



DEPARTAMENTO DE FÍSICA TEÓRICA Y DEL COSMOS
UNIVERSIDAD DE GRANADA

Influencia del entorno en la formación estelar de galaxias en una muestra de cúmulos cercanos

Memoria que presenta
D. Jonathan David Hernández Fernández
para optar al grado de
Doctor en Ciencias Físicas

INSTITUTO DE ASTROFÍSICA DE ANDALUCÍA
CONSEJO SUPERIOR DE INVESTIGACIONES CIENTÍFICAS

DIRECTORES:
Jorge Iglesias Páramo
José Manuel Vílchez Medina



18 de febrero de 2011

Editor: Editorial de la Universidad de Granada
Autor: Jonathan David Hernández Fernández
D.L.: GR 2420-2011
ISBN: 978-84-694-2909-9

DIRECTORES

Fdo.: Jorge Iglesias Páramo

Fdo.: José Manuel Vílchez Medina

Índice general

1. Introducción.	9
1.1. Procesos de interacción de las galaxias con su entorno.	10
1.2. Propiedades y evolución de galaxias en cúmulos.	13
1.2.1. Relación Morfología-Densidad y su evolución.	13
1.2.2. Relación Formación Estelar-Densidad y su evolución.	16
1.3. Evolución de la densidad de formación estelar del Universo.	18
1.4. Evolución espectral de galaxias en cúmulos. Efecto Butcher-Oemler.	18
1.5. La emisión ultravioleta y la formación estelar en galaxias.	23
1.6. Galaxias enanas vs. Galaxias gigantes. Propiedades y evolución.	25
1.7. La diversidad de los cúmulos.	26
1.7.1. Relación y tendencias de las propiedades de los cúmulos.	26
1.7.2. Propiedades de galaxias vs. propiedades de cúmulos	26
1.7.3. Métodos de selección de muestras de cúmulos.	27
1.8. Tratamiento multibanda espectral de las galaxias.	28
2. La muestra de cúmulos de galaxias.	31
2.1. Definición y construcción.	31
2.2. Descripción de los cúmulos de la muestra.	40
3. Catálogo fotométrico de la muestra de galaxias.	57
3.1. Flujos prodedentes del SDSS.	58
3.1.1. Flujos en banda ancha.	58
3.1.2. Flujos de líneas de emisión.	59
3.2. Contrapartidas de GALEX.	60
3.3. Contrapartidas de 2MASS.	60
3.4. Contrapartidas de IRAS.	61
3.5. Compatibilidad de la fotometría entre los diferentes mapeados.	61
4. Cálculo de las propiedades de las galaxias.	63
4.1. El código GRASIL.	63
4.1.1. Código de evolución química.	63
4.1.2. Síntesis de poblaciones estelares.	64
4.1.3. Tratamiento del polvo interestelar.	64
4.2. Familia de espectros simulados de galaxias.	65
4.2.1. Subfamilia de galaxias con FEr.	66

4.2.2.	Subfamilia de galaxias pasivas.	68
4.2.3.	Galaxias simuladas vs. Galaxias reales. Ajuste de espectros.	71
4.2.4.	Cálculo bayesiano de las propiedades de las galaxias. Segregación entre galaxias con FEr y galaxias pasivas	75
4.3.	Relación entre propiedades astrofísicas obtenidas con GRASIL.	76
4.3.1.	SFR obtenido del UV vs. SFR de GRASIL.	77
4.3.2.	SFR obtenido de H α vs. SFR de GRASIL.	79
4.3.3.	Relación Masa Estelar-Luminosidad.	80
5.	Análisis previos.	83
5.1.	Segregación entre galaxias activas y galaxias normales.	83
5.2.	Compleitud en la banda-r' de la muestra de galaxias.	87
6.	Distribución de propiedades de las galaxias.	89
6.1.	Funciones de Masa Estelar.	89
6.1.1.	Función de Masa Estelar de galaxias en cúmulos de baja masa vs. cúmulos másivos.	98
6.1.2.	Función de Masa Estelar de galaxias con FEr y de galaxias pasivas.	103
6.2.	Funciones de Luminosidad sintética en UV.	109
7.	Formación estelar en los distintos ambientes.	117
7.1.	Formación estelar en los distintos ambientes del cúmulo.	117
7.1.1.	Distribución del NUV-r en los distintos ambientes del cúmulo . . .	117
7.1.2.	SSFR de las galaxias con FEr en los distintos ambientes del cúmulo.	134
7.2.	Actividad de formación estelar en los distintos cúmulos.	140
8.	Conclusiones y trabajo futuro	145
A.	SSFR vs. M_* para una muestra seleccionada en r'	149

Resumen inicial

La Tesis plantea un estudio de la influencia del ambiente en las propiedades de las galaxias relacionadas con la formación estelar para una muestra de cúmulos del Universo Local mediante una estrategia multibanda espectral. Para ello se ha construido una muestra de cúmulos en el Universo Local lo suficientemente cercana como para muestrear el rango de luminosidades hasta el umbral separa las galaxias gigantes de las galaxias enanas $M_r \sim -18$. Además, los cúmulos deben estar observados por varios mapeados del cielo en banda espectrales que van desde el ultravioleta de vacío ($\lambda \lesssim 3200 \text{ \AA}$) hasta el infrarrojo lejano ($\lambda \sim 100 \mu\text{m}$). También hemos exigido para la construcción de la muestra que los cúmulos estén mapeados en su extensión angular hasta distancias desde el centro del cúmulo de varias veces el tamaño de la región virial.

Para la población de galaxias de esta muestra de cúmulos hemos compilado flujos en banda ancha de los siguientes mapeados; GALEX ultravioleta de vacío, SDSS rango óptico, 2MASS infrarrojo cercano e IRAS infrarrojo lejano, con el fin de construir un espectro de banda ancha de cada una de las galaxias de la muestra de cúmulos. Para la obtención de las propiedades astrofísicas de la muestra de galaxias en cúmulos hemos utilizado un código de reproducción de espectros de galaxias normales, el código GRASIL. Este código además de la síntesis de las poblaciones estelares y la evolución de síntesis química de la galaxia, incluye un tratamiento cuidadoso de la radiación absorbida y reemitida por el polvo interestelar. La obtención de las propiedades se realizó mediante un promedio de las propiedades una familia de galaxias/espectros simulados generados con GRASIL pesado con la bondad del ajuste del conjunto esta familia al espectro de banda ancha de cada galaxia.

Con las propiedades obtenidas hemos estudiado diferentes facetas de la influencia del ambiente en las galaxias en cúmulos en diversos contextos:

- Funciones de Luminosidad ultravioleta y de Masa Estelar de la población de galaxias en la región virial, segregadas por la masa del cúmulo (cúmulos masivos vs. cúmulos de baja masa) o por el tipo de galaxia (galaxias pasivas vs. galaxias con FEr) y su comparación con el campo.
- Estudio de la variación de las distribuciones de color (NUV-r) de las galaxias en las diferentes regiones dinámico-espaciales (región virial, región de caída y campo).
- Estudio de la relación SSFR- M_r (ritmo de formación estelar específica vs. Magnitud absoluta en la banda r') global y en las diferentes regiones dinámico-espaciales.

- Obtención del balance galaxias con formación estelar reciente vs. galaxias pasivas como función de la dispersión de velocidad (estrechamente ligada a la masa gravitatoria) del cúmulo.

Capítulo 1

Introducción.

La evolución de las galaxias, vastos sistemas de estrellas, gas, polvo interestelar y materia oscura, y las relaciones entre estos componentes pueden ser mejor conocidos gracias a las interacciones que sufren éstas con otros elementos del Universo, en los diferentes ambientes en que habitan a lo largo de su vida.

Los cúmulos de galaxias puede que sean las más fundamentales condensaciones de materia en el Espacio (Abell 1975); sus regiones centrales donde se alcanzan las mayores densidades de galaxias, donde se encuentran las mayores concentraciones de plasma y donde se localizan los picos de densidad en la distribución de materia oscura del Universo a gran escala. Así, los cúmulos de galaxias constituyen un excelente laboratorio para estudiar la influencia del ambiente en las propiedades, la evolución y los componentes de las galaxias.

La componente visible de los cúmulos está formada por un sistema de decenas hasta centenares de galaxias que autogravitán conjuntamente con un halo de materia oscura, y sumergidas en una nube de medio intergaláctico (o intracúmulo, ICM) de plasma:

- La distribución de galaxias en el cielo fue el primer trazador de los cúmulos de galaxias. Las galaxias se pueden dividir en dos grandes poblaciones; aquellas que actualmente están transformando gas en estrellas mediante procesos de acreción en lo que se conoce como formación estelar (FE) denominadas *star-forming galaxies* - galaxias con formación estelar reciente (FEr); y aquellas galaxias que tuvieron un único brote de formación estelar en una etapa primigenia de su su vida, tras el cual no han vuelto a desarrollar FE, denominadas *passive evolving galaxies* - galaxias pasivas (ver sección 4.2 y subsecciones 4.2.2 y 4.2.1 para un descripción más extensa). El estudio del comportamiento, evolución y propiedades de estas dos poblaciones de galaxias es una de la partes más importantes de las astrofísica extragaláctica. El número de galaxias (gigantes y enanas) asociadas a los cúmulos, el balance de tipos morfológicos, su función de luminosidad, su distribución espacial, su dinámica, etc y su relación con las propiedades que caracterizan a los cúmulos han sido objeto de amplios estudios desde los primeros grandes mapeados del cielo e.g. Abell (1958) o Zwicky et al. (1968).
- Medio intracúmulo. A raíz de lanzamiento del satélite HEAO (High Energy Astrophysical Observatory, Rothschild et al. 1979) se descubrió la asociación entre las

fuentes difusas de rayos X y las regiones centrales de los cúmulos. Esta emisión en rayos X procede de la radiación térmica *bremsstrahlung* (radiación de frenado) de un plasma intergaláctico a una temperatura de $\sim 10^7$ - 10^8 K y unas luminosidades en el rango 2-10 keV de $3 \cdot 10^9$ - 10^{12} L_{\odot} . En el caso de cúmulos con cierta simetría esférica, el perfil radial de la densidad proyectada de gas se ajusta adecuadamente por un perfil de gas isoterma $\rho(r) \propto \frac{1}{1+(r/R_c)}$ con $R_c \sim 0.1$ - 0.3 Mpc (ver Cox, A. N. 2000, tabla 25.9.1 para un resumen de propiedades) .

- Halo de materia oscura. Desde la absoluta discrepancia ($\gtrsim 2$ dex) entre la masa asociada a las estrellas (materia luminosa) y la masa obtenida por métodos dinámicos (masa gravitatoria) en el cúmulo de Coma (Zwicky 1937), se ha hablado de la materia oscura. Hasta donde es conocida esta tipo de materia solo interacciona con la materia visible mediante interacción gravitatoria, y no electromagnética (es invisible). El perfil más extendido que describe la distribución de la materia oscura en torno a los cúmulos de galaxias es el perfil NFW (Navarro et al. 1997) y la relación entre la masa en estrellas de un cúmulo y su masa gravitatoria total oscila entre 100 y 500 M_{\odot}/L_{\odot} .

1.1. Procesos de interacción de las galaxias con su entorno.

Los procesos de interacción que conforman la influencia del ambiente en la evolución de las galaxias pueden ser agrupados en las siguientes familias, siguiendo la clasificación utilizada por Treu et al. (2003) que está basada en las interacciones entre las galaxias y las diferentes componentes del cúmulo ¹:

- (1) Interacciones entre las galaxias.
- (2) Interacción de las galaxias con el ICM.
- (3) Interacción de las galaxias con el potencial gravitatorio del cúmulo.

Pasamos a describir los diferentes procesos que influyen en la evolución de las galaxias y que se engloban bajo cada tipo de interacción.

- (1) La influencia de las interacciones entre galaxias se pueden englobar en dos tipos de procesos:
 - Las fusiones completas de galaxias o fuertes interacciones entre dos galaxias (Toomre & Toomre 1972; Hernquist & Barnes 1991, ver Mihos 2004 como trabajo de revisión). Este tipo de interacciones son más eficientes cuando la velocidad relativa entre las galaxias es baja, por tanto se espera que sean

¹Existen otras clasificaciones como la de Poggianti (2006) que tiene una orientación más observacional.

especialmente eficientes en grupos de galaxias ($\sigma \lesssim 200 \text{ km s}^{-1}$) y muy escasos en las regiones centrales de los cúmulos, con una muy baja frecuencia de fusiones entre galaxias $\lesssim 10^{-11} \text{ años}^{-1}$ (Boselli & Gavazzi 2006). En el seno de estos grupos de galaxias tanto el tiempo de encuentro t_{enc} ² como la fase del brote de formación estelar (Mihos & Hernquist 1994; 1996) son del orden de varios 10^7 años. Este tipo de interacciones tienen un papel destacado en el escenario del preprocesado (Zabludoff & Mulchaey 1998; Fujita 2004). En este escenario, las galaxias son afectadas por ésta y otras interacciones en el seno de grupos de galaxias que posteriormente por acreción pasan a formar parte de las regiones centrales de los cúmulos. Se ha acudido a este escenario para explicar el hecho de que existan que existan galaxias con la FE suprimida relativamente alejadas de la región virial (e.g. Kodama et al. 2001).

- Se conoce como acoso galáctico (*galaxy harassment*) (Richstone 1976; Moore et al. 1996; 1998; 1999) al proceso que producen sobre una galaxia espiral (sobre todo, en espirales de baja masa $v_{cir} \lesssim 150 \text{ km s}^{-1}$, la separación clásica entre las espirales más tardías Sd y la irregulares magallánicas Im esta en torno a $v_{cir} = 125 \text{ km s}^{-1}$) las fuerzas de marea³ debidas a:
 - una serie de sucesivos encuentros próximos ($\sim 50 \text{ Kpc}$) a gran velocidad (varios cientos de km s^{-1}) con otras galaxias, especialmente galaxias masivas
 - el potencial global del cúmulo en que se sumerge la galaxia

El primer encuentro con otra galaxia transforma la galaxia enana espiral en una galaxia barrada de apariencia deformada con colas de material expulsadas del disco original de la galaxias y que son esparcidas más allá de la galaxias por el potencial global del cúmulo. Posteriores encuentros disparan otros tantos brotes de FE. Estos sucesivos encuentros calientan la componente gaseosa, aumentan la dispersión de velocidades de las estrellas y producen una pérdida del momento angular de la galaxia que da lugar a un perfil prolato de la galaxia en el que los movimientos aleatorios son balanceados por la rotación. Así, el gas que cae al centro de la galaxia y la componente estelar calentada asemejan la galaxia a una galaxia enana elíptica con, aún un muy delgado disco estelar que la podría confundir con una galaxia enana lenticular. Esto, junto con la pérdida inicial de estrellas (hasta un 50 % en masa) dan lugar a un objeto final lo suficientemente compacto como para frenar el anterior despojo de material estelar por parte de las fuerzas de marea. Este proceso se desarrolla a lo largo de varios tiempos de cruce⁴, esto es, varios gigaños 10^9 años (Moore

$${}^2t_{enc} \sim \frac{\text{máx}\{r_1, r_2, b\}}{\delta v}$$

r_1, r_2 radios típicos de las galaxias

b máximo acercamiento entre las galaxias

δv modulo de la diferencia de velocidades $\|v_1 - v_2\|$

(Binney & Tremaine 1987, pag. 433)

³Se entiende por fuerzas (gravitatorias) de marea al campo de fuerzas diferencial que genera sobre un objeto extenso un campo gravitatorio o equivalentemente una distribución de masa cercana al objeto.

⁴Se define tiempo de cruce como el tiempo característico en el que una galaxia atraviesa de extremo

et al. 1998, en su Apéndice A). Tomando el modelo simplificado de Treu et al. (2003) el acoso galáctico puede ser efectivo desde el centro del cúmulo hasta varios radios viriales.

- (2) Son diversos los procesos de interacción entre el ICM y la fase gaseosa de las galaxias:
 - Despojamiento del gas por presión de empuje (*ram-pressure gas stripping*) donde se le sustrae gas a la galaxia mediante la presión ejercida por el ICM sobre la interfase entre la componente gaseosa y el ICM (Gunn & Gott 1972; Fujita 1998; Quilis et al. 2000; Fujita 2001). Este proceso ocurre cuando la presión ejercida por el ICM supera la presión de anclaje gravitatorio de las componentes estelar y gaseosa a la galaxia⁵. A este proceso se le asocia un tiempo característico del orden de una fracción del tiempo de cruce que va desde $\sim 10^7$ (Abadi et al. 1999) hasta 10^8 años (Quilis et al. 2000) para una galaxia como la Vía Láctea.
 - Evaporación térmica del medio interestelar (*ISM thermal evaporation* (Cowie & Songaila 1977) en contacto con un plasma intracumular a una temperatura de $T \sim 10^7$ - 10^8 K. Este proceso tiene un tiempo de acción que depende tanto de las propiedades físicas del ICM como de las variables dinámico-espaciales de la galaxia y que va desde menos de 10^8 años en un cúmulo como el cúmulo de Coma hasta varios 10^8 años para un cúmulo más pobre en ICM (Boselli & Gavazzi 2006). Añadido a esto, está el hecho de que los efectos de este tipo de despojamiento de gas son indistinguibles de los del *ram pressure stripping*.
 - Despojamiento turbulento y viscoso del ISM (*turbulent/viscous stripping*) (Nulsen 1982; Toniazzi & Schindler 2001). En este proceso la fuerza de arrastre que se genera en el interfase debida a la transferencia de momento por viscosidad es capaz de arrancar el gas anclado a la galaxia. Al igual que la evaporación térmica depende del contenido en gas del cúmulo y la disposición y dinámica de la galaxia, teniendo tiempos característicos similares y efectos muy parecidos a los del *ram pressure stripping*.
 - *Pressure-triggered star formation* donde la FE es desencadenada por la presión que el ICM ejerce sobre la fase gaseosa comprimiendo las nubes de gas, y aumentando temporalmente la FE (Dressler & Gunn 1983; Evrard 1991; Fujita 1998; Bekki & Couch 2003). Un aumento que no dura más allá 10^8 años ya que la mayoría de las nubes de gas molecular son destruidas por la presión en menos de ese tiempo (Fujita 1998).

a extremo la región virial y se puede estimar como:

$$t_{cruz} = 2 \frac{R_{200}}{v_{galaxia}} \approx 2 \frac{R_{200}}{\sqrt{3}\sigma_{cl}} \sim 10^9 \text{ años}$$

$$^5 \rho_{ICM} v_{gal}^2 > 2\pi G \sigma_{est} \sigma_{gas} \text{ (Gunn \& Gott 1972)}$$

siendo:

ρ_{ICM} la densidad del ICM

v_{gal} la velocidad de la galaxia a través del ICM y

σ_{est} y σ_{gas} la dispersión de velocidades de las estrellas y el gas de la galaxia.

Todos estos fenómenos se desarrollan dependiendo, en cada caso, de las condiciones de ICM (densidad, temperatura), de las condiciones de la galaxia (velocidad, ángulo de incidencia, etc) y de sus propiedades (densidad estelar, densidad del gas, etc). En cualquiera de los casos, todos estos fenómenos son verdaderamente intensos en las partes más internas de la región virial $\lesssim R_{200}$ (Treu et al. 2003).

- (3) La interacción gravitatorias con el halo de materia oscura pueden darse en dos maneras:
 - Las galaxias ricas en gas poseen un halo de gas caliente que las envuelve y que eventualmente se enfría cayendo sobre la componente gaseosa fría para un posterior desarrollo de FE. Dos tipos de interacciones; con las fuerzas de marea debidas al potencial global del cúmulo y la interacción con el ICM pueden barrer este halo de gas caliente y de esta forma, eliminar la posibilidad futura del desarrollo de procesos de FE. Este proceso, propuesto teóricamente por Larson et al. (1980) y más ampliamente desarrollado por Bekki et al. (2002), se conoce por nombres como *starvation*, *suffocation* o *strangulation* relacionados con el hecho de que se ha desprovisto a la galaxia del elemento que alimenta la FE. Treu et al. (2003) discrimina la contribución del ICM de la contribución del halo de materia oscura. En el caso de considerar solo las fuerzas de marea del halo del cúmulo denomina al proceso *tidal halo stripping* y restringe sus efectos a una pequeña fracción del radio virial, mientras que el efecto de la interacción con el ICM en el caso débil y lento lo denomina *starvation* (diferente del caso intenso y rápido: *ram pressure stripping*, ver punto anterior) y puede ser efectivo hasta, al menos un radio virial (Abadi et al. 1999; Balogh et al. 2000). Este proceso, aunque puede provocar una supresión de la FE en escalas de tiempo de varios Gaño, puede ser mejor inferido de los cambios estructurales en perfiles de masa de la galaxia afectada (Merritt 1983; 1984; Ghigna et al. 1998; Natarajan et al. 1998).
 - Las fuerzas de marea producidas por el halo de materia oscura cerca de su centro son capaces de comprimir la envuelta gaseosa de las galaxias e inducir FE, aunque el disparo de la FE no duraría más allá de $\sim 10^8$ años (Byrd & Valtonen 1990; Fujita 1998).

