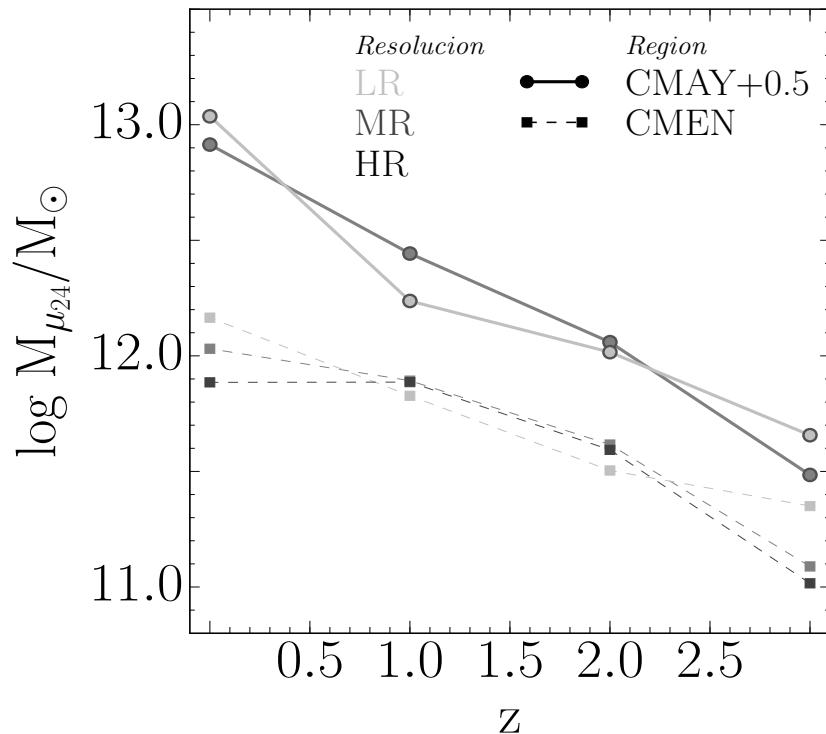


FIGURA 4.31: Evolución de la masa $M_{\mu_{24}}$ desde $z = 3$ a $z = 0$, para una BCG de la muestra **CMEN** (BCG -2, línea discontinua), en baja (**LR**, gris claro), media (**MR**, gris intermedio) y alta (**HR**, gris oscuro) resolución y para otra BCG de la muestra **CMAY** (BCG -1, línea continua), en **LR** y **MR**, con sus valores aumentados en 0.5 para mejor visualización

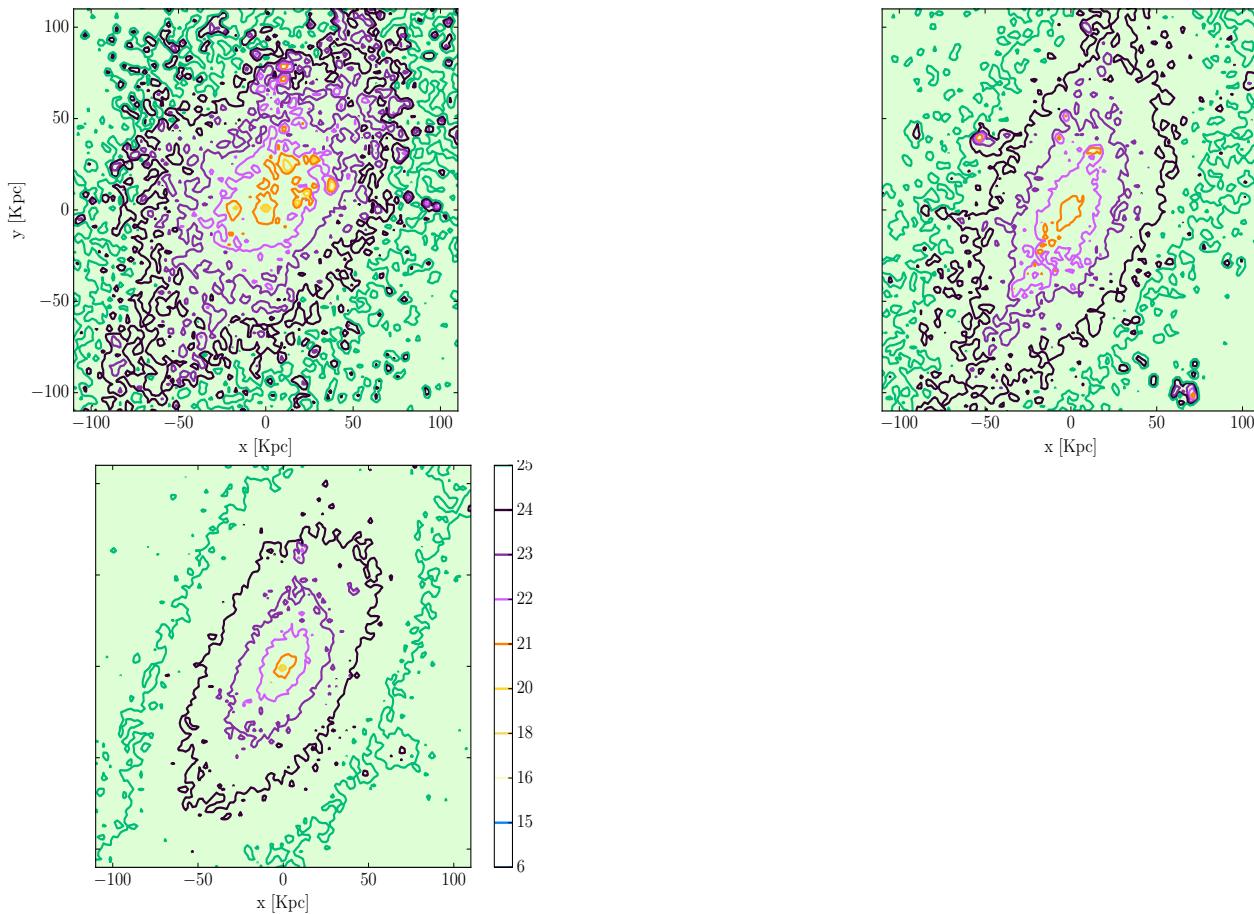


FIGURA 4.32: Mapas de contornos de brillo superficial de la **BCG-2**, perteneciente a la muestra **CMEN**, para distintas resoluciones **LR**(izquierda), **MR**(centro), **HR**(derecha). La barra vertical de colores indica los brillos superficiales las isofotas. La secuencia de colores: amarillo, anaranjado, lila claro, violeta y púrpura, corresponden a $\mu_V = 20, 21, 22, 23$ y $24 \text{ mags}/\text{arcseg}^2$, respectivamente