1.2. Propiedades y evolución de galaxias en cúmulos.

1.2.1. Relación Morfología-Densidad y su evolución.

La relación Morfología-Densidad ($T-\Sigma$) es una de las relaciones mejor y más ampliamente contrastadas de la astrofísica extragaláctica. Hubble & Humason (1931) fueron los primeros en apuntar una segregación morfológica entre los cúmulos y el campo en una aseveración acerca del cúmulo de Virgo; “*Nebulae of all types except the irregular are represented among its members, but elliptical nebulae and early spirals are relatively*

much more numerous than among the nebulae at large. The predominance of early types is a conspicuous feature of clusters in general, and the Virgo cluster is exceptional in the considerable number of late-type spirals which are included. Esta tendencia fue descrita de forma cualitativa por Oemler (1974, que propuso una clasificación de los cúmulos basada en la proporciones E/S0/Sp), hasta que fue finalmente cuantificada por Dressler (1980). Dressler (1980) establece la relación Morfología-Densidad en una muestra de 55 cúmulos del Universo Local, donde descarta el despojamiento del gas de las galaxias espirales como mecanismo de génesis de las galaxias lenticulares y señala la densidad (y no el radio cumulo-céntrico) como el verdadero parámetro libre que regula el balance morfológico. Años más tarde, Dressler et al. (1997) reanalizan esta misma muestra junto a otra muestra de cúmulos a *redshift* intermedios $z \sim 0.5$, aportando que en estos cúmulos de z intermedio; (1) la relación Morfología-Densidad se mantiene para los cúmulos regulares con una clara concentración central pero no aparece para los cúmulos irregulares (2) la fracción de elípticas es similar o superior a la de los cúmulos del Universo Local, la proporción de lenticulares es 2-3 veces menor que la local y la fracción de las galaxias espirales es mayor en un factor similar.

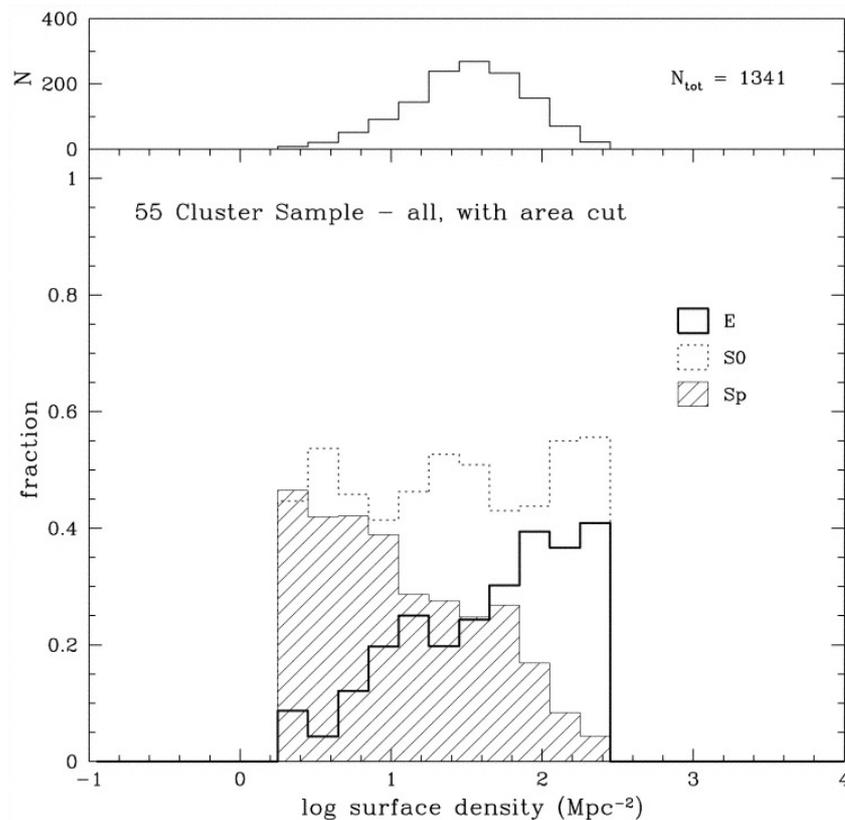


Figura 1.1: Relación T- Σ para la muestra original de 55 cúmulos de Dressler (1980) reanalizada como se explica en Dressler et al. (1997). El panel superior muestra el número de galaxias en cada intervalo de densidad superficial, Σ . El panel inferior muestra la dependencia de la fracción de cada tipo morfológico (E, S0 y Sp) con la Σ . Figura 1 de Dressler et al. (1997).

Posteriormente una plétora de trabajos ha contrastado esta relación en el Universo

Local y la han estudiado a diferentes *redshifts*. A continuación, describimos brevemente algunos de entre los más importantes. Postman & Geller (1984) extienden el estudio de esta relación a los grupos más pobres cubriendo 6 ordenes de magnitud en densidad volumétrica que coincide con la de Dressler en el rango de densidad donde solapan. Whitmore et al. (1993) revisa esta tendencia en la muestra de cúmulo original de Dressler confirmando la relación pero afirmando que la relación morfología-radio (cumulocéntrico) es más fundamental que la relación Morfología-Densidad sobre la base de una normalización a un radio característico R_c^{opt} . Goto et al. (2003b) utiliza parámetros morfológicos que correlan fuertemente con la clasificación visual en la muestra EDR del SDSS y obtiene una tendencia de la fracción de tipos morfológicos que se aplanan a bajas densidades $\Sigma \lesssim 1 \text{ Mpc}^{-2}$ en el Universo Local y casa bastante bien con obtenida por Dressler et al. (1997) para $z \sim 0.5$. Este último resultado implica que la relación Morfología-Densidad quedaría ya establecida *redshift* intermedios. Postman et al. (2005) analiza 7 cúmulos en torno a $z \sim 0.1$ y concluye, comparando con el Universo Local, que la fracción de E+S0 es más plana a $z \sim 0.1$ y que este aplanamiento se da sobre todo a altas densidades $\Sigma \sim 40 \text{ Mpc}^{-2}$ y se debe a un déficit de galaxias lenticulares y un aumento de galaxias de tipo tardío (Sp+Irr), sin un evolución significativa para la fracción de elípticas con la densidad. De la distribución de elipcidades de la galaxias de tipo temprano (E+S0) (no coincide con la de una población pura de elípticas) deduce que los cúmulos a $z \sim 1$ poseen una importante fracción de galaxias lenticulares y que por tanto, la mayor parte de ellas se han formado antes de $z > 1.3$. Desai et al. (2007) realizan un estudio morfológico de dos muestras de cúmulos (10 cúmulos EDisCS a $0.5 < z < 0.8$ y la muestra de Postman et al. (2005)) que cubren el rango de *redshifts* $0.5 < z < 1.2$ y encuentra una tendendia plana con el *redshift* tanto de las elitpcias (E) y lenticulares (S0) como de las galaxias de tipo tardío (Sp+Irr), así propone un cambio de comportamiento en la evolución de las fracciones de tipos morfológicos entre (temporalmente) antes de $z \approx 0.4$ y despues (Fasano et al. 2000).

La dicotomía acerca de qué parámetro influye más claramente en la segregación morfológica, “densidad vs. radio” (ver Andreon 1998) para una sugestiva propuesta acerca de direcciones privilegiadas trazadas por la emisión en rayos X del ICM como variable fundamental de segregación morfológica en cúmulos) se encuadra dentro de la discusión sobre a qué escala (espacial) opera la influencia del entorno sobre las galaxias. Esta discusión se extiende a otras dicotomías como “densidad local vs. densidad global” o “ambiente local vs. ambiente global”. Balogh et al. (2004) estudia dos muestras de galaxias del Universo Local, SDSS y 2MASS, y encuentra que la fracción de galaxias con FE reciente correla, de forma independiente, tanto con el estimador de densidad que abarca escalas espaciales de 1.1 Mpc, $\Sigma_{1,1}$ como áquel que abarca escalas de 5.5 Mpc, $\Sigma_{5,5}$. Rines et al. (2005a) estudia la actividad de FE reciente a través de la emisión en $H\alpha$ en una muestra de cúmulo a $z \sim 0$ en diferentes ambientes dinámica y espacialmente diferenciados; región virial, región de caída y el campo. La fracción de galaxias con emisión en $H\alpha$ como función de la densidad Σ_5 (estimador de densidad contabilizando las cinco galaxias vecinas más próximas) no parece depender de la región en que se obtiene. En este trabajo, Rines et al. (2005a) también discute sobre el escenario de la galaxias rebotadas (*backsplash galaxies*), galaxias que en su órbita en torno al centro del cúmulo, despues de atravesar la partes más centrales de la región virial, continúan hasta

alcanzar regiones bastante externas del cúmulo donde aparecen actualmente. Se señaló la importancia de esta población de galaxias a raíz del trabajo de Balogh et al. (2000) en el que se utiliza un modelo analítico de formación de cúmulos y evolución de galaxias para casarlo con distribuciones de color de diferentes regiones del cúmulo. Solanes et al. (2001) también invocó esta población de galaxias para explicar una deficiencia de HI de galaxias mucho más allá de la región virial tanto o más alta que la de la población de galaxias de la región virial. Ya se llamó la atención sobre esta población de galaxias dinámicamente diferenciada en trabajos teóricos como los de Ramirez & de Souza (1998) y Ghigna et al. (1998).

Koopmann & Kenney (2004) estudiaron la morfología y los perfiles radiales de la emisión de $H\alpha$ y del HI (trazadores de la FE reciente) de dos muestras de galaxias espirales; en el cúmulo de Virgo y en el campo. En este trabajo propone una clasificación basada en los perfiles radiales de $H\alpha$ y obtiene las respectivas fracciones de cada tipo en los dos ambientes (Virgo vs. Campo); normales (37% vs. 83%), (especialmente) truncadas (52% vs. 12%), anémicas (6% vs. 4%) y (con FE) intensificada (8% vs. 0%). Basados en la información morfológica procedente de $H\alpha$ y del HI apuestan por el despojamiento de gas como principal agente ambiental en la reducción de la FE de las galaxias en Virgo, también las interacciones de marea juegan un papel importante tanto por sí solas como junto al despojamiento de gas mientras la *starvation* tiene un papel marginal.

1.2.2. Relación Formación Estelar-Densidad y su evolución.

También se han estudiado otras tendencias de las propiedades de las galaxias con la densidad como por ejemplo, la relación de la actividad de FE reciente con la densidad. Basándose en los primeros resultados observacionales procedente de dos *surveys*, SDSS y 2dF, Lewis et al. 2002 (2dF), Gómez et al. 2003 (SDSS) y Balogh et al. 2004 (2dF/SDSS) elaboran una serie de conclusiones acerca de cómo varía la actividad de FE reciente (mediante la emisión en $H\alpha$) en una muestra de galaxias gigantes en el Universo Local. Los resultados y conclusiones de estos trabajos se podrían resumir en:

- Los promedios en intensidad de FE ($EW(H\alpha)$) ó SFR/L del conjunto de galaxias decrecen a medida que la región en la que se encuentra posee una mayor densidad y a medida que la distancia al cúmulo más cercano es menor, esta disminución se debe al cambio en el balance entre galaxias con FE y galaxias sin FE y no a una disminución del promedio de FE de aquellas galaxias con FE.
- Parece existir un brusco cambio de comportamiento en la tendencia $\langle SFR \rangle - \Sigma$ en torno a $\Sigma \sim 1 \text{ gal Mpc}^{-2}$, más allá de la cual desaparece y que esta densidad coincide con la transición entre la región virial de los cúmulos y el campo ($1R_{vir}$ según Lewis et al. o $2-3R_{vir}$ según Gómez et al.)
- La relación $SFR - \Sigma$ se extiende más allá de la región virial y también aparece en grupos, aunque no parece depender de la σ_c del sistema. Esta relación se da para diferentes estimadores de la densidad (a n° de vecinos fijo; Σ_5 y escala fija; $\Sigma_{1,1Mpc}$ y $\Sigma_{5,5Mpc}$) estadísticamente independientes. La relación Morfología-Densidad no

parece suficiente para explicar la relación SFR- Σ i.e. poblaciones de galaxias de similar morfología presenta distribuciones de SFR diferentes en diferentes ambientes/densidades (Gómez et al. 2003) o un población sintetica de galaxias con el SFR de las galaxias de campo y las proporciones de ambientes densos no reproduce la tendencia SFR- Σ .

Elbaz et al. (2007) utilizan tanto la luminosidad bolométrica UV como la de IR lejano para estudiar la tendencia que presenta la FE con la densidad en una muestra de galaxias en torno a $z\sim 1$ y compararla con la obtenida para una muestra del Universo Local (SDSS). Y encuentra que la clásica tendencia del Universo Local, galaxias con menor actividad de FE en regiones de mayor densidad, se encuentra invertida a alto *redshift*; las galaxias muestran una tasa de FE mayor a medida que se encuentran en regiones de mayor densidad hasta una $\Sigma\sim 2-3 \text{ Mpc}^{-2}$ donde vuelve a decrecer el promedio de la FE. Este resultado no puede ser explicado por la simulaciones teóricas (Kitzbichler & White 2007) donde esta tendencia aparece a un más alto *redshift* y con una tendencia más suave. Y aunque, el resultado en el que el SFR correle con M_* (y ésta con la densidad) sugiera que la M_* tiene un papel importante en la relacion FE- Σ , también el resultado en el que la SSFR(=SFR/ M_*) anticorrele con la M_* da a entender que el ambiente (caracterizado por su densidad) influye directamente en la actividad de FE de las galaxias a $z\sim 1$. Además, las fusiones de galaxias no parecen ser ni el único ni el más importante factor que determina la relación FE- $\Sigma(z\sim 1)$; el $\sim 30\%$ de los LIRGS presentan signos de interacción con otras galaxias frente al 46% que muestra morfologías espirales sin perturbar, a la vez que la SSFR de los LIRGS con signos de interacción es solo un $50-70\%$ mayor que el de los LIRGS espirales.

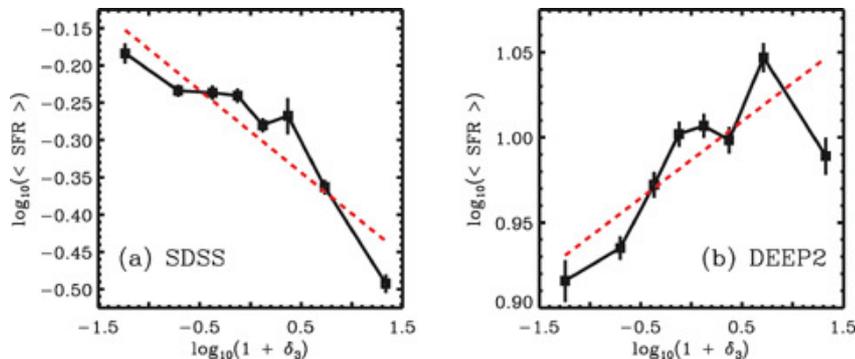


Figura 1.2: Dependencia del SFR medio con la sobredensidad ($= 1 + \delta_3 = \Sigma_3 / \langle \Sigma_3 \rangle(z)$ y Σ_3 la densidad calculada hasta el tercer vecino más cercano) a $z\sim 0.1$ (panel izquierdo) y a $z\sim 1$ (panel derecho). El eje de ordenadas muestra el logaritmo del SFR medio en cada intervalo de sobredensidad. La línea discontinua roja muestra un ajuste lineal a los datos. Figura 11 de Cooper et al. (2008)

Cooper et al. (2008) obtiene la relación FE- Σ para dos muestras de galaxias a $z\sim 1$ (GOODS) y a $z\sim 0.1$ (SSDS) mediante la luminosidad de la línea nebular [OII] confirmando los resultados clásicos para el Universo Local y los obtenidos por Elbaz et al. para la relación SFR- Σ (invertida respecto de la Local) mientras, encuentra que la relación SSFR- Σ a $z\sim 1$ aunque con menor gradiente es similar a la $z\sim 0.1$. Explica la evolución

entre estas dos relaciones a la presencia de una población de galaxias azules gigantes a $z \sim 1$ que no existe en el Universo Local; se propone que la población azul gigante evoluciona para formar parte de la secuencia roja en la actualidad. También mantiene que el ambiente no juega un papel dominante en la evolución de la historia de FE a nivel cósmico, puesto que la relación FE- Σ a z fijo es pequeña en comparación con la disminución en la densidad de volumen global de la FE.

1.3. Evolución de la densidad de formación estelar del Universo.

El primer hito en la caracterización de la evolución de la densidad de FE del Universo fue el trabajo de Lilly et al. (1996) que, analizando los espectros del *CFRS galaxy sample* (Canadian-France Redshift Survey) en tres bandas 2800 Å, 4400 Å y 1 μm obtienen una densidad de luminosidad [$\text{W Hz}^{-1} \text{Mpc}^{-3}$] del Universo hasta $z < 1$ creciente con z en una forma aproximada $\propto (1+z)^{\alpha_\lambda}$ y $\alpha_{2800} = 3.9 \pm 0.75$, $\alpha_{4400} = 2.72 \pm 0.5$ y $\alpha_{1\mu\text{m}} = 2.11 \pm 0.5$ y posteriormente extrapolan con un modelo simple de HFE del Universo hasta los orígenes del Universo. Madau et al. (1996) aplica el método del *Lyman dropout* para extraer dos muestra observada por el Hubble a $2 < z < 3.5$ y a $3.5 < z < 4.5$ y obtener el ritmo de eyección de metales $\dot{\rho}_z$ en estas bandas de *redshift* (mediante relaciones lineales con la densidad de luminosidad ρ_λ a 1500 Å y 2800 Å). Así, coloca dos límites inferiores a $\dot{\rho}_z$ y por tanto a la densidad de FE a esas tempranas edades del Universo. Más tarde, Madau et al. (1998) elabora una historia de FE del Universo con varias muestras seleccionadas en varias bandas desde el infrarrojo cercano hasta el ultravioleta, en el que la ρ_λ tiene una característica forma de V invertida en la que crece un orden de magnitud hasta un máximo en torno a $z \approx 1.5$ para luego decaer hacia *redshift* más altos.

1.4. Evolución espectral de galaxias en cúmulos. Efecto Butcher-Oemler.

Zwicky (1957, p. 164) ya apuntó una variación con la distancia en la distribución de colores de la población de galaxias en cúmulos “*From cursory inspection of 100-inch and 200-inch plates it appears that δC is increasing with distance of the clusters. Many interpretations of this observation are possible such as (...), or some systematic evolutionary phenomena*”. Butcher & Oemler (1984) estudiaron en una muestra de 33 cúmulos que mapean desde $z \sim 0$ hasta $z \sim 0.5$ la evolución de la fracción de galaxias azules (galaxias con $B-V$ 0.4 mag más azules que la línea en un digrama color-magnitud que señala la secuencia roja) en la parte central de estos cúmulos (aquella que contiene el 30 % de la población total de galaxias del cúmulo). Manteniendo, entre otras conclusiones, que: (1) Los cúmulos compactos del Universo Local forman un grupo homogéneo prácticamente desprovisto de galaxias azules. (2) Los cúmulos compactos de $z > 1$ muestran una importante fracción de galaxias azules y creciente con el *redshift*. (3) Aunque el *redshift* parece el factor determinante en el contenido en galaxias de los cúmulos, ciertos procesos dentro

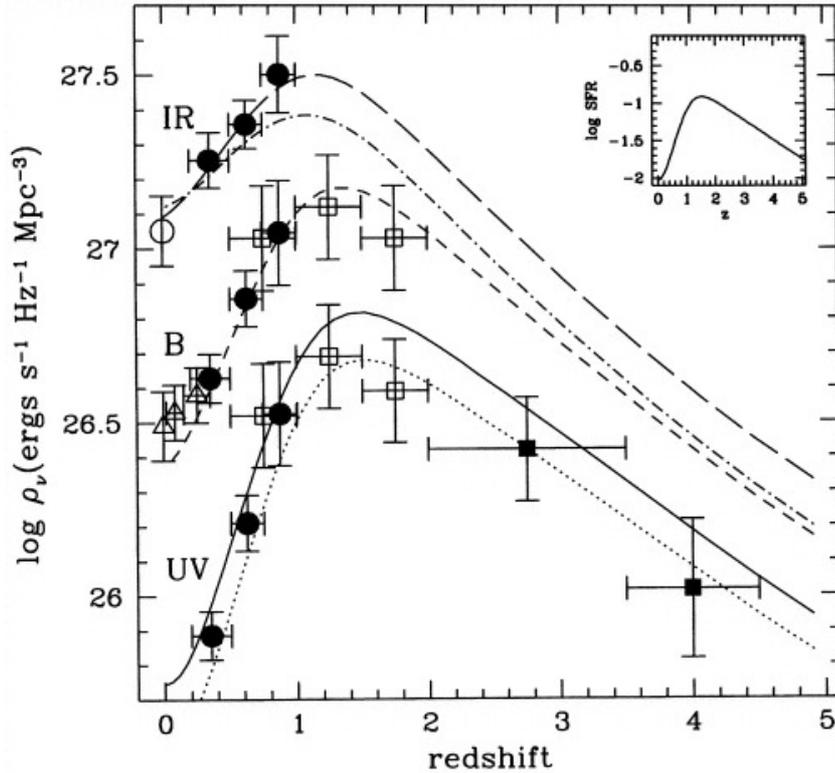


Figura 1.3: Evolución de la densidad de luminosidad a λ ; $0.15 \mu\text{m}$ (línea de puntos), $0.28 \mu\text{m}$ (línea continua), $0.44 \mu\text{m}$ (línea a trazos cortos), $1.0 \mu\text{m}$ (línea trazos largos), and $2.2 \mu\text{m}$ (dot-dashed line de trazos y puntos). Los datos con sus errores están tomados varios trabajos (ver Madau et al. 1998). El recuadro superior derecho muestra la densidad de FE vs. z usada como entrada para los códigos de síntesis de poblaciones estelares. Figura 3 de Madau et al. (1998).

de cúmulos individuales pueden influir en éste. (4) Las galaxias espirales de los regiones centrales de los cúmulos poseen colores más enrojecidos que las galaxias espirales del campo.