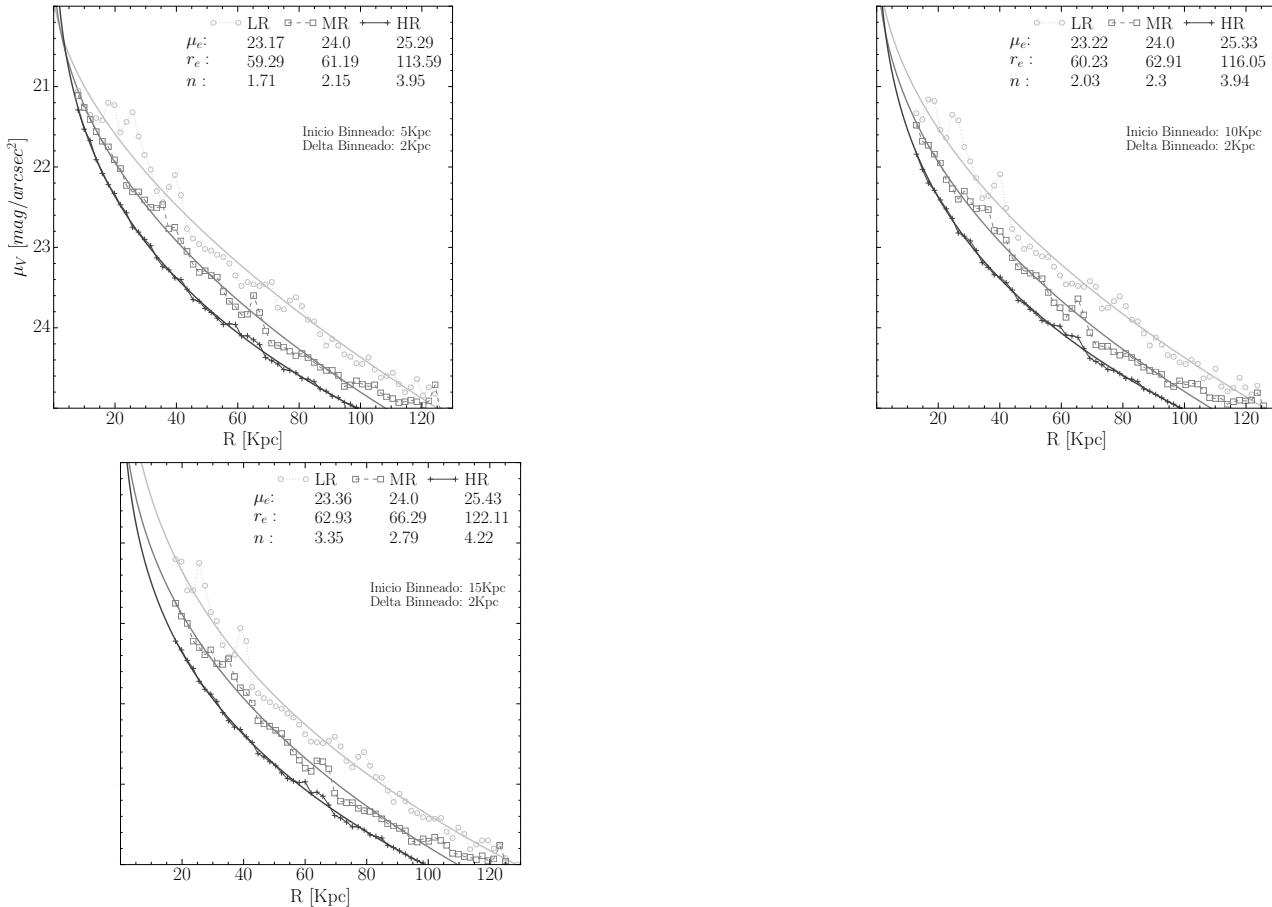


FIGURA 4.33: Perfiles de luz para la **BCG-2** en **LR** (redondeles), **MR** (cuadrados) y **HR** (cruces). Cada línea continua es el resultado del ajuste de un modelo de Sérsic sobre el perfil de luz, a **LR** (gris claro), **MR** (gris intermedio) y **HR** (gris oscuro). En las legendas se muestran los valores de los parámetros obtenidos de cada ajuste, estos son: brillo superficial específico (μ_e), radio efectivo (r_e) e índice de Sérsic (n). Los paneles de izquierda a derecha mantienen el ancho del bineado en 2kpc pero modifican el valor inicial del ajuste, comenzando en 5, 10 a 15kpc hasta $1.5R_{\mu_{24}}$.

4.11. relaciones de escala

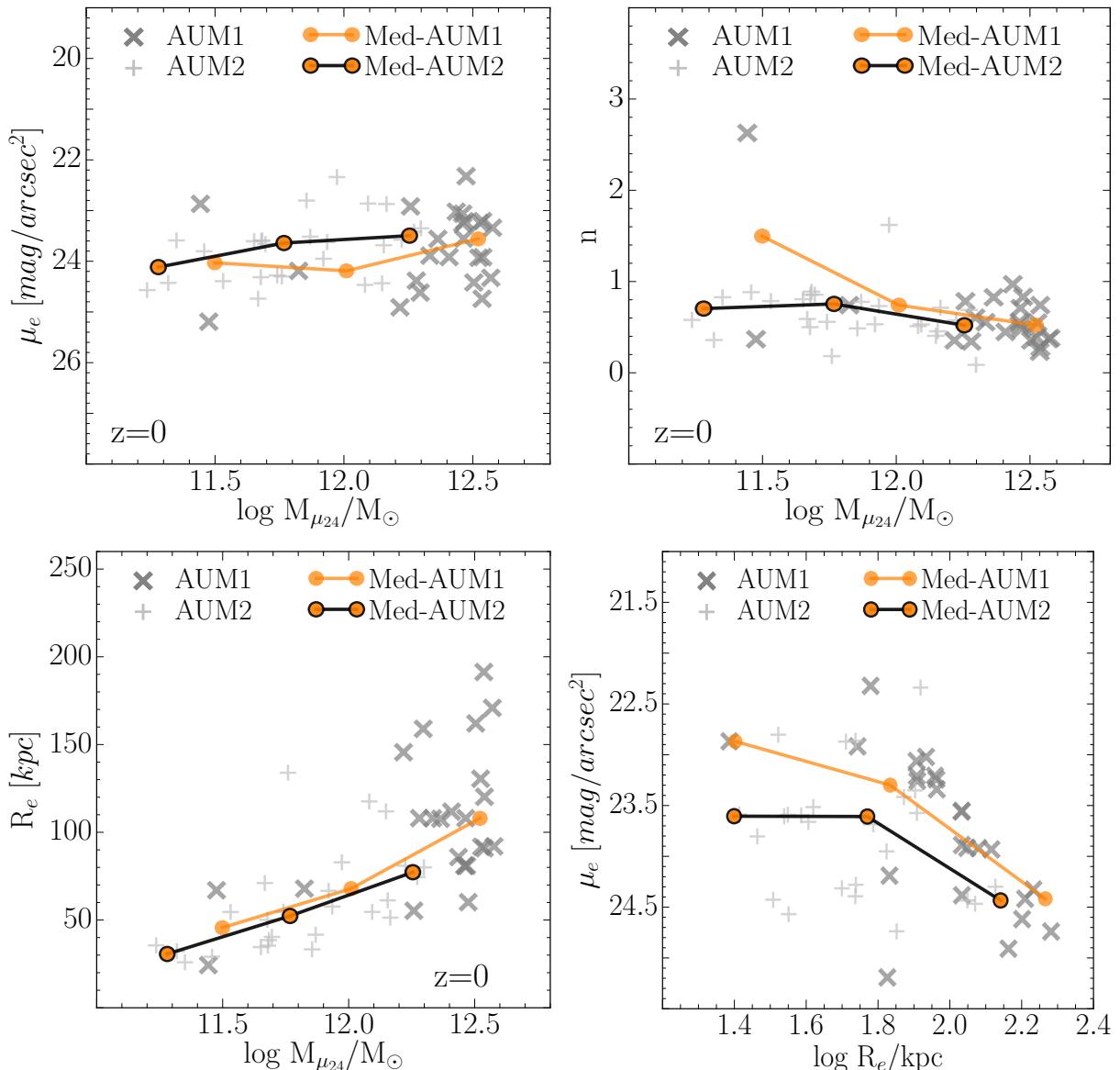


FIGURA 4.34: Parámetros de escala en función de la masa $M_{\mu_{24}}$ (arriba—derecha, arriba—izquierda y abajo—izquierda). Relación de Kormendy (abajo—derecha). En todos los paneles se distinguen las *BCGs* de la muestra **AUM** mayores (**AUM1**, equis) que el valor de la mediana de dicha muestra ($5.8910^{14} M_\odot$) y menores que la misma (**AUM2**, cruces). Los puntos unidos por líneas, representan el comportamiento de las medianas de las *BCGs* en bins sobre la cantidad indicada en las abcisas, para la submuestra **AUM1** (sin contornos), y para la submuestra **AUM2** (con contornos).

Capítulo 5

Conclusiones

Apéndice A

Frequently Asked Questions

A.1. How do I change the colors of links?

The color of links can be changed to your liking using:

```
\hypersetup{urlcolor=red}, or  
\hypersetup{citecolor=green}, or  
\hypersetup{allcolor=blue}.
```

If you want to completely hide the links, you can use:

```
\hypersetup{allcolors=.}, or even better:  
\hypersetup{hidelinks}.
```

If you want to have obvious links in the PDF but not the printed text, use:

```
\hypersetup{colorlinks=false}.
```


Bibliografía

- Ascaso, B., Aguerri, J. A. L., Varela, J., et al. 2011, ApJ, 726, 69
- Aragon-Salamanca, A., Baugh, C. M., & Kauffmann, G. 1998, MNRAS, 297, 427
- Bahé, Y. M., Barnes, D. J., Dalla Vecchia, C., et al. 2017, MNRAS, 470, 4186
- Bai, L., Yee, H. K. C., Yan, R., et al. 2014, ApJ, 789, 134
- Bellstedt, S., Lidman, C., Muzzin, A., et al. 2016, MNRAS, 460, 2862
- Benson, A. J., Bower, R. G., Frenk, C. S., et al. 2003, ApJ, 599, 38
- Bower, R. G., Benson, A. J., Malbon, R., et al. 2006, MNRAS, 370, 645
- Brough, S., Couch, W. J., Collins, C. A., et al. 2008, MNRAS, 385, L103
- Burke, D. J., Collins, C. A., & Mann, R. G. 2000, ApJL, 532, L105
- Burke, K. M., Buzzatti, A., Chang, N., et al. 2013, arXiv:1312.5003
- Collins, C. A., Stott, J. P., Hilton, M., et al. 2009, Nature, 458, 603
- Cowie, L. L., & Binney, J. 1977, ApJ, 215, 723
- Croton, D. J., Springel, V., White, S. D. M., et al. 2006, MNRAS, 365, 11
- De Lucia, G., & Blaizot, J. 2007, MNRAS, 375, 2
- Dubois, Y., Gavazzi, R., Peirani, S., & Silk, J. 2013, MNRAS, 433, 3297
- Edwards, L. O. V., & Patton, D. R. 2012, MNRAS, 425, 287
- Edwards, L. O. V., Alpert, H. S., Trierweiler, I. L., Abraham, T., & Beizer, V. G. 2016, MNRAS, 461, 230
- Fabian, A. C., & Nulsen, P. E. J. 1977, MNRAS, 180, 479
- Fabjan, D., Borgani, S., Tornatore, L., et al. 2010, MNRAS, 401, 1670
- Gonzalez, A. H., Sivanandam, S., Zabludoff, A. I., & Zaritsky, D. 2013, ApJ, 778, 14
- Granato, G. L., De Zotti, G., Silva, L., Bressan, A., & Danese, L. 2004, ApJ, 600, 580
- Groenewald, D. N., Skelton, R. E., Gilbank, D. G., & Loubser, S. I. 2017, MNRAS, 467, 4101
- Haarsma, D. B., Leisman, L., Donahue, M., et al. 2010, ApJ, 713, 1037