Posteriores estudios han matizado una evolución diferencial respecto del campo como explicación del efecto BO (Butcher-Oemler) e incluso puesto en duda el mismo gradiente observado por Butcher & Oemler (1984). Balogh et al. (1997) estudia la FE reciente de las galaxias con $M_r \lesssim -19.27$ de una muestra de cúmulos a $0.2 < z < 0.55$ mediante la línea de emisión [OII] y encuentra que la fracción de galaxias hasta una determinada $EW_{[OII]}$ siempre es menor en el ambiente de los cúmulos que en el campo, hasta un $R_{proj} < 2R_{200}$, las fracciones de $EW_{[OII]} > 10 \text{ \AA}$ son significativamente menores que en el campo y la diferencia aumenta a radios menores. Con un modelo simple, da cuenta que la relación “Color-Radio” no es suficiente para dar cuenta de la escasez de galaxias con $EW_{[OII]} > 10$. Así, atribuye el efecto BO a un mayor ritmo de acreción de galaxias por parte del cúmulo a *redshifts* intermedios. Poggianti et al. (1999) utilizando un modelo de evolución espectrofotométrico para encajar la clasificación espectral propuesta por Dressler et al. (1999, ver la figura 4 para una representación esquemática) basada en

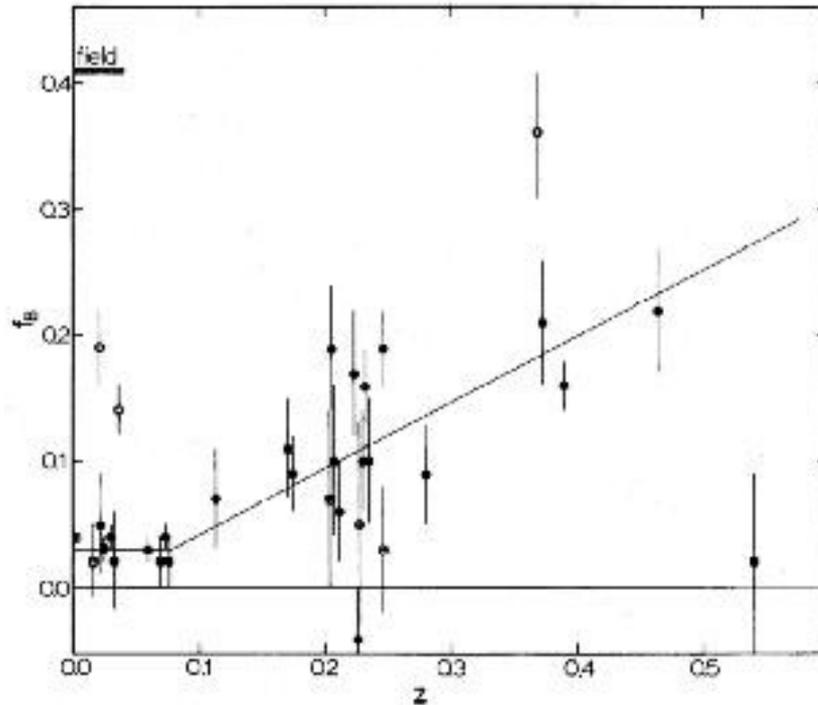


FIG. 3.—Blue galaxy fraction versus redshift. *Filled circles*, compact clusters ($C \geq 0.40$); *open circles*, irregular clusters ($C < 0.35$); *dotted circles*, intermediate clusters ($0.35 \leq C < 0.40$).

Figura 1.4: Variación de la fracción de la población azul de los cúmulos con el *redshift* en el artículo original de Butcher & Oemler (1984). El código de símbolos distingue los cúmulos por su compactidad (ver Butcher & Oemler (1984)). Figura 3 de Butcher & Oemler (1984)

la intensidad de las líneas de [OII] y $H\delta$ en un esquema evolutivo, elabora una serie de conclusiones acerca de la evolución morfológica y espectrofotométrica de las galaxias en cúmulos: (1) Aquellas galaxias con una alta emisión en [OII] (e(b) en la clasificación de Dressler et al. (1999)) son principalmente galaxias de baja luminosidad, baja metalicidad y de tipo tardío. No parecen evolucionar hacia otro tipo espectral, pero de hacerlo bajo una supresión de la FE darían lugar a galaxias enanas pasivas en FE. (2) Los espectros de galaxias con marcadas líneas de absorción de la serie de Balmer (e(a) según Dressler et al. (1999)) no pueden ser reproducidas por una HFE continua, más parecen asemejarse a los espectros de *dusty starbursts*⁶ del Universo Local y se plantean como los candidatos más probables a progenitores de los numerosos *post-starburst*⁷ que se encuentran en los cúmulos de z intermedios. A la vez que los equivalentes a bajo z de las e(a) están en fusiones o intensas interacciones con otras galaxias, también aproxima-

⁶*starburst*: galaxia con un enorme brote de FE en relación a su masa estelar, luminosidad, tamaño o un tiempo dinámico típico (ver Heckman 2005, como sumario). *dusty starburst*: *starburst* cuya emisión estelar en el rango óptico-ultravioleta está fuertemente atenuada por el polvo interestelar y que reemite esta radiación en bandas del infrarrojo medio y lejano.

⁷*post-starburst*: galaxia que tras un periodo de formación estelar deja de desarrollar formación estelar por un periodo de tiempo del orden de un Giga-año (e.g. Kaviraj et al. 2007a)

damente la mitad de las galaxias e(a) se encuentran en procesos de fusión o muestran signos de interacción. (3) A z intermedios $z \sim 0.4 \sim 0.5$, los cúmulos presentan una sobreabundancia de *post-starbursts* con respecto al campo mientras estos dos ambientes tienen una similar e importante población de *starbursts*. Este hecho casan con un escenario en el que las galaxias activas en FE han sido acretadas por los cúmulos provocando la supresión de la FE. En el campo, las galaxias espirales con espectros similares a las galaxias espirales del Universo Local son más abundantes ($\sim 54\%$) que en los cúmulos y presentan una importante fracción de galaxias con su FE muy desarrollada. (4) Solo el 10% de las galaxias espirales tiene espectros similares a sus contrapartidas a bajo z ; el resto presentan una FE mucho mayor o totalmente suprimida. Existe una población de galaxias espirales con pasivas en FE y colores enrojecidos que podría asociarse a al menos una parte de las galaxias espirales *post-starburst*. El hecho de que la mayoría de galaxias *post-starbursts* muestren morfología espiral indican que tanto la escala temporal o los procesos que suprimen la FE son diferentes de los que producen la transformación morfológica. Estas galaxias espirales pasivas pueden evolucionar en galaxias lenticulares o mantenerse tal cual hasta la actualidad. En este trabajo, Poggianti et al. (1999) también proponen un esquema evolutivo en forma de diapasón que engloba todos los tipos espectrales de Dressler et al. y en cuyos brazos se coloca la galaxia según a la disminución brusca de la FE le siga un periodo de FE de menor intensidad o se suprima completamente. Margoniner et al. (2001) encuentran una fuerte correlación para una muestra de 295 cúmulos de Abell entre la f_B y la riqueza del cúmulo. La relación $f_B(z)$ tiene similar pendiente independientemente de la riqueza, pero se traslada hacia valores mayores para riquezas mayores. Kodama & Bower (2001) aplican modelos de evolución espectrofotométricos con diversas historias de FE en la predecir la evolución de los diagramas color-magnitud de una muestra de (7) cúmulos a *redshifts* intermedios y compararlos entre ellos a diferentes edades (\sim *redshifts*), llegando a conclusiones como: una HFE para el conjunto de galaxia que caen al cúmulo que decaiga en una escala temporal ~ 1 Gaño permite reproducir la variedad y casa bien con la distribución en los diagramas color-magnitud, así el conocido como efecto Butcher-Oemler se explica a través del disminución en la HFE de las galaxias azules y la disminución del ritmo de acreción de galaxias por parte del cúmulo. Dressler et al. (2004) aplican una técnica de sumado/promedio de espectros a una muestra de cúmulos a *redshift* intermedio $\langle z \rangle \sim 0.44$ (MORPHS) y observa que los rasgos espectrales de las líneas de [OII] y $H\delta$, indicativos en diferentes escalas temporales de actividad de FE, son más marcados que en una muestra de galaxias en cúmulos del Universo Local, sugiriendo también la necesidad de una importante población de *starbursts* a partir del estudio de diagramas EW([OII])-EW($H\delta$) de las distintas muestras de galaxias (a bajo y a alto *redshift*, el campo o muestra sintéticas). Andreon et al. (2006) estudia una muestra de cúmulos a $z \sim 0.35$ aplicando un tratamientos más rigurosos que los anteriores; como redefinir el corte en color de la secuencia roja que varía con el *redshift* para tener en cuenta el azulamiento general de las galaxias hacia *redshifts* altos (edades menores), entre otros. Andreon et al. (2006) encuentra que la fracción central de galaxias azules f_B en esta muestra a z 's intermedios $f_B \sim 0.24 \pm 0.04$ no es significativamente mayor que la encontrada para una muestra similar en el Universo Local sugiriendo la constancia de la f_B hasta *redshifts*

incluso mayores. Encuentra también que la distribución radial de la fracción de galaxias azules f_B es similar a la de los cúmulos del Universo Local, de lo que deduce que en las regiones centrales de los cúmulos desde hace ~ 3 Ganõ no ha existido una evolución la distribución dinámico-espacial de caída o ésta no ha tenido efecto significativos.

Poggianti et al. (2006) realizan un análisis de la población de galaxias con emisión en la línea de [OII] (i.e. galaxias con FE reciente) para muestras de galaxias en dos momentos de la historia cósmica; en el Universo Local con una muestra de cúmulos contenidos en el catálogo Abell procedente del SDSS y otra muestra contenida en el catálogo C4 Miller et al. (2005) y a *redshifts* intermedios $z=0.4-0.8$ otra muestra de cúmulos (EDisCS (White et al. 2005), MORPHS (Dressler et al. 1999) y otros) y también de grupos de galaxias y de galaxias de campo. Comparando el aspecto del diagrama $f_{[OII]}-\sigma_c$ (= fracción de galaxias con emisión en [OII] dentro de la región virial vs. dispersión de velocidad del cúmulo) en estas dos muestras de galaxias en cúmulos y en los otros ambientes (grupos, galaxias de campo) llega a varios resultados, entre ellos:

- A $z=0.4-0.8$, los cúmulos describen una débil anticorrelación en el diagrama $f_{[OII]}-\sigma_c$ restringida a la zona triangular del diagrama delimitado, aproximadamente, en su parte superior por la recta $f_{[OII]} \approx 4.7 \cdot 10^{-4} \sigma_c + 1.15$
- A $z \sim 0$ los cúmulos másivos ($\sigma_c \gtrsim 550 \text{ km s}^{-1}$) muestran, aproximadamente, una tendencia plana y en torno a $f_{[OII]} \lesssim 30\%$ mientras los cúmulos menos másivos ($\sigma_c \lesssim 550 \text{ km s}^{-1}$) muestran una fuerte pendiente negativa.

También propone un marco de evolución de la población de galaxias pasivas/activas en FE en cúmulos en el que la masa dinámica del cúmulo M_{200} es un factor que determina con cierta importancia (sin despreciar el papel de la densidad) la historia del balance entre estas dos poblaciones:

- Poggianti et al. (2006) asumen una división de la población de galaxias pasivas en; galaxias pasivas primordiales cuya población estelar fue definitivamente formada antes de $z \sim 2.5$ y la población de galaxias (con FE) apagada por la acción de los diferentes mecanismos que actúan en el ambiente de los cúmulos.
- Con esta distinción, Poggianti et al. (2006) consiguen reproducir el comportamiento del diagrama $f_{[OII]}-\sigma_c$ en estas dos épocas cósmicas utilizando el formalismo Press-Schechter (PS Lacey & Cole 1993) y la *Millennium Simulation* (MS Springel et al. 2005), por separado, y una serie de parámetros umbral en los que asume un cambio de comportamiento:

Antes de $z=2.5$ en los cúmulos (o grupos) de más de $M_{gru} \sim 3 \cdot 10^{12} M_\odot$ todas las galaxias son consideradas pasivas primordiales. Un tiempo $\tau \sim 3$ Ganõs es suficiente para apagar la FE de una población de galaxias con FE bajo los efectos del ambiente del cúmulo, que solo consideran importantes en cúmulos que hace $\tau \sim 3$ Ganõs poseían una masa dinámica de $M_{cum} \gtrsim 10^{14} M_\odot$

Popesso & Biviano (2006) pone en duda la atribución (total) de la emisión en [OII] a la actividad de FE en las galaxias de la muestra de cúmulos de Poggianti et al. (2006)

a $z \sim 0$. Para ello, utiliza 26 cúmulos en común con Poggianti et al. (2006) y obtiene la $f_{[OII]}$ descontaminando de aquellas galaxias con actividad nuclear (i.e. luminosidad procedente de agujeros negros) mediante un diagrama BPT Brinchmann et al. (2004) y sin descontaminar; en el primer caso no encuentra tendencia con la σ_c en el segundo aparece el ajuste a $z \sim 0$ propuesto por Poggianti et al. (2006).

Citamos aquí un trabajo acerca de la variación de la proporción de los tipos espectrales (segregados según el color óptico U-B) con la densidad. Cooper et al. (2007) analiza la variación de la fracción de galaxias en la secuencia roja f_R con el contraste de densidad $1 + \delta_3$ ($= \Sigma_3 / \langle \Sigma_3 \rangle(z)$, i.e. equivalentemente la densidad) para una muestra de ~ 20000 galaxias $\sim L_*$ que barren $0.4 < z < 1.35$. A lo largo de *redshift* estudiado existe una evolución continua en la relación $f_R - \delta_3$ desde bajo *redshift* donde las galaxias rojas habitan de forma más predominante las regiones de sobredensidad que a $z \gtrsim 1$, donde la relación tiene una menor correlación aunque estadísticamente significativa y con la presencia en todo el rango de *redshift* de una (pequeña) población de galaxias rojas a baja densidad.

1.5. La emisión ultravioleta y la formación estelar en galaxias.

La radiación ultravioleta de vacío (vUV; $100 \text{ \AA} \lesssim \lambda \lesssim 3200 \text{ \AA}$ que emiten las galaxias con FE activa proviene fundamentalmente de poblaciones estelares dominadas por estrellas de tipo OB i.e. con edades típicas de $\sim 10^8$ años (Kennicutt 1998) por lo que la emisión vUV es un trazador directo a la FE reciente⁸. La radiación vUV es fuertemente absorbida por el polvo interestelar y reemitida en el infrarrojo lejano (FIR) y medio (MIR), a longitudes de onda de entre 10 y 1000 μm . El estudio de la atenuación de la emisión vUV debida al polvo ha permitido ahondar en la naturaleza del polvo interestelar i.e. composición química, distribución de tamaños de los granos, etc (ver Draine & Lee 1984, como artículo pionero) y también en su relación con la emisión FIR como en su distribución espacial, a lo largo de la galaxia o en el entorno de las diferentes poblaciones estelares (para un artículo ilustrativo Calzetti et al. 2005).

Anteriormente al lanzamiento de Martin et al. (GALEX 2005), se llevaron a cabo SCAP-2000 (Courtes et al. 1981) un telescopio de 13 cm anclado a un globo que estaba provisto de un filtro centrado en $\sim 2000 \text{ \AA}$ o el proyecto FOCA (Milliard et al. 1992) esta vez con un telescopio de 40 cm. Desde su lanzamiento, el satélite de observación vUV Martin et al. (GALEX 2005) ha ampliado enormemente el estudio de la emisión UV y por tanto de la actividad de FE, de grandes poblaciones de galaxias del Universo Local y han permitido su comparación con estudios a más alto *redshift*.

Wyder et al. (2005) obtuvieron la Función de Luminosidad en las dos bandas vUV de GALEX, FUV $\sim 1530 \text{ \AA}$ y NUV $\sim 2315 \text{ \AA}$ y colocó una restricción a la densidad de FE

⁸La emisión vUV también proviene de la población estelar que se encuentra dominando por estrellas que, en un diagrama color-magnitud, se sitúa en la denominada Rama Horizontal Caliente (Hot Horizontal Branch, HHB) (Yi 2003; Kaviraj, Rey, Rich, Yoon, & Yi 2007b). En este caso, se trata de poblaciones estelares muy envejecidas *edad* $\sim 10^{10}$ años.

del Universo Local $\langle z \rangle \sim 0.05$ en acuerdo con estudios previos de $H\alpha$.

Arnouts et al. (2005); Schiminovich et al. (2005) obtienen observables como la Función de Luminosidad en vUV (vUV LF) o la densidad de luminosidad vUV $\rho_v UV$ hasta $z \sim 1$ y los comparan con observables a alto *redshift*. En ambos artículos encuentran dos rangos de *redshift* claramente diferenciados; desde $z \sim 0$ hasta $z \sim 1$ donde la emisión vUV cae de forma dramática $\Delta M_* \sim 2$ y $\rho_* \propto (1+z)^{2.5}$ y para $z \gtrsim 1$ donde la emisión vUV aunque decae (temporalmente) lo hace de forma más suave $\Delta M_* \sim 1$ y $\rho_* \propto (1+z)^{1.5}$. Respecto a las UVLG⁹, Schiminovich et al. (2005) afirma que su ρ_* decae ~ 30 veces en el rango $0 < z < 1$ a la vez que aporta el $\sim 25\%$ de la luminosidad a $z=1$, mientras Arnouts et al. (2005) afirma que las galaxias con brotes de FE no oscurcidas ($B-I < 0.56$, *unobscured starbursts*) muestran una fuerte evolución en densidad de 55% a $z \sim 1$ hasta 15% a $z \sim 0$, lo contrario que galaxias más azules que aumentan su densidad en el mismo intervalo.

Kong et al. (2004) emplean una muestra de ~ 100 galaxias cercanas para estudiar su comportamiento en un diagrama IRX- β ($\equiv L_{FIR}/L_{UV}$ vs. $\beta^{10} \propto \lambda^{-\beta}$). Las galaxias con FE normales se sitúan abajo de la tendencia trazada por las galaxias con brotes de FE y la distancia a esta ajuste no tiene correlación con índices observacionales e.g. EW($H\alpha$), D4000Å sensibles a la historia de FE, pero no con aquellos dependientes de la atenuación i.e. $H\alpha/H\beta$. Esto conduce a la interpretación de la tendencia para las galaxias con brotes con FE parametrizada por el contenido en polvo de la galaxia, mientras que a las galaxias normales también les influye la historia de FE parametrizada según el balance $b = \frac{FE_{pasada}}{FE_{reciente}}$ en su posicionamiento en el diagrama IRX-UV. Y que este comportamiento puede ser entendido en el contexto del modelo de Charlot & Fall (2000) de dos poblaciones sometidas a dos relaciones de extinción diferentes.

Kaviraj et al. (2007b) realiza una comparación entre las edades, metalicidades y errores obtenidas para una muestra de una muestra de 42 cúmulos globulares de la galaxia M31, incluyendo la emisión vUV de GALEX (FUV/NUV) o solo empleando bandas ópticas. Y obtiene una significativa mejora en las incertidumbres obtenidas (90% para la edad y 60% para la metalicidad) con respecto a la utilización únicamente del rango óptico, que además son comparables a las obtenidas con un conjunto extenso de índices espectroscópicos.

Haines et al. (2008) analiza el comportamiento de las galaxias con emisión en $H\alpha$ ($EW < 2\text{\AA}$) en diagramas color-magnitud (CM) (UV-óptico y óptico) en una muestra de galaxias del Universo Local $z \lesssim 0.04$. En este trabajo comprueba que la secuencia roja en un diagrama CM óptico tiene una alta contaminación de galaxias con emisión $H\alpha$ a todos los ambientes y luminosidades y en promedio del $\sim 30\%$, mientras que en el diagrama CM UV-óptico la contaminación no supera (estadísticamente) el 10% en cualquiera de los ambientes y luminosidades estudiados. Así concluye que el color (y diagrama CM) óptico-UV es un robusto separador entre galaxias activas en FE y galaxias pasivas.

⁹galaxias luminosas en UV; UltraViolet Luminous Galaxies

¹⁰ β proviene de un ajuste del rango entre 1000 Å y 3000 Å a una función de la forma L_λ

1.6. Galaxias enanas vs. Galaxias gigantes. Propiedades y evolución.

La gran mayoría de estudios sobre galaxias en cúmulos se restringen a las galaxias gigantes $L \gtrsim L_*$ mientras que existen pocos estudios acerca del comportamiento ambiental de las galaxias enanas; mostramos algunos a continuación.

Sandage & Binggeli (1984) propusieron una secuencia paralela a la utilizada para las galaxias gigantes, que se compone de:

- Las enanas elípticas (dE) y enanas lenticulares (dS0) a las que no se puede considerar la extensión a baja luminosidad de las gigantes elípticas (gE) v.gr. la compactidad de las dE decrece a medida que decrece su luminosidad frente a las gE cuya compactidad disminuye a baja luminosidad.
- Espirales magallánicas (Sm) e irregulares magallánicas (Im) que representan la extrapolación a baja luminosidad de las galaxias espirales clásicas, desde las Sa hasta las Sd.
- Las enanas compactas azules (BCD) son el extremo de baja luminosidad en la secuencia de Hubble

Un resultado llamativo es la inexistencia (al menos desde el punto de vista estadístico) de un equivalente a baja luminosidad (i.e. enanas) de galaxias espirales de tipo clásico.