- Jimenez, R., Bernardi, M., Haiman, Z., Panter, B., & Heavens, A. F. 2007, *ApJ*, 669, 947
- Jimmy, Tran, K.-V., Brough, S., et al. 2013, *ApJ*, 778, 171
- Kravtsov, A., Vikhlinin, A., & Meshcheryakov, A. 2014, arXiv:1401.7329
- Laporte, C. F. P., White, S. D. M., Naab, T., & Gao, L. 2013, *MNRAS*, 435, 901
- Lidman, C., Suherli, J., Muzzin, A., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 550
- Lin, Y.-T., & Mohr, J. J. 2004, *ApJ*, 617, 879
- Lin, Y.-T., Ostriker, J. P., & Miller, C. J. 2010, *ApJ*, 715, 1486
- Loubser, S. I., & Sánchez-Blázquez, P. 2012, *MNRAS*, 425, 841
- Martizzi, D., Teyssier, R., Moore, B., & Wentz, T. 2012, *MNRAS*, 422, 3081
- McCarthy, I. G., Schaye, J., Ponman, T. J., et al. 2010, *MNRAS*, 406, 822
- Mittal, R., Hudson, D. S., Reiprich, T. H., & Clarke, T. 2009, *A&A*, 501, 835
- Monaco, P., Fontanot, F., & Taffoni, G. 2007, *MNRAS*, 375, 1189
- Naab, T., Johansson, P. H., & Ostriker, J. P. 2009, *ApJL*, 699, L178
- Oliva-Altamirano, P., Brough, S., Jimmy, T., Kim-Vy, et al. 2015, *MNRAS*, 449, 3347
- Oser, L., Ostriker, J. P., Naab, T., Johansson, P. H., & Burkert, A. 2010, *ApJ*, 725, 2312
- Ostriker, J. P., & Hausman, M. A. 1977, *ApJL*, 217, L125
- Pillepich, A., Nelson, D., Hernquist, L., et al. 2017, arXiv:1707.03406
- Popesso, P., Biviano, A., Böhringer, H., & Romaniello, M. 2007, *A&A*, 464, 451
- Ragone-Figueroa, C., Granato, G. L., Murante, G., Borgani, S., & Cui, W. 2013, *MNRAS*, 436, 1750
- Sijacki, D., Springel, V., Di Matteo, T., & Hernquist, L. 2007, *MNRAS*, 380, 877
- Somerville, R. S., Hopkins, P. F., Cox, T. J., Robertson, B. E., & Hernquist, L. 2008, *MNRAS*, 391, 481
- Springel, V., Di Matteo, T., & Hernquist, L. 2005, *ApJL*, 620, L79
- Stott, J. P., Collins, C. A., Sahlén, M., et al. 2010, *ApJ*, 718, 23
- Stott, J. P., Hickox, R. C., Edge, A. C., et al. 2012, *MNRAS*, 422, 2213
- Thomas, D., Maraston, C., Bender, R., & Mendes de Oliveira, C. 2005, *ApJ*, 621, 673
- Tremaine, S. D., & Richstone, D. O. 1977, *ApJ*, 212, 311
- Webb, T. M. A., Muzzin, A., Noble, A., et al. 2015, *ApJ*, 814, 96

- Whiley, I. M., Aragón-Salamanca, A., De Lucia, G., et al. 2008, MNRAS, 387, 1253
- White, S. D. M. 1976, MNRAS, 174, 19
- Zhang, Y., Miller, C., McKay, T., et al. 2016, ApJ, 816, 98