Poggianti et al. (2004) encuentran que el cúmulo de Coma carece de la población de galaxias k+a gigantes $M_V \leq -20$ típicas que aparece en los cúmulos a z intermedios (Dressler et al. 1997), mientras encuentra una importante población de galaxias k+a entre la población de enanas $M_V \geq -18.5$. De éstas, se distinguen las k+a azules y las k+a rojas que parece identificarse con estadios tempranos y avanzados, respectivamente, de la fase *post-starbursts*. Especialmente, las k+a rojas se distribuyen sobre la región central y los alrededores (“Zona Suroeste” en el artículo), las k+a azules prefieren la región central. Las k+a azules o con la línea de Balmer más desarrollada tiene una cinemática diferente del promedio, con una $\sigma \sim 1200 \text{ km s}^{-1}$ por lo que parecen pertenecer a una estructura que cae al centro del cúmulo y que coincide en su posición (proyectada) con los bordes de la emisión extendida de rayos X. De Lucia et al. (2009) descartan la existencia de una importante población de galaxias k+a enanas para el caso de un cúmulo a $z=0.54$ mediante observaciones espectroscópicas que muestrean luminosidades en el rango $0.05-0.5 L_*$.

Haines et al. (2007) encuentran un variado comportamiento entre las poblaciones de galaxias segregadas según su emisión en $H\alpha$, su luminosidad y la densidad de galaxias que la rodean. En ambientes densos, el $\sim 70\%$ de las galaxias son pasivas (en FE) independientemente de su luminosidad, mientras en el campo menos denso la proporción de galaxias pasivas va desde $\sim 50\%$ a $M_r \lesssim -21$ hasta 0% a $M_r \sim -18$, es más (1) en el cuartil menos denso para las galaxias $-16 < M_r < -18$ no hay (estadísticamente) una sola galaxia pasiva (2) los únicos ejemplos de galaxias enanas pasivas que se encuentran en el

campo son satélites de una galaxia brillante $L \gtrsim L_*$. Haines et al. (2007) encuentran una reducción del $\sim 30\%$ de la emisión en $H\alpha$ para las galaxias $-18 < M_r < -19$ con emisión en $H\alpha$ en ambientes densos, por lo tanto el grueso de esta población de galaxias esta en proceso lento (> 1 Gaño) de transformación en galaxia pasiva. Concluyendo, la completa ausencia de galaxias enanas pasivas más allá de $\sim 2 R_{vir}$ del halo masivo más cercano indica que la evolución de las galaxias enanas esta guiada por la masa del halo masivo más cercano vía *harrasment* o despojamiento del gas por presión.

1.7. La diversidad de los cúmulos.

1.7.1. Relación y tendencias de las propiedades de los cúmulos.

Abell (1965) propone que los cúmulos de galaxias, atendiendo a su morfología, puede ser divididos en dos clases: regulares (e.g cúmulo de Coma y el de Corona Borealis) e irregulares (e.g. cúmulo de Hercules y de Virgo o el Grupo Local), admitiendo que la frontera entre las dos clases no es clara. Los cúmulos regulares presenta una marcada simetría esférica y un alta concentración central. Describe los cúmulos regulares como cúmulos ricos, con al menos 10^3 galaxias con $M_{pv} < -15$. Las galaxias más luminosas de estos cúmulos son todas, o casi todas, galaxias lenticulares (S0) o elípticas (E), siendo las espirales brillantes prácticamente inexistentes o escasas. Ejemplos prototípicos de éstos son el cúmulo de Coma y de Corona Borealis. Mientras que los cúmulos denominados irregulares no tienen un clara simetría esférica o una fuerte concentración central, sino una apariencia algo amorfa. Sus galaxias más luminosas cubren todos los tipos morfológicos. Respecto a su riqueza, recorren desde los populosos agregados de mas de cien galaxias brillantes hasta pequeños grupos de pocas galaxias. Normalmente contienen pequeñas subcondensaciones y es común que éstas parezcan galaxias dobles (Abell 1965). Bahcall (1977) revisa las numerosas propiedades que caracterizan a los cúmulos de galaxias como sistema y expone las relaciones y tendencias que existen entre ellas. Es interesante el resumen que hace de las tendencias de diferentes propiedades de los cúmulos, en el contexto de la secuencia morfológica de cúmulos propuesta por (Abell 1965), que va desde cúmulos regulares hasta cúmulos irregulares.

1.7.2. Presencia vs. Ausencia de relación entre las propiedades de las galaxias en cúmulos y las propiedades de los cúmulos.

Existe extensa bibliografía enfrentada en torno a la posible relación entre la propiedades de la población de galaxias en cúmulos y la propiedades de los cúmulos en los que habita.

A favor de la ausencia de esta relación tenemos los siguientes trabajos. Smail et al. (1998) comprueban la correlación $f_B - \epsilon$ (= fracción de galaxias más azules que la secuencia roja vs. elipticidad de la emisión difusa en rayos X del ICM del cúmulo) propuesta por Wang & Ulmer (1997) para una muestra de cúmulos a *redshifts* intermedios y encuentran que no tienen significancia estadística. Andreon & Etti (1999) no encuentra

significancia estadística en la relación F_B - L_X a la vez que matiene que el efecto BO proviene otras tendencias internas de los cúmulos y no de una efecto evolutivo; los cúmulos BO de diferentes *redshifts* (diferentes épocas cósmicas) no son objetos de la misma clase y por tanto, comparables. Ellingson et al. (2001) no encuentra una correlación positiva entre la fracción de galaxias con una población estelar envejecida (espectra característico de una galaxia elíptica) y la densidad de gas del ICM dentro de $R_{200}/2$ para una muestra de cúmulos con una gran L_X a $0.18 < z < 0.55$. Fairley et al. (2002) no encuentra correlación entre f_B y la L_X para una muestra de 8 cúmulos a $z \sim 0.25$ y $z \sim 0.5$ dentro de R_{30} y galaxias $M_V < -20$. Popesso et al. (2007) encuentra para una muestra de cúmulos cercanos del RASS-SDSS (RASS, ROSAT All Sky Survey Popesso et al. 2004) que no aparece correlación estadísticamente significativa para la f_{SF} (fracción de galaxias con emisión en $H\alpha$) y propiedades globales del cúmulo como M_{200} , σ_c , N_{gal} o L_X mientras que encuentra no solo correlación de f_B ($u-r < 2.22$) con L_X sino de la contribución al SFR integrado del cúmulo ΣSFR de la galaxias azules ΣSFR_B .

Mientras otros trabajos abogan por la existencia de una relación entre la propiedades de la galaxias en cúmulos y las propiedades de los cúmulos. Martínez et al. (2002) estudian diversas relaciones en una muestra de grupos de galaxias tomados del 2dF y encuentra una fuerte correlación entre la fracción de galaxias con una alta FE y la masa dinámica del grupo que las hospedan, además obtiene una ley de potencia que describe a relación entre la fracción de elípticas y la masa virial del grupo a lo largo de 3 ordenes de magnitud de masa virial. Biviano et al. (1997) estudia la cinemática de la galaxias con emisión en $H\alpha$ en una muestra de cúmulo procedentes del ENACS (ESO Nearby Abell Cluster Survey) y obtiene que la fracción media de galaxias con emisión depende de la σ_c ; f_{SF} va de 0.12 para $\sigma_c \lesssim 600$ km/s hasta 0.08 para $\sigma_c > 900$ km/s. Zabludoff & Mulchaey (1998) encuentran para una muestra de 12 grupos de galaxias, una correlación altamente significativa entre f_E (= fracción de galaxias elípticas que vas desde el $\sim 25\%$ característico del campo hasta el $\sim 55\%$ de los cúmulos más ricos para los grupos con emisión en rayos X mientras se va a 0% para los grupos no detectados en rayos X) y la σ del grupo (ver figura 7). Esto implica que; o la morfología de las galaxias esta determinada por la profundidad del pozo de potencial (Hickson, Huchra & Kindl 1988), o tanto f_E como σ crecer a medida que el grupo evoluciona (Diaferio, Geller & Ramella 1995). Margoniner et al. (2001) encuentran una fuerte correlación para una muestra de 295 cúmulos de Abell entre la f_B y la riqueza del cúmulo. La relación $f_B(z)$ tiene similar pendiente independientemente de la riqueza, pero se traslada hacia valores mayores para riquezas mayores. Goto et al. (2003a) estudia la f_B (segregadas según $g-r$ y $u-r$) y la f_{late} fracción de galaxias de tipo tardío (segregadas según C_{in} y f_{exp}) en 514 cúmulos en el rango $0.02 \leq z \leq 0.3$ del catalogo de *cut and enhance* de SDSS y obtiene que los residuos del ajuste f_B vs. z y f_{late} vs. z tiende a ser menor en los cúmulos de mayor riqueza i.e. estas fracciones, descontaminadas de su tendencia con el *redshift*, son menores en cúmulos más ricos.

1.7.3. Métodos de selección de muestras de cúmulos.

Los primeros catálogos de cúmulos de galaxias (e.g. Abell 1958; Zwicky et al. 1961) fueron elaborados mediante el método de inspección visual de la colección de placas

fotográficas de los primeros grandes mapeados que se hicieron del cielo. Un método más elaborado de detección mediante la emisión en el espectro óptico es el utilizado por Gonzalez et al. (2001) en LCDCS (Las Campanas Distant Cluster Redshift Survey) donde extrae los cúmulos de máximos de brillo superficial en una imagen del cielo construida suavizando imágenes reales a través de un filtro de banda extraancha $\Delta\lambda \gtrsim 2000 \text{ \AA}$. Este tipo de métodos basados en la emisión de las galaxias en el rango óptico la que no permite una comparación directa entre los estados evolutivos de cúmulos a diferente *redshift* (Andreon et al. 2006, sección 3). Gladders & Yee (2000) desarrollaron un método de detección asentado en la presencia universal de la secuencia roja en los cúmulos y en la sobredensidad espacial a la que esta da lugar en el cielo y con este método elaboran un catálogo Gladders & Yee (2005). Este tipo de selección puede dar lugar a un sesgo, desde el punto de vista espectral, hacia cúmulos donde exista una población de galaxia dominado por la secuencia roja y desde la faceta morfológica hacia aquellos cúmulos dominados en su parte brillante por galaxias elípticas i.e. cúmulos de tipo I en clasificación de Bautz-Morgan. Desde la asociación de fuentes difusas en rayos X a los cúmulos de galaxias (ver Gursky & Schwartz 1977, como un sumario de los primeros descubrimientos), se ha tomado la emisión difusa en rayos X como un trazador de las regiones centrales de los cúmulos de galaxias. Desde el satélite HEAO (High Energy Astronomical Observatory Rothschild et al. 1979) hasta ROSAT (ROentgen SATellite Truemper 1982) se ha elaborado catálogos de flujo en rayos X de cúmulos ya conocidos o catálogos de fuentes difusas de rayos X posteriormente asociados a cúmulos. Es evidente que este tipo de selección está sesgada hacia aquellos cúmulos con una importante emisión en rayos X, por tanto, debido a correlaciones internas de los cúmulos con altos valores de $\rho\sigma_c^2$ asociados. Es esta variable $\rho\sigma_c^2$ una de las que determina fuertemente la importancia de los efectos del despojamiento del gas en una población de galaxias en cúmulo.

1.8. Tratamiento multibanda espectral de las galaxias.

B. H. Tinsley inauguró con sus trabajos (e.g. Tinsley 1978; 1980) la técnica más ampliamente utilizada actualmente para la reproducción de espectros de galaxias a partir de espectros estelares; la síntesis evolutiva de poblaciones estelares, que tiene como principales parámetros ajustables la IMF (Función de Masa Inicial), la SFH (Historia de Formación Estelar) y, en algunos casos, el ritmo de enriquecimiento químico del gas interestelar Bruzual & Charlot (2003). Aplicando esta técnica, numerosos códigos espectrofotométricos se han mostrado capaces de reproducir el espectro en el óptico (desde el UV hasta el NIR) de las galaxias normales y de extraer propiedades integrales de la población estelar que las componen (por citar los más populares, Leitherer et al. 1999; Bruzual & Charlot 2003; Fioc & Rocca-Volmerange 1997). Otros códigos se han dedicado a reproducir las propiedades espectrales de la emisión en el FIR por parte del polvo interestelar calentado por la emisión estelar (e.g. Dale et al. 2001; Chary & Elbaz 2001; Rowan-Robinson et al. 2004).

Otra generación de códigos ha intentado reproducir el espectro de las galaxias con FE desde el vUV hasta el FIR. Describimos muy brevemente algunos casos a continuación.

Piovan et al. (2006) han abordado este problema considerando un modelo en el que el polvo se encuentra en dos fases, una densa que alberga a la población de estrellas más joven y responsable de la mayor parte de la emisión ν UV y una fase difusa a lo largo de la cual se encuentra la población estelar más envejecida. Devriendt et al. (1999) construyen la emisión de la componente estelar por un lado y utiliza una curva de extinción empírica con un modelo geométrico sencillo de distribución espacial del polvo que genera el espectro de reemisión procedente de la radiación estelar absorbida por éste. Popescu et al. (2000) resuelven la ecuación de transferencia radiativa para un modelo geométrico consistente en un disco más un bulbo con tratamiento riguroso de la absorción y posterior emisión por parte de los granos de polvo. Dopita et al. (2005) aplica un cuidado tratamiento tanto de la emisión por parte de las PAHs (*Policyclic Aromatic Hydrocarbons*; Hidrocarburos aromáticos policíclicos) y del reprocesado radiativo con una distribución de tamaños de grano de rango muy amplio.

El código GRASIL (Silva et al. 1998) reproduce la distribución espectral de energía (SED, de Spectral Energy Distribution) desde el ν UV hasta el FIR para galaxias normales i.e. galaxias sin actividad nuclear, AGNs. GRASIL es un código espectrofotométrico de evolución de galaxias en el que los efectos del polvo del medio interestelar ha sido tratado con especial cuidado. GRASIL se puede dividir en tres bloques principales; el código de evolución química, la síntesis de poblaciones estelares (SPE) y el bloque que se encarga de la transferencia de radiación en los ambientes con polvo interestelar. Este código público¹¹ además de la ventaja de poseer una larga serie de parámetros astrofísicos de entrada (ver 4.1) sujetos a ser modulados por el usuario, también genera un importante conjunto de propiedades astrofísicas de las galaxias simuladas (ver 4.1), de las que algunas se ofrece su historia evolutiva completa.

¹¹<http://adlibitum.oat.ts.astro.it/silva/grasil/grasil.html>

Capítulo 2

La muestra de cúmulos de galaxias.

2.1. Definición y construcción.

La construcción de la muestra está orientada a conseguir una muestra de cúmulos que estén observados por un conjunto de mapeados del cielo en diferentes bandas espectrales que van desde el ultravioleta de vacío $\lambda \lesssim 3200 \text{ \AA}$ (límite espectral inferior de transparencia atmosférica) hasta el infrarrojo lejano en torno a $100 \mu\text{m}$, a saber¹:

- GALEX (Galaxy Evolution Explorer), una misión espacial con el objetivo de mapear el cielo en vUV $\sim 1000 \text{ \AA}$ hasta $\sim 3000 \text{ \AA}$.
- SDSS (Sloan Digital Sky Survey), un proyecto con un telescopio de 2.5 m desde tierra con el fin de mapear el cielo accesible del Hemisferio Norte en el óptico 3000 \AA hasta $1 \mu\text{m}$.
- 2MASS (Two Micron All Sky Survey), un proyecto con telescopios desde tierra para mapear el cielo en las tres bandas clásicas del infrarrojo cercano.
- IRAS (Infrared Astronomical Satellite), un misión para mapear el cielo al completo en tres bandas del infrarrojo lejano.

Puesto que tanto el mapeado de SDSS como el de GALEX, que no están finalizados a fecha de la construcción de la muestra de cúmulos (Marzo 2008), comprenden áreas de cielo menores que los otros mapeados ya finalizados, como el mapeado 2MASS e IRAS, son los mapeados SDSS y GALEX los que han restringido el área donde seleccionar la muestra de cúmulos y por tanto el tamaño de la muestra.

Desde el trabajo de Solanes et al. (2001) se constató la existencia de una población de galaxias que situándose en regiones alejadas de la región virial, mostraban signos de haber sufrido efectos asociados a la presencia de un denso medio intracumular (i.e. despojamiento del gas). Así pues, también buscamos que los cúmulos estén mapeados desde el centro del cúmulo hasta distancias que de varios radios viriales².

¹en el capítulo 3 se da una descripción más amplia de estos mapeados

²Existen varias fórmulas para el radio virial r_{vir} de un cúmulo, pero todas ellas coinciden en definirlo cualitativamente como el radio de una esfera que encierra la región virializada del cúmulo. La condi-

Otra restricción que exigimos es que los cúmulos sean lo suficientemente cercanos como para que el límite de completitud ³ del mapeado de SDSS alcance a las galaxias enanas, cuyo umbral de luminosidad se ha situado $M_{ABS} \sim -18$. Buena parte de los trabajos de la bibliografía estudian y establecen conclusiones acerca de las galaxias gigantes ($M_* \gtrsim 10^{10} M_\odot$ o $M_{ABS}^* + 1 \lesssim M_{ABS}$) en cúmulos, pero no hay una extensa bibliografía acerca de la influencia del ambiente en las propiedades de las galaxias enanas, solo unos pocos trabajos han apuntando resultados muy generales; en la sección 1.6 citamos algunos de ellos.

Pasamos a describir a continuación el proceso de construcción de la muestra. El primer paso consistió en tomar una compilación de cúmulos de galaxias de la bibliografía a través de página de La Red NED ⁴. Esta primera elección nos evita cualquier tipo de sesgo en la selección de los cúmulos al considerar todos los criterios de detección de cúmulos utilizados en la bibliografía; inspección visual, técnicas de suavizado de imágenes, detección de fuentes extensas en rayos X, etc (ver sección 1.7).

Hemos seleccionado los cúmulos desde redshift $z=0.02$ a $z=0.05$. El límite superior en redshift intenta capturar las galaxias enanas. El límite en completitud de la muestra de galaxias del mapeado espectroscópico es de $r'=17.7$ (<http://www.sdss.org/dr6/>) en la banda- r' de SDSS mientras que el corte en magnitud absoluta en la banda-B para las galaxias enanas comienza en $M_B \sim -18$ (Thuan & Martin 1981; Cox, A. N. 2000).

$$\mu \equiv R - M_R$$

$$R = r' - 0.1837 \cdot (g-r) - 0.0971 \quad ^5 \text{ (Lupton, R. 2005)}$$

$$M_R = M_B - (B-R)$$

$$\log z = 0.2 \mu - 8.477 + \log h \text{ (Universo Local, i.e. } cz \approx HD = 100hD)$$

Asumiremos $h=0.7$ para este trabajo.

siendo:

B, R magnitudes aparentes

M_B, M_R magnitudes absolutas

μ módulo de distancia

$H \equiv 100h$ siendo H la constante de Hubble

z redshift

$$\left\{ \begin{array}{l} \text{Galaxias azules: } (B - R) \approx 0.8, (g - r) \approx 0.2 \Rightarrow z \approx 0.044 \\ \text{Galaxias rojas: } (B - R) \approx 2.0, (g - r) \approx 1.0 \Rightarrow z \approx 0.071 \end{array} \right.$$

Valores para (B-R) tomados de Mobasher et al. (2003) y valores para (g-r) de Blanton et al. (2003)

Así pues, el límite superior en *redshift* es mayor para las galaxias rojas $z \approx 0.071$, que para las galaxias azules $z \approx 0.044$. Finalmente elegimos el corte $z=0.05$ como compromiso

ción de virialización, en su expresión matemática, también varía entre los trabajos de la bibliografía astrofísica

³Se define límite de completitud, sensibilidad, magnitud (flujo) límite o profundidad de un mapeado como aquella magnitud (flujo) a partir de la cual el mapeado no alcanza a detectar fuentes celestes más débiles que esa magnitud (flujo)

⁴NASA/IPAC Extragalactic Database, <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

⁵Obtenido por Lupton, R. (2005) por correspondencia entre la fotometría estelar del DR4 (Data Release 4) del mapeado de Sloan y la fotometría de Stetson, P. (2010) de estrellas candela Landolt

entre los dos límites de *redshift* deducidos. El límite inferior fue elegido con el fin de cubrir en el cielo con unas pocas placas SDSS (1.5 grados de radio) y/o campos de GALEX (0.5 grados de radio) la extensión angular de un cúmulo típico. En cualquier caso, por debajo de $z=0.02$ existen un número ínfimo de cúmulos que posteriormente se reduciría con las restricciones posteriores.

El siguiente paso fue seleccionar aquellos cúmulos cuyos centros están, al menos, en una placa de SDSS y en un campo de GALEX. Este corte produce 373 cúmulos⁶. Con el fin de tener una buena cobertura en cielo de los cúmulos por parte del SDSS, inspeccionamos visualmente la cobertura del mapeado SDSS hasta una radio proyectado en el cielo desde el centro de los cúmulos de $R_P=2.2R_A$ ⁷. Este corte produce 230 cúmulos.

Los cúmulos tomados de la bibliografía a través de NED tienen muy diferentes criterios de selección y detección. Esto puede producir algunos ejemplos de cúmulos espúrios. Por ello necesitamos limpiar de estos objetos cuya clasificación como cúmulos no es fiable. Por otro lado, nos interesa caracterizar la dispersión de velocidades σ_c , de los cúmulos de nuestra muestra. La dispersión de velocidades es una magnitud escalable a la masa gravitatoria del cúmulo, si éste se encuentra virializado; $M_c \propto \sigma_c^2$. Nuestra intención es tener caracterizado los cúmulos por la masa gravitatoria de su halo de materia oscura con el fin de poder segregarlos por masa y estudiar las posibles diferencias en la influencia de ambiente del cúmulo en las galaxias en función de la masa de éstos. Para responder a estos dos propósitos utilizaremos el algoritmo propuesto por Poggianti et al. (2006) en su apéndice C con la única excepción de asumir el centro del cúmulo como el centro del cúmulo aportado por los artículos originales donde se clasifica al cúmulo. En el caso de Poggianti et al. (2006) se toma el centro del cúmulo como la posición de la galaxia más brillante (BCG, de Brightest Cluster Galaxy) en la región central del cúmulo⁸ Pasamos a describir a continuación el algoritmo de cálculo de la σ_c .

- La muestra de galaxias de partida comprende todas las galaxias del mapeado espectroscópico de SDSS contenidas dentro de $2.2R_A$ desde el centro del cúmulo y dentro de ± 0.015 desde el *redshift* del cúmulo propuesto originalmente z_{NED} . Utilizando esta muestra calculamos una primera estimación para z_c y σ_z como la mediana y la mediana de la desviación en valor absoluto mediana($|z_i - z_{NED}|$). Si σ_z es mayor que 0.0017⁹, fijamos $\sigma_z=0.0017$. Esta restricción es necesaria para evitar en lo posible contaminación de estructuras cercanas al cúmulo.
- Seleccionamos la muestra de galaxias dentro de $\pm 3\sigma_z$ desde z_c y dentro de $1.2r_{200}$ ¹⁰

⁶Estos cúmulos se reparten en 99 en el rango $z=[0.02,0.03]$ y 274 en el rango $z=[0.03,0.05]$

⁷El radio de Abell fue propuesto por Abell (1958) y se define como $R_A=1.712'/z$. Este radio corresponde en el Universo Local y con $H=70$ km/s/Mpc a un radio proyectado de $r_A=2.13$ Mpc

⁸La elección del centro de un cúmulos es variable y tiene, al menos, tantas prescripciones como métodos de selección y detección. Y cualquier criterio de elección tiene su propio sesgo. Aun así, la dispersión entre los centros obtenidos por diferentes criterios no difieren más allá de una pequeña porción del tamaño del cúmulo, sobre todo en los cúmulos más masivos. En cualquier caso, estas diferencias no deberían afectar a la medida de la σ_c ni a la fiabilidad en la identificación de un cúmulo.

⁹Este valor corresponde a una $\sigma_c \sim 500$ km s⁻¹ a $z=0$

¹⁰

$$r_{200} = 1,73 \left(\frac{\sigma_c}{1000 \text{ km s}^{-1}} \right) (\Omega_\Lambda + \Omega_0(1+z)^3)^{-1/2} \text{ (Finn et al. 2005)}$$

desde el centro del cúmulo y recalculamos z_c y σ_z mediante los estimadores bipeados¹¹ C_{BI} y S_{BI} , respectivamente (Beers 1990).

- El procedimiento anterior se itera hasta que alcance la convergencia. A cada iteración se redefine la muestra con la que calcular z_c y σ_z con las restricciones indicadas en el punto anterior y los valores obtenidos de la iteración anterior. Si el cúmulo no alcanza la convergencia lo descartamos de la muestra.

En ciertos casos el algoritmo alcanza la convergencia con estructuras que muestran un z_c bastante alejado del z_c original y con $\sigma_c \gg 1000 \text{ km s}^{-1}$. Después de inspeccionar la distribución de velocidades de estos objetos, concluimos que estas estructuras distan mucho de ser cúmulos reales. Con el fin de descartar estas estructuras añadimos dos restricciones en nuestra muestra:

$$|z_c - z_{ori}| \leq 0,0033 \quad (2.1)$$

$$\sigma_c \leq 1300 \text{ km s}^{-1} \quad (2.2)$$

Después de este corte solo sobreviven 86 cúmulos.

NED muestra como un mismo cúmulo objetos de diferentes catálogos de cúmulos cuando la separación angular en el cielo es inferior a $\theta=2'$ (Marion Schmitz - Equipo de trabajo de NED, comunicación privada). Más allá de esa separación los muestra como cúmulos diferentes. Así pues, procedimos a identificar en gráficas $(\alpha-\delta)$ aquellos cúmulos que aunque mostrados como diferentes por NED, son en apariencia el mismo cúmulo. En cada subconjunto de cúmulos que en apariencia eran el mismo, tomamos el cúmulo del catálogo más antiguo como el cúmulo representativo de ese subconjunto¹² y descartamos el resto de cúmulos de ese subconjunto.

Como último paso, inspeccionamos visualmente la cobertura del mapeado de GALEX en cada cúmulo hasta un radio de $R_P=2.2R_A$. De esta última comprobación surgen 16 cúmulos en el rango de *redshift* $z=0.02, 0.05$ cuyas propiedades principales mostramos en la tabla 2.1, su apariencia en el cielo en las figuras 2.1 y 2.2 y su distribución de velocidades en las figuras 2.3 y 2.4.

11

$$\begin{aligned} M &= \text{Mediana}\{x_i\} \\ MAD &= \text{Mediana}\{|x_i - M|\} \\ c &\equiv 6.0 \text{ (Beers 1990)} \\ u_i &= \frac{x_i - M}{cMAD} \\ C_{BI} &= M + \frac{\sum_{|u_i| < 1} (x_i - M)(1 - u_i^2)^2}{\sum_{|u_i| < 1} (1 - u_i^2)^2} \\ S_{BI} &= \sqrt{n} \frac{|\sum_{|u_i| < 1} (x_i - M)^2 (1 - u_i^2)^4|}{|\sum_{|u_i| < 1} (1 - u_i^2)(1 - 5u_i^2)|} \end{aligned}$$

¹²Excepto para el cúmulo WBL 514. En este caso, hemos seleccionado WBL 514 en vez de MKW07 porque este último es segregado en dos subcúmulos por un trabajo posterior al catálogo original.

Tabla 2.1: Muestra de cúmulos.

ID _{NED}	RA grados (2)	DEC grados (3)	z_{med} (4)	σ_{cl} km s ⁻¹ (5)	r_{200} Mpc (6)	n_{200} (7)	θ_{200} deg (8)	μ mag (9)
UGCl 141	138.499	30.2094	0.0228	501.8	1.21	48	4.159	34.948
WBL 245	149.120	20.5119	0.0255	86.7	0.20	2	3.720	35.173
UGCl 148 NED01	142.366	30.2139	0.0263	316.7	0.76	21	3.606	35.235
ABELL 2199	247.154	39.5244	0.0303	756.2	1.83	313	3.125	35.610
WBL 213	139.283	20.0403	0.0290	537.1	1.29	62	3.266	35.527
WBL 514(*)	218.504	3.78111	0.0291	633.7	1.52	88	3.257	35.527
WBL 210	139.025	17.7242	0.0287	433.3	1.06	56	3.298	35.543
WBL 234	145.602	4.27111	0.0291	243.6	0.58	6	3.262	35.543
WBL 205	137.387	20.4464	0.0288	679.8	1.60	37	3.289	35.550
UGCl 393	244.500	35.1000	0.0314	637.9	1.52	121	3.016	35.617
UGCl 391	243.352	37.1575	0.0330	407.0	0.97	8	2.874	35.668
B2 1621+38:[MLO2002] CLUSTER	245.583	37.9611	0.0311	607.3	1.46	95	3.046	35.668
UGCl 271	188.546	47.8911	0.0305	323.2	0.72	23	3.104	35.689
ABELL 1185	167.699	28.6783	0.0328	789.3	1.90	228	2.894	35.780
ABELL 1213	169.121	29.2603	0.0469	565.7	1.35	98	2.021	36.592
ABELL 671(UGCl 123 NED01)	127.322	30.4828	0.0499	849.0	2.00	113	1.900	36.677

- (1) Nombre en formato NED (2) Ascensión recta; (3) Declinación; (4) *redshift* central del cúmulo; (5) dispersión en velocidad; (6) radio 200; (7) n° de galaxias en la región virial; (8) extensión angular celeste de la región virial y (9) módulo de distancia.
 (*) No se aplica el criterio histórico. Ver pie de página 12.
 (1) Compilación de cúmulos de NED actualizada a 28 de Marzo de 2008.

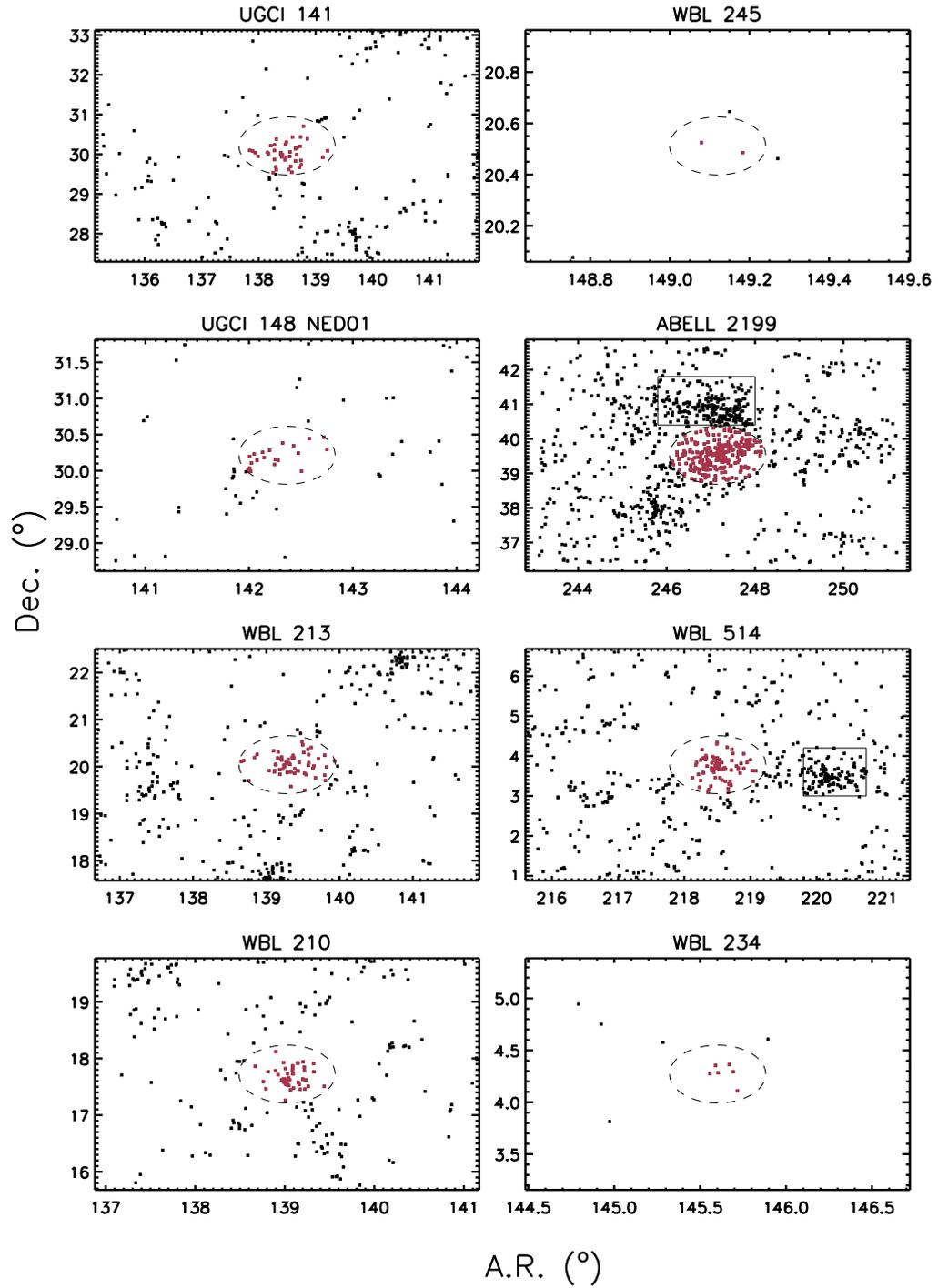


Figura 2.1: Apariencia α - δ de la (primera mitad) de la muestra de cúmulos. El eje de ordenadas corresponde a la declinación y el de las abcisas a la ascensión recta. Los puntos negros corresponden a la muestra de galaxias asociada a cada cúmulo, los puntos rojos corresponden a aquellas galaxias que consideramos dentro de la región virial. El círculo en línea discontinua tiene un radio de un r_{200} . Los recuadros en la gráficas correspondientes a ABELL 2199 y WBL 514, señalan la región virial de cúmulos cercanos ABELL 2197 y WBL 518, respectivamente y que no están incluidos como cúmulos de la muestra (ver subsección 7.1.1).

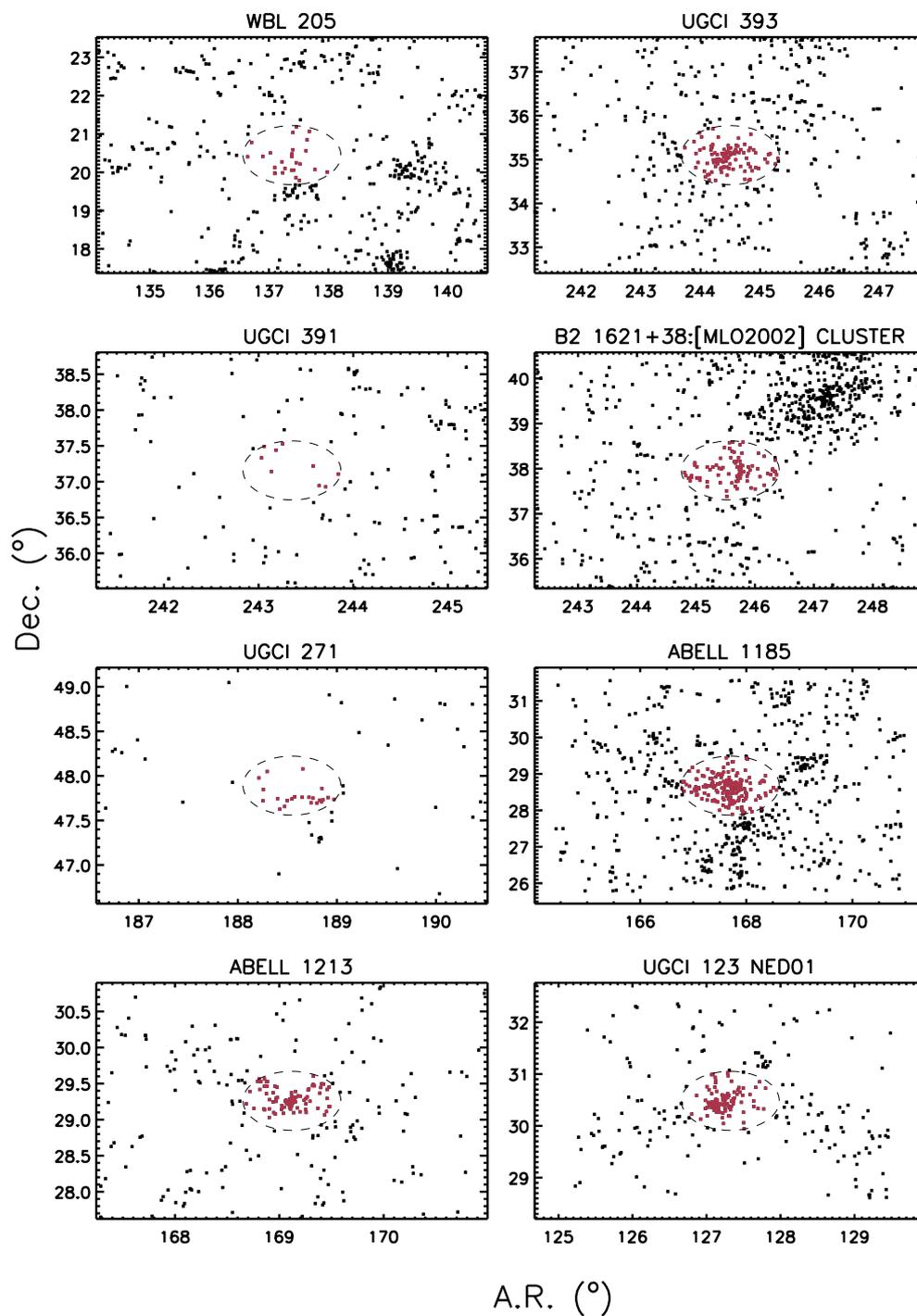


Figura 2.2: Apariencia α - δ de la (segunda mitad) de la muestra de cúmulos. El código de colores y los elementos de la figura son iguales que en la figura 2.1.

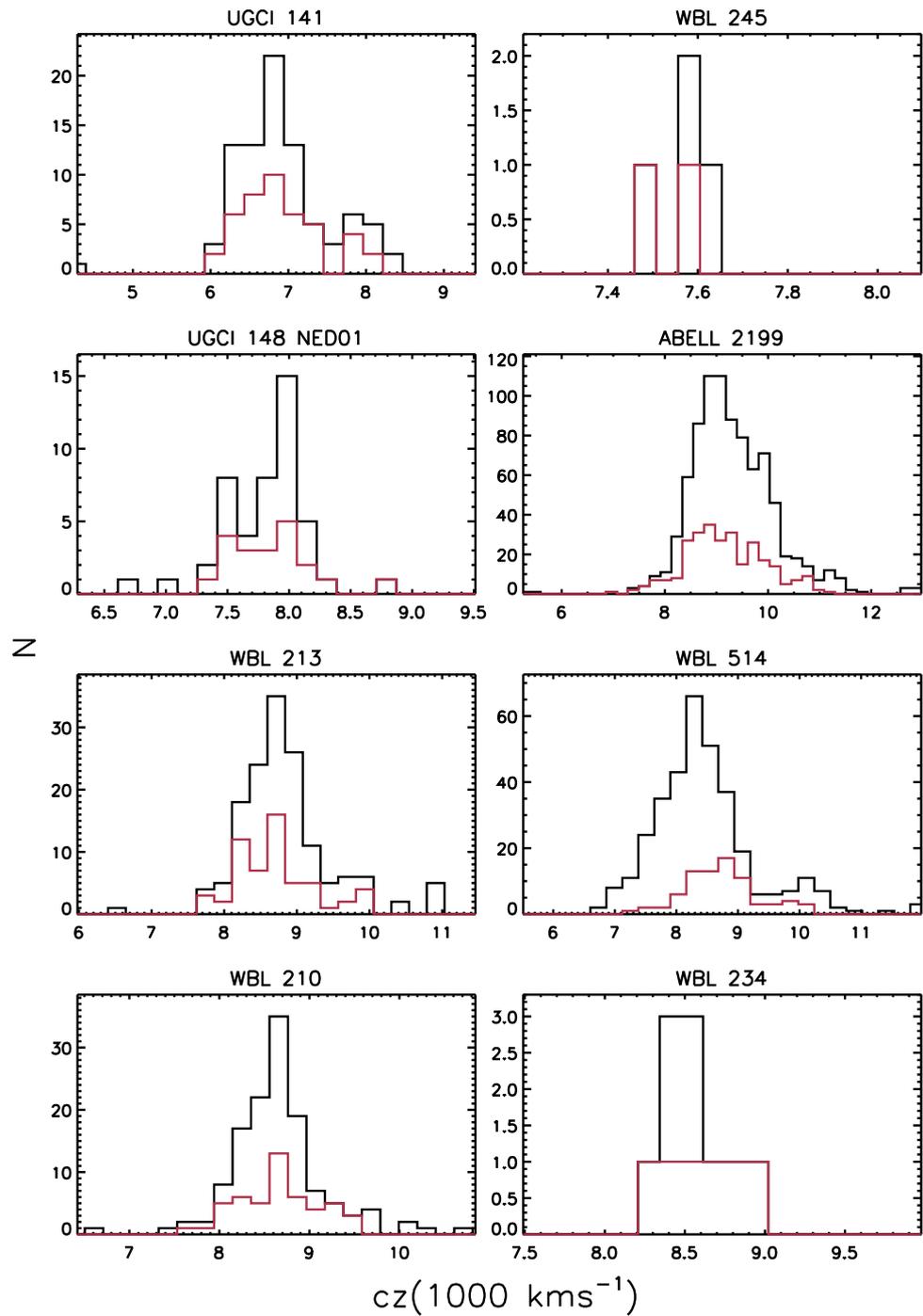


Figura 2.3: Histogramas de velocidad radial de la (primera mitad) muestra de cúmulos. Los histogramas de líneas negras están asociados a la muestra completa de galaxias ligadas a cada cúmulo mientras los histogramas de líneas rojas, aquellas galaxias dentro de $R_P < r_{200}$.

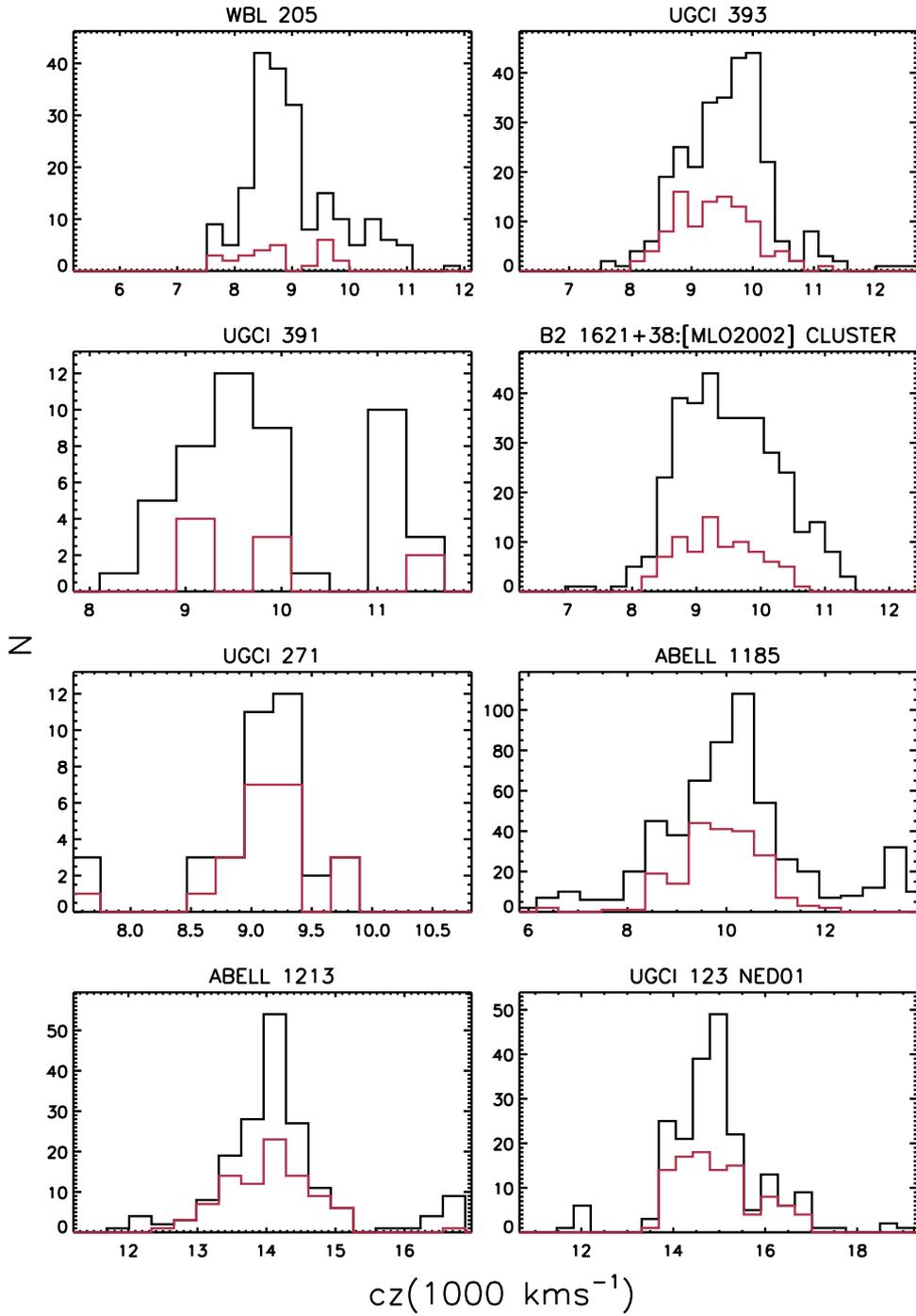


Figura 2.4: Histogramas de velocidad radial de la (segunda mitad) de la muestra de cúmulos. El código de colores y los elementos de la figura son iguales a los de la figura 2.3.

2.2. Descripción de los cúmulos de la muestra.

La compilación de cúmulos que hemos realizado no tiene sesgos en el tipo de cúmulos que se han seleccionado, con el fin de mapear todas las propiedades significativas que caracterizan a los cúmulos y así conseguir una muestra representativa de cúmulos del Universo Local. Por un lado, hemos partido de una fuente que abarca todos los catálogos de cúmulos existentes en la bibliografía, NED; con esta estrategia hemos evitado posibles sesgos en la selección de la muestra (ver subsección 1.7.3). Por otro lado, las restricciones que hemos exigido (i.e. cúmulos relativamente cercanos observados con una amplia extensión angular en los mapeados de SDSS y GALEX) no tienen correlación alguna con la naturaleza intrínseca del cúmulo. Un indicio en este sentido es que la dispersión de velocidades σ_{cl} (ver tabla 2.1) barre desde valores por debajo del umbral considerado de grupos de galaxias $\sigma_c \sim 200 \text{ km s}^{-1}$ (Poggianti et al. 2006) hasta dispersión de velocidades $\sigma_c \sim 800 \text{ km s}^{-1}$ próximas a la de los cúmulos más masivos e.g Cúmulo de Coma con $\sigma_c \sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ (Mahdavi & Geller 2001).

La muestra desde el punto de vista de la estructura dinámico-espacial posee una amplia variedad. La muestra posee desde los cúmulos relativamente compactos como UGCl 141 o WBL 210 hasta otros que se podrían clasificar como cúmulos abiertos (dentro de la clasificación de Zwicky) como son B2 1621+38:[MLO2002] o WBL 514. Aparecen cúmulos donde la población de galaxias de la región virial aparecen en estructuras alineadas (cúmulos tipo L en la clasificación R-S) como los cúmulos UGCl 148 NED01 o el cúmulo UGCl 271. Los cúmulos/grupos WBL 245, WBL 254 o UGCl 271 aparecen aislados del entorno mientras que otros cúmulos como Abell 1185 o Abell 671 poseen evidencias de subestructuras en torno a la región virial. Y también hay que citar el caso del supercúmulo integrado por Abell 2199-Abell 2197-B2 1621+38:[MLO2002] que más que subestructuras con cúmulos propiamente dichos con regiones centrales compactas y virializadas. También en la muestra encontramos el caso del cúmulo WBL 514 que se encuentra junto al cúmulo WBL 518 y para los que Beers et al. (1995) encuentra que se puede tratar con un modelo dinámico de dos cuerpos que se encuentran gravitatoriamente ligados y que se fusionaran en un periodo del orden de varios Ga. Las regiones viriales de los cúmulos WBL 210 y Abell 671 parecen conectadas con filamentos.

En las figuras de la 2.5 a la 2.20 vamos a mostrar imágenes en color compuesto procedente de mapeado Sloan y obtenidas a través de la *SDSS DR6 Finding Chart Tool*¹³, así como bajo las imágenes daremos características y propiedades de cada cúmulo obtenidas de la bibliografía.

¹³<http://cas.sdss.org/dr6/en/tools/chart/chart.asp>

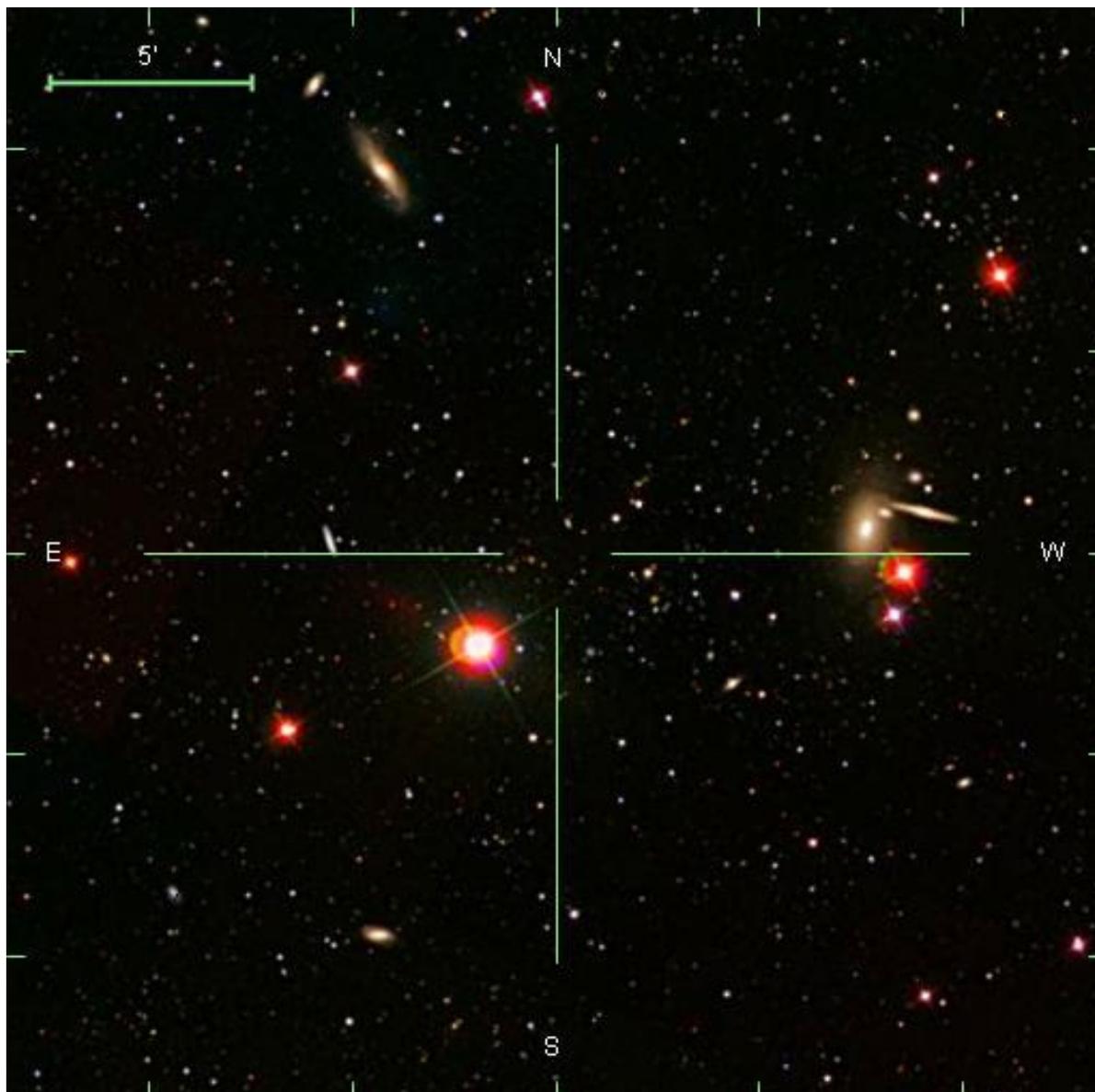


Figura 2.5: UGCl 141: Es un cúmulo de tipo abierto según la clasificación de Zwicky et al. (1968) y relativamente másivo $\sigma_c \sim 500 \text{ km s}^{-1}$. En este cúmulo se encuentra insertado el HCG 37 al cual el catálogo de Mahdavi & Geller (2001) le dan una $\sigma_c \sim 450 \text{ km s}^{-1}$ y una $L_X = 1.31 \cdot 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$

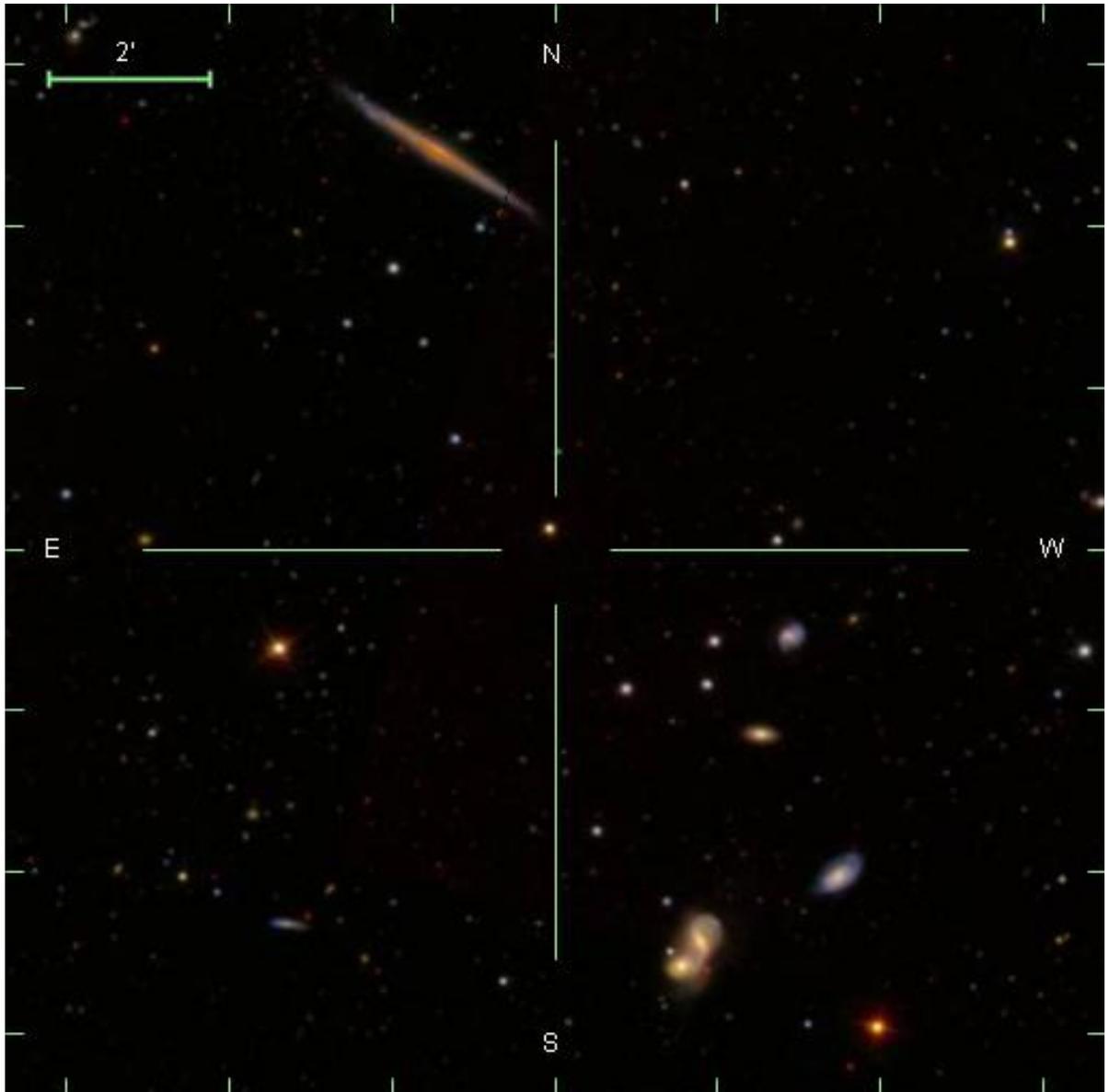


Figura 2.6: WBL 245: Es un cúmulo pobre originario del catalogo de White et al. (1999) para el que Ramella et al. (1997) obtiene una dispersión de velocidades de 188 km^{-1} a partir de cuatro galaxias miembro del cúmulo.

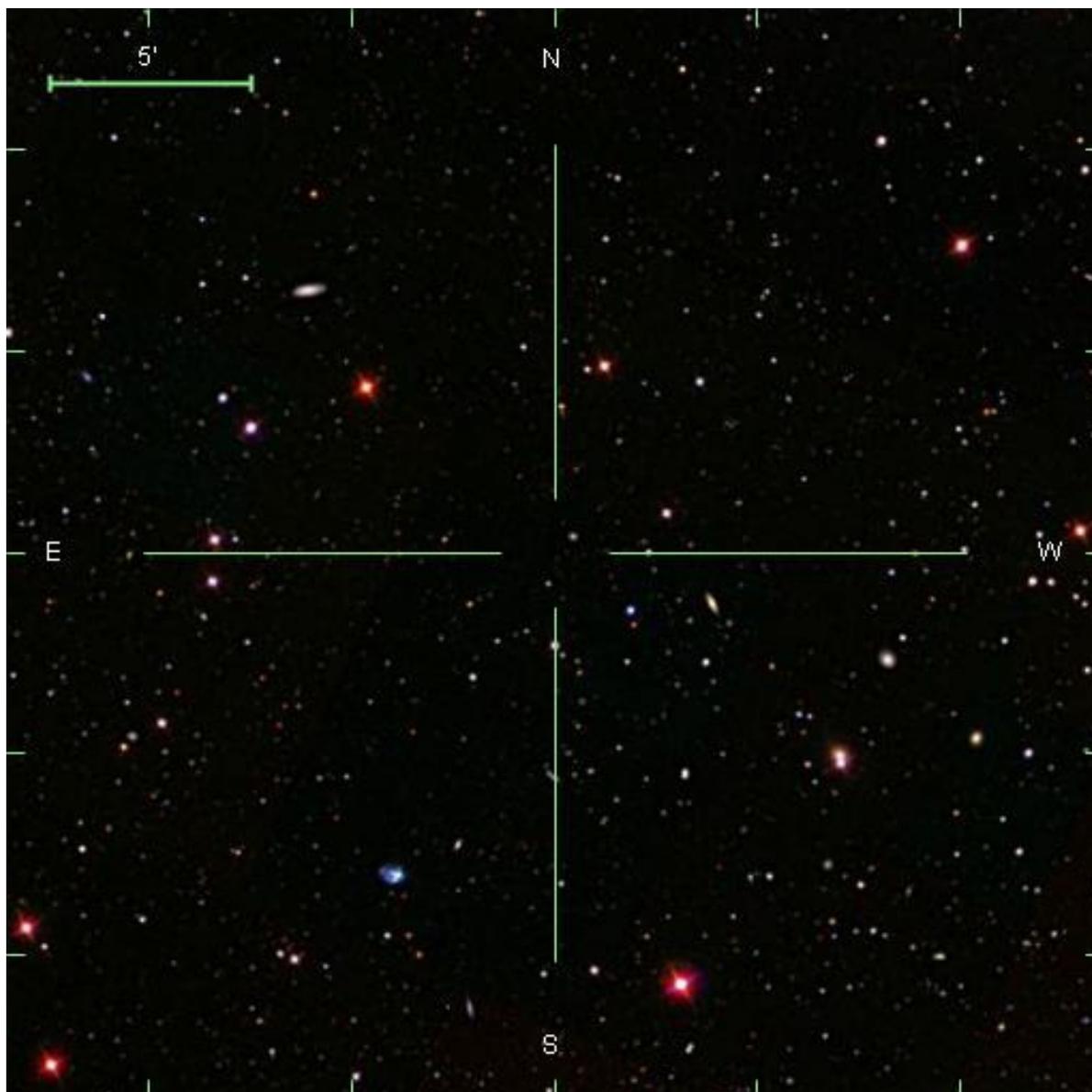


Figura 2.7: UGCl 148 NED01: Es un cúmulo de tipo L en la clasificación de Rood & Sastry (1971). A este cúmulo se le puede asociar el objeto del catálogo RASSCALs (Mahdavi & Geller 2004) NRGb043 con un límite superior en $L_X < 5 \cdot 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$.

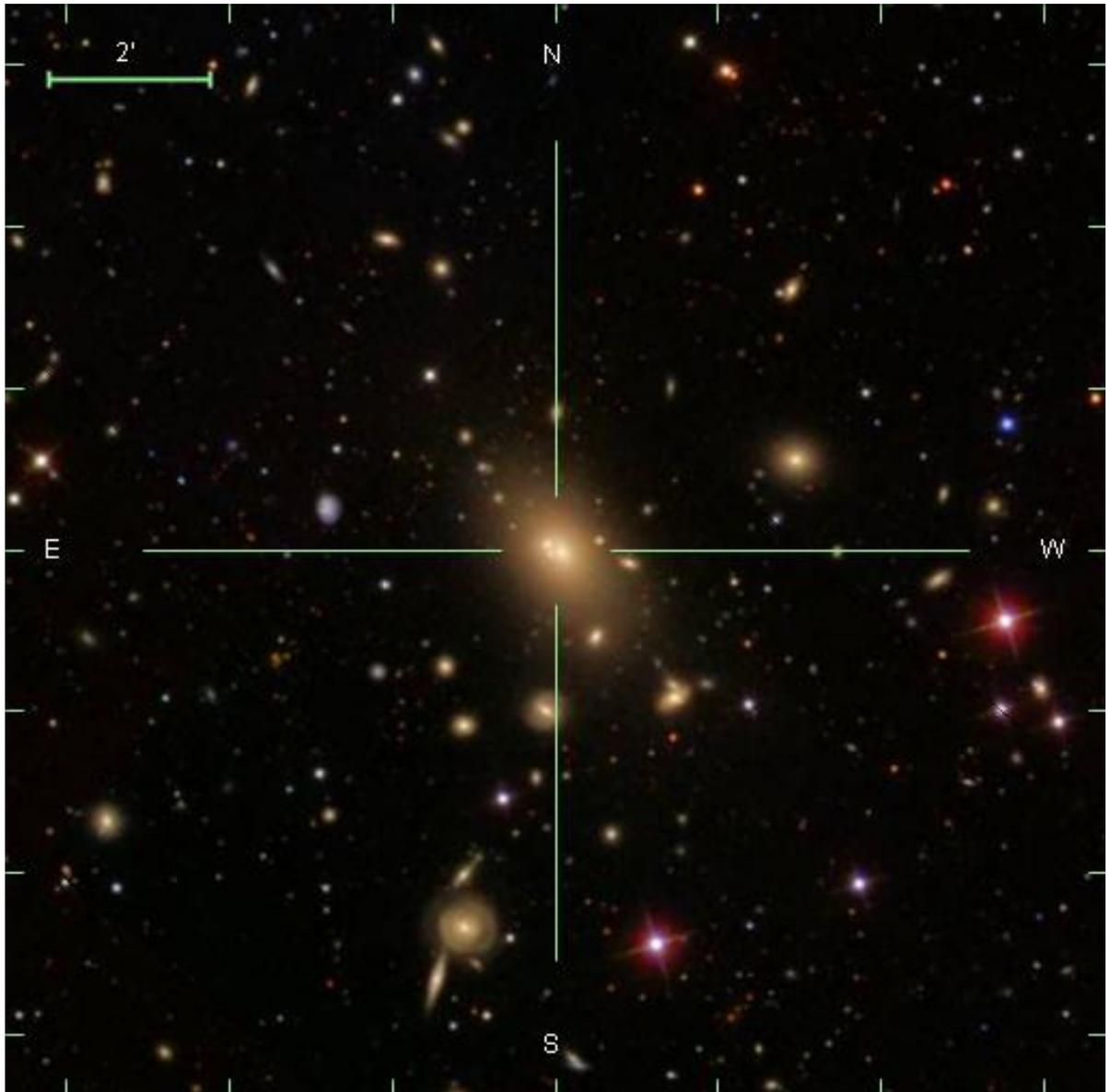


Figura 2.8: ABELL 2199: Es un cúmulo másivo insertado en un supercúmulo ampliamente estudiado en la bibliografía. Es un cúmulo prototípico de tipo Bautz-Morgan I (Bautz & Morgan 1970) y de tipo Rood-Sastry cD (Struble & Rood 1982) siendo la galaxia cD, NGC 6166. ABELL 2199 tiene al menos dos estructuras cercanas dentro de su región de caída; el cúmulo ABELL 2197 al norte y el cúmulo B2 1621+38:[MLO2002] al suroeste (incluido en la muestra). Este cúmulo tiene una importante emisión en rayos X fuertemente nucleada en torno a la galaxia cD (Johnstone et al. 2002) con una luminosidad bolométrica en rayos X de $\sim 7 \cdot 10^{44}$ erg s $^{-1}$ (Wu et al. 1999).

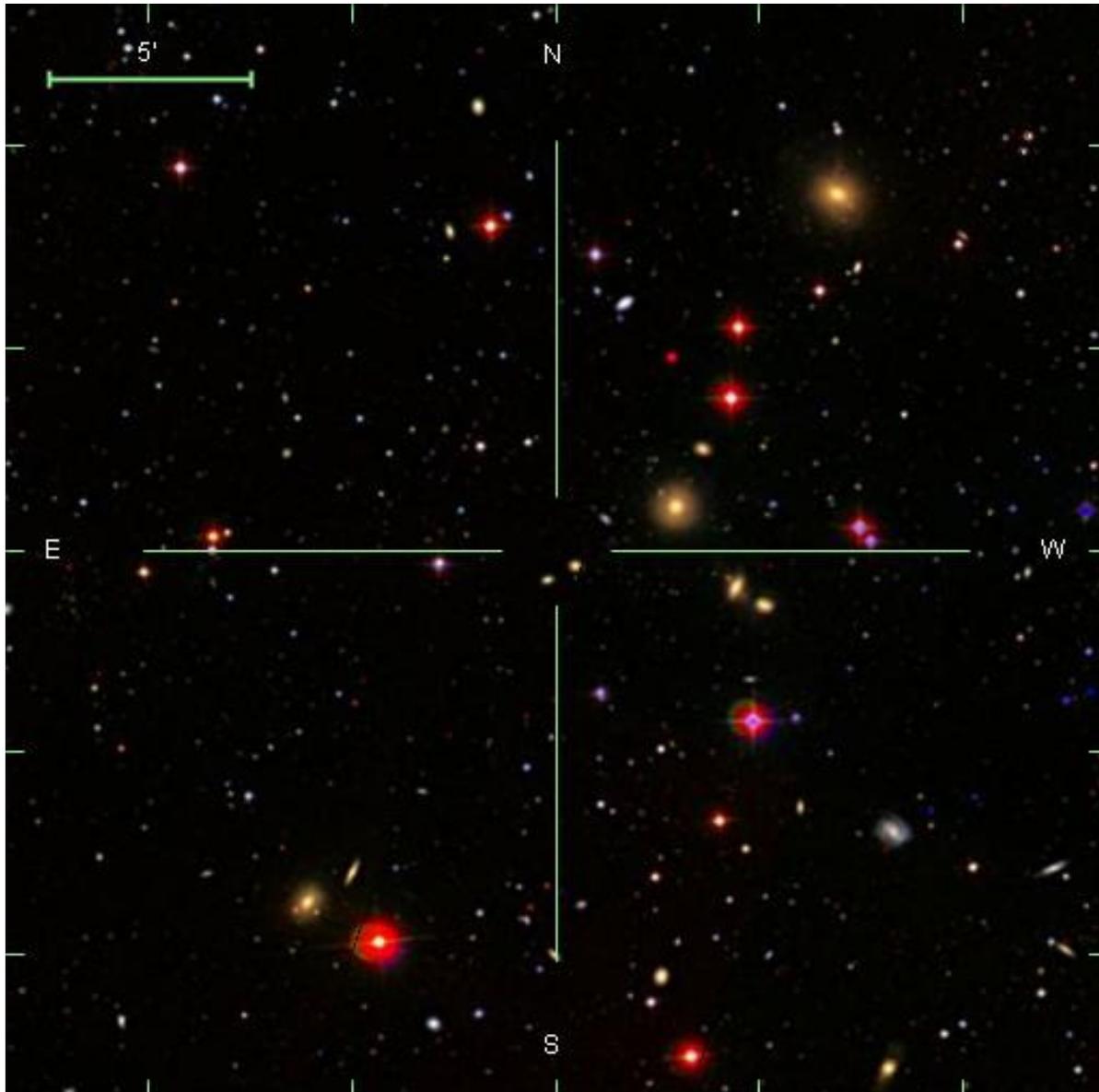


Figura 2.9: WBL 213: Es un cúmulo de tipo Bautz-Morgan II/III con la galaxia central, NGC2804. El catalogo RASSCALs (Mahdavi et al. 2000) lo identifica con la fuente de rayos X, NRGb029 y le asigna un L_X inferior a $\sim 4 \cdot 10^{41}$ en el rango espectral 0.1-2.4 keV band y dentro de una apertura de ~ 0.7 Mpc de radio.

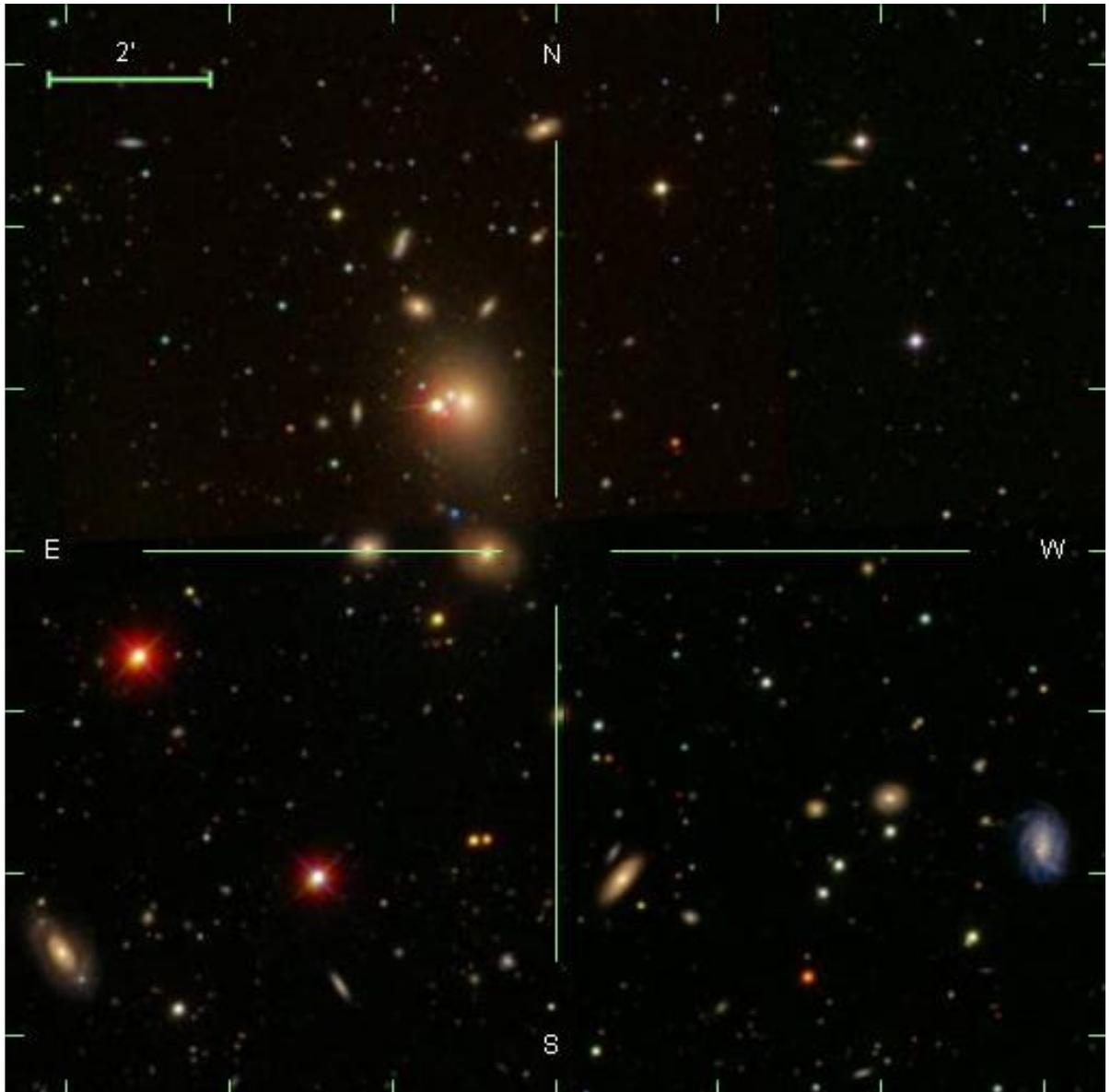


Figura 2.10: WBL 514: Este cúmulo forma parte de una pareja de cúmulos WBL 514 y WBL 518 (al este de WBL 514) de similar masa $\sigma_c \sim 600 \text{ km s}^{-1}$ en proceso de fusión para dar lugar a un cúmulo de mayor masa en un tiempo característico de varios giga-años (Beers et al. 1995). El ICM de este cúmulo se puede asociar al de MKW 07 que tiene una luminosidad en rayos X de $\sim 1.5 \cdot 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ (Wu et al. 1999).

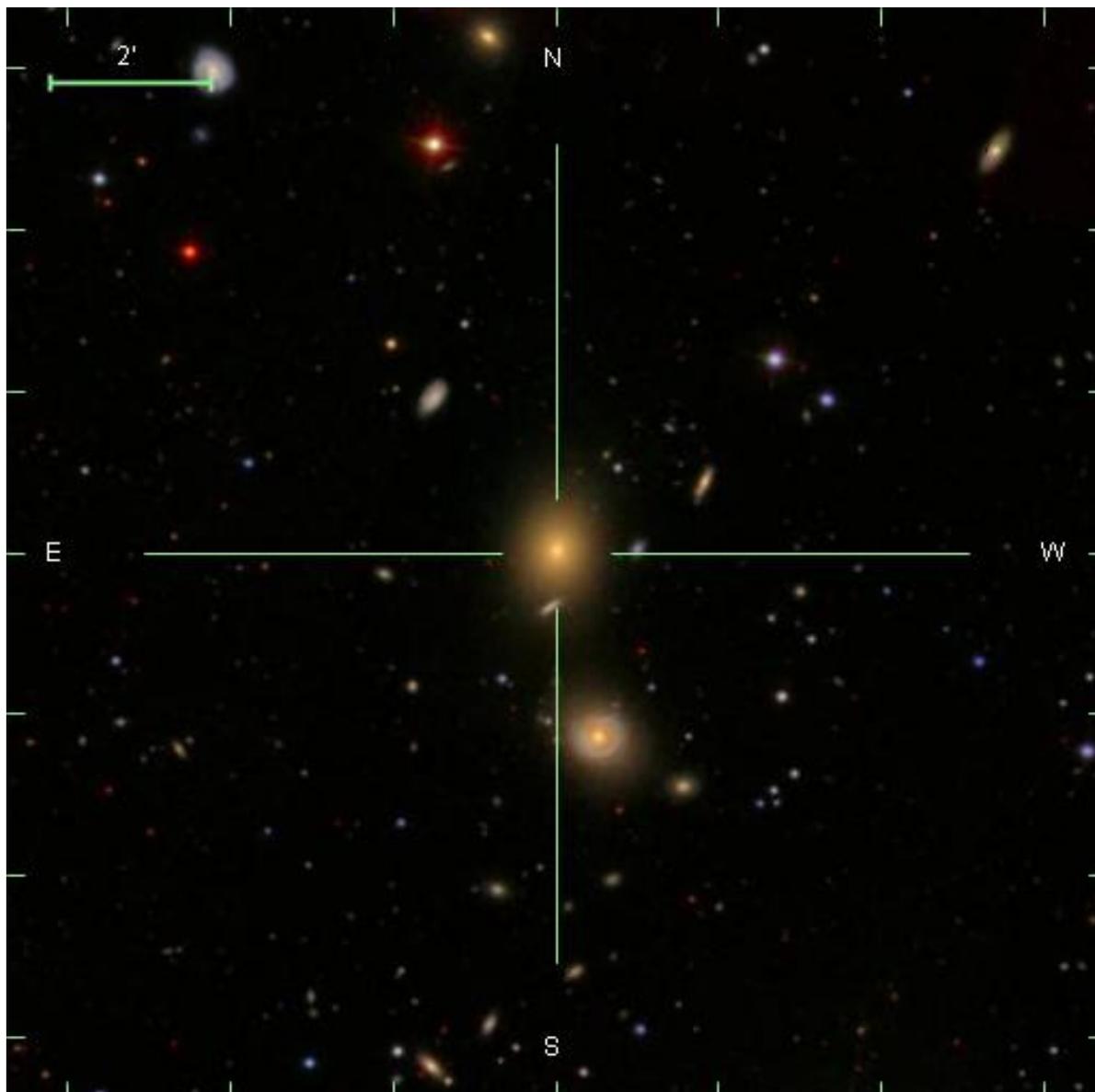


Figura 2.11: WBL 210: Es un cúmulo relativamente compacto de masa intermedia $\sigma_c \sim 400$ km s^{-1} que se encuentra en la vecindad de otros dos cúmulos de la muestra, WBL 213 y WBL 215. Se puede asociar el ICM de este cúmulo al del objeto NRGs 27 que en el catálogo de Mahdavi et al. (2000) tiene una $\log h_{100}^{-1} L_X [0.1-2.4 \text{ keV}] = 42.62$.

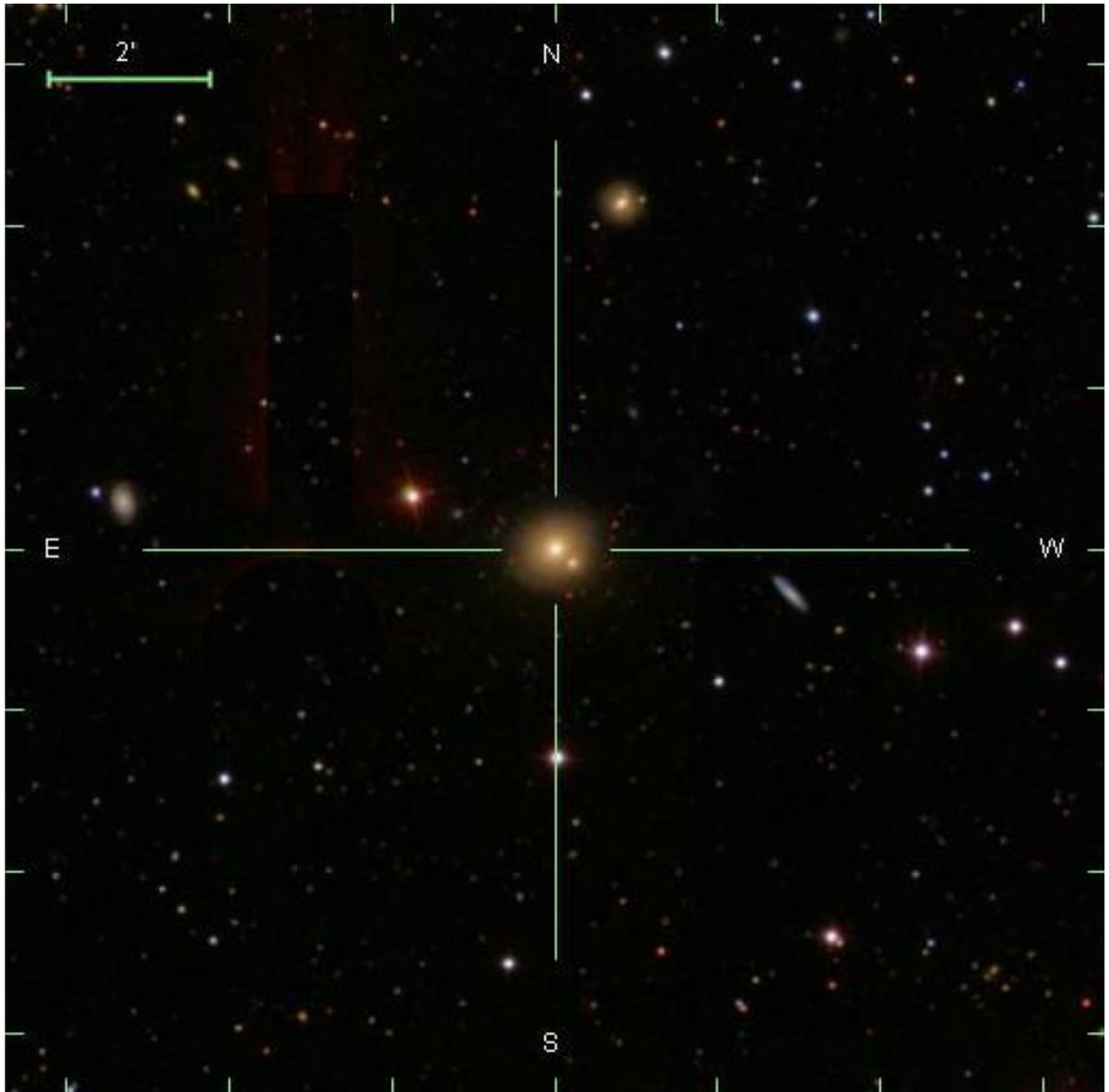


Figura 2.12: WBL 234: Es un cúmulo pobre cercano a la frontera entre cúmulos y grupos $\sigma_c \sim 200 \text{ km s}^{-1}$ y empaquetado en menos de $\sim 0.5^3 \text{ Mpc}^3$ de volumen.

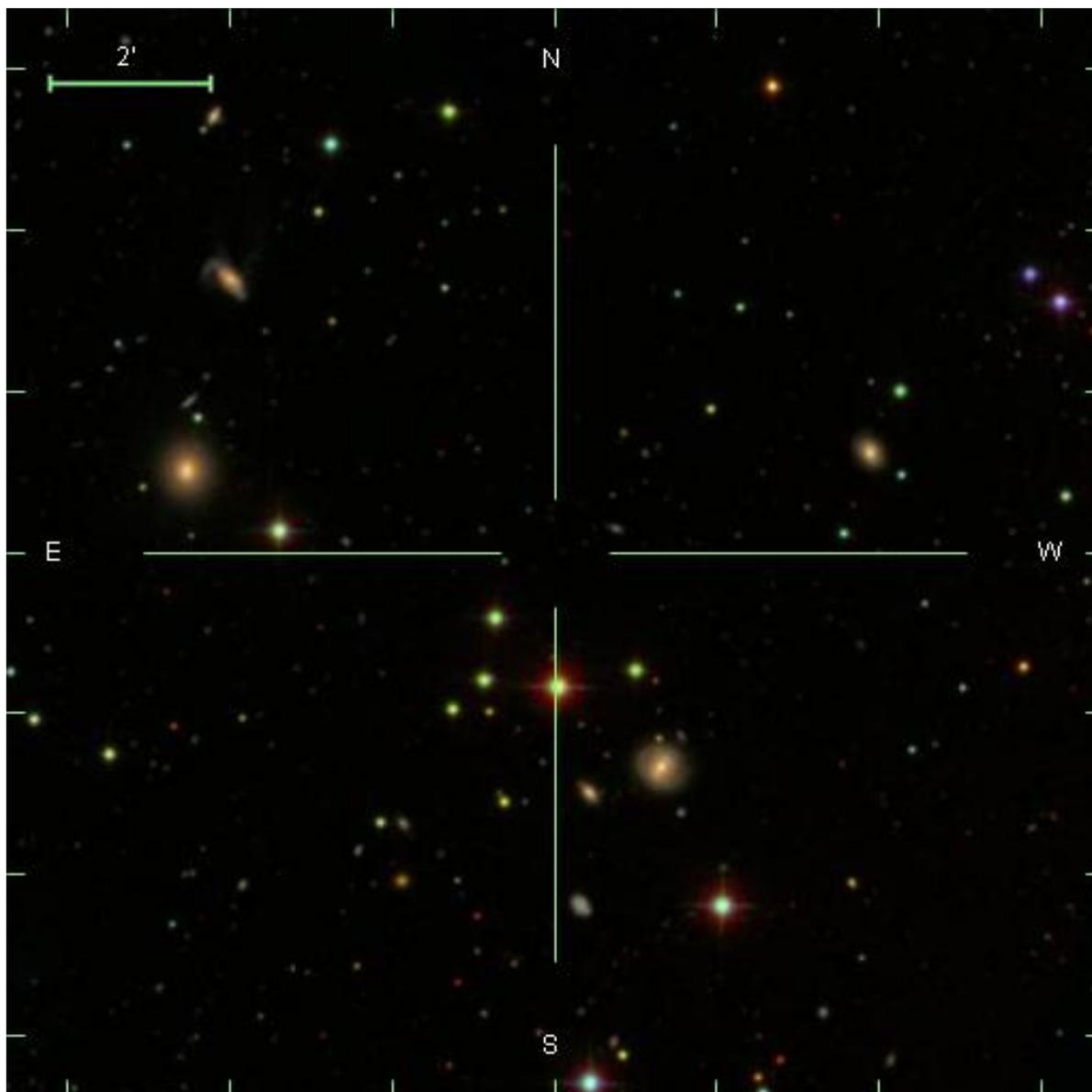


Figura 2.13: WBL 205: Es un cúmulo que posee cierta estructura en velocidad radial, con al menos dos subgrupos segregados en velocidad. Este cúmulo aparece en la vecindad de WBL 213 y WBL 210.

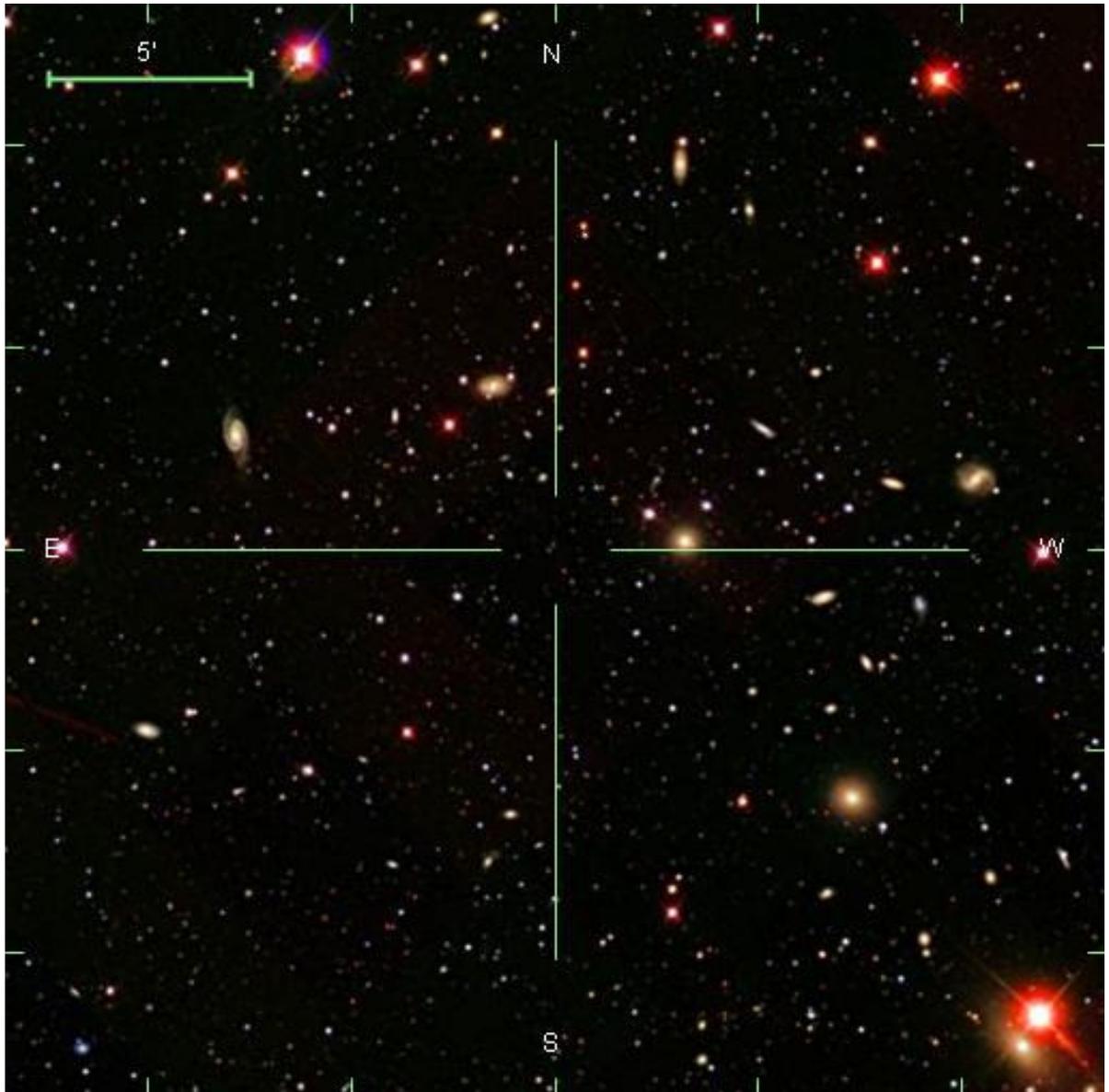


Figura 2.14: UGCl 393: Es un cúmulo de tipo Zwicky medio-compacto al que se puede asociar el ICM de CID 64 al que el catálogo Mahdavi et al. (2000) da una $L_X \sim 3 \cdot 10^{43}$.

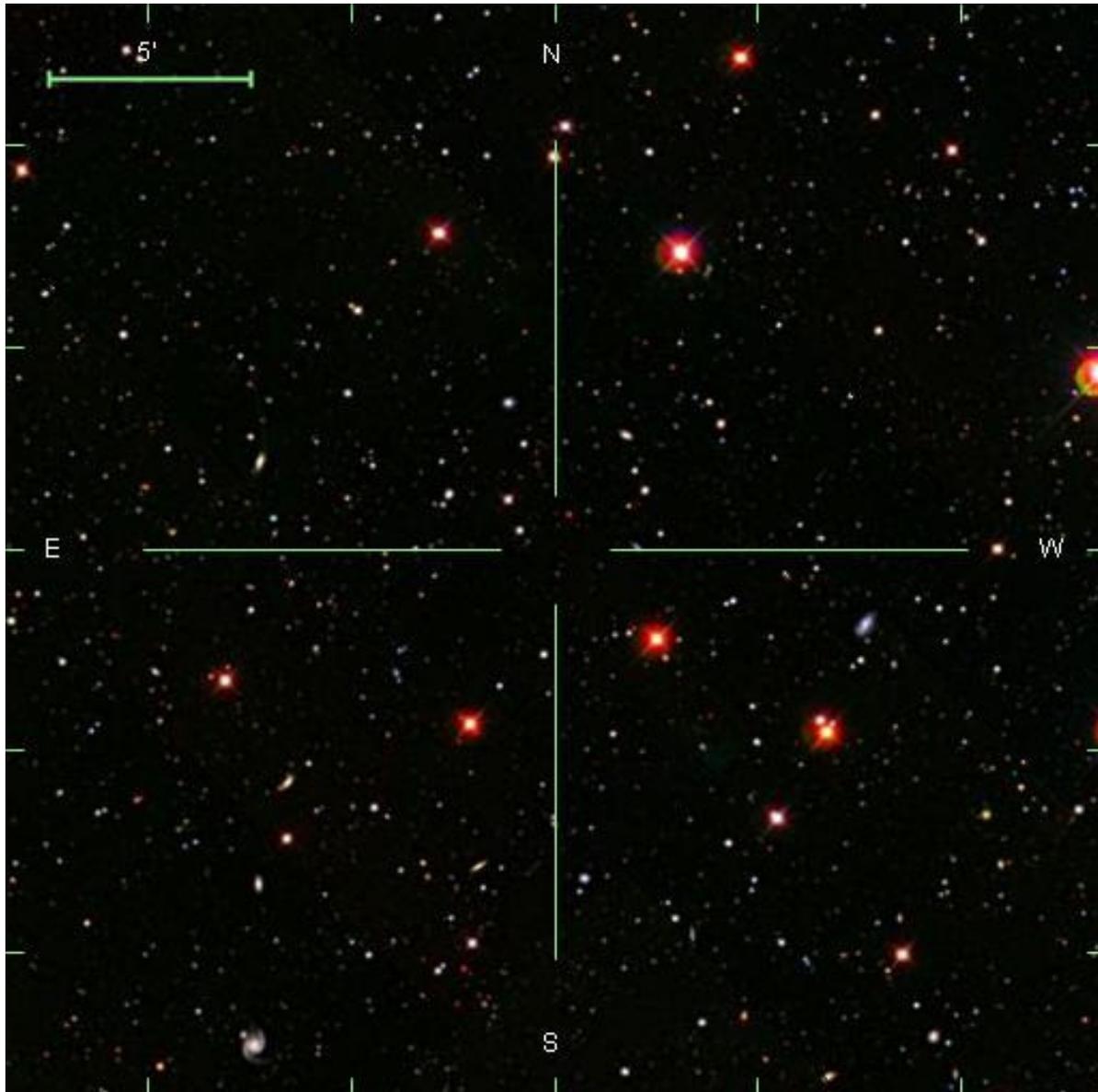


Figura 2.15: UGCl 391: Es un cúmulo de tipo Zwicky abierto.

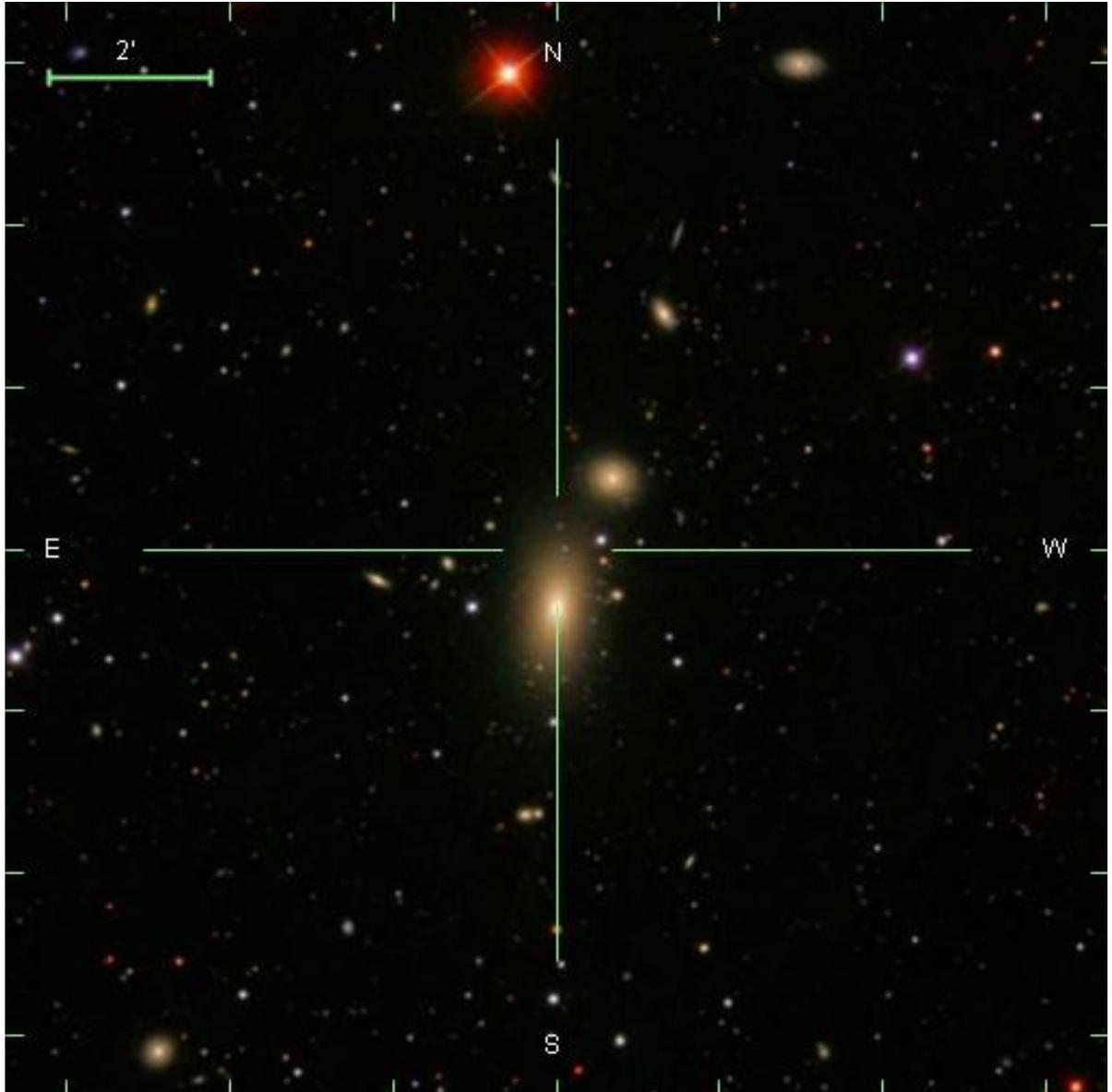


Figura 2.16: B2 1621+38:[MLO2002] CLUSTER: Es un cúmulo satélite de la estructura de cúmulos ABELL 2199 y Abell 2197 nucleado en torno a la radio galaxia central NGC 6137 (B2 1621+38 Fanti et al. 1974). El ICM de este cúmulo se puede identificar con el de NRGs 388 para el que Mahdavi et al. (2000) da una $L_X \sim 1.5 \cdot 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$.

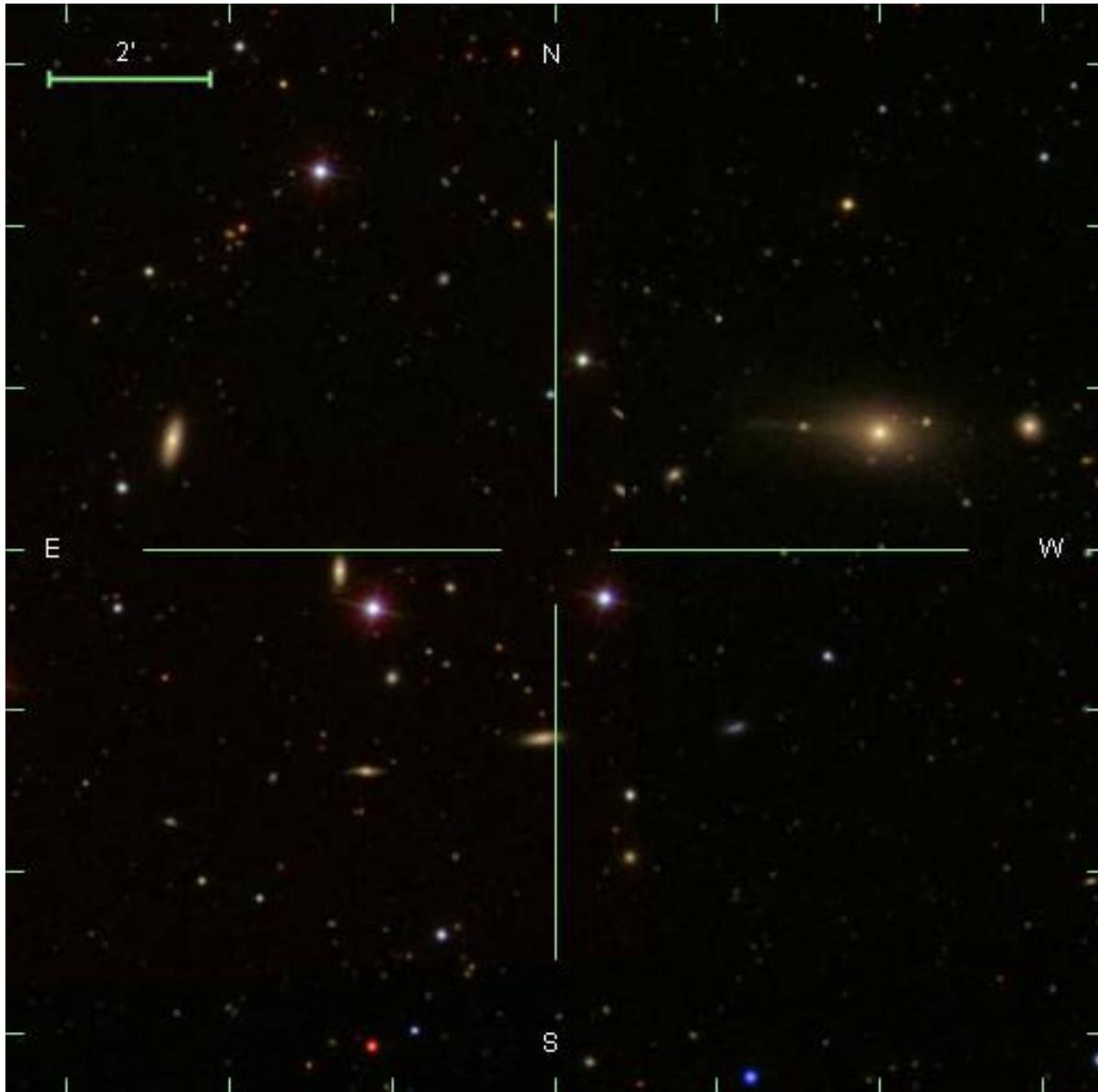


Figura 2.17: UGCl 271: Es un cúmulo de tipo Zwicky abierto.

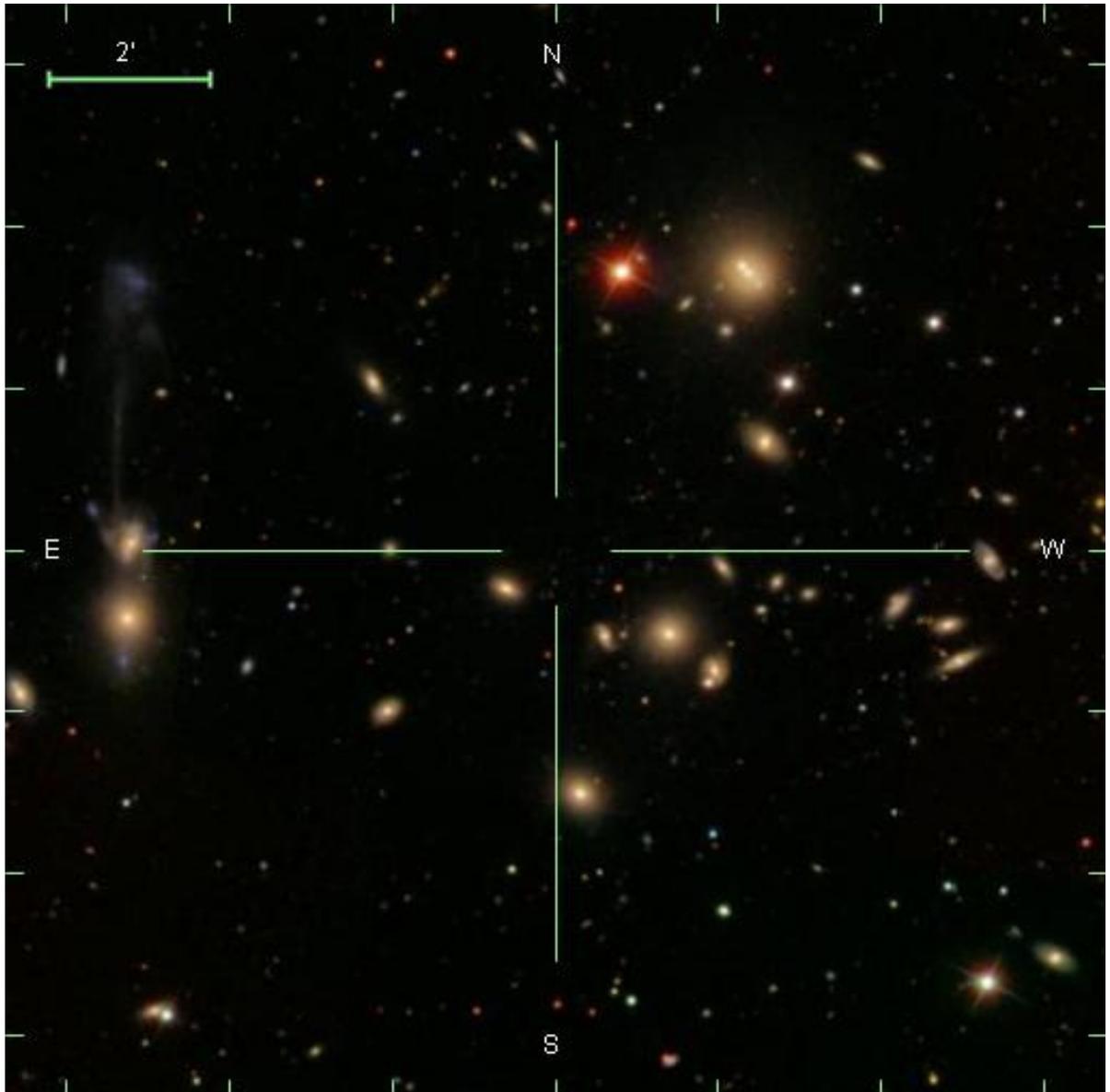


Figura 2.18: ABELL 1185: Es un cúmulo de tipo Bautz-Morgan II, con riqueza de Abell I (Abell 1958) y de tipo Rood-Sastry C10 (Struble & Rood 1982) con una luminosidad bolométrica en rayos X de $\sim 5 \cdot 10^{43}$ erg s⁻¹ (Wu et al. 1999).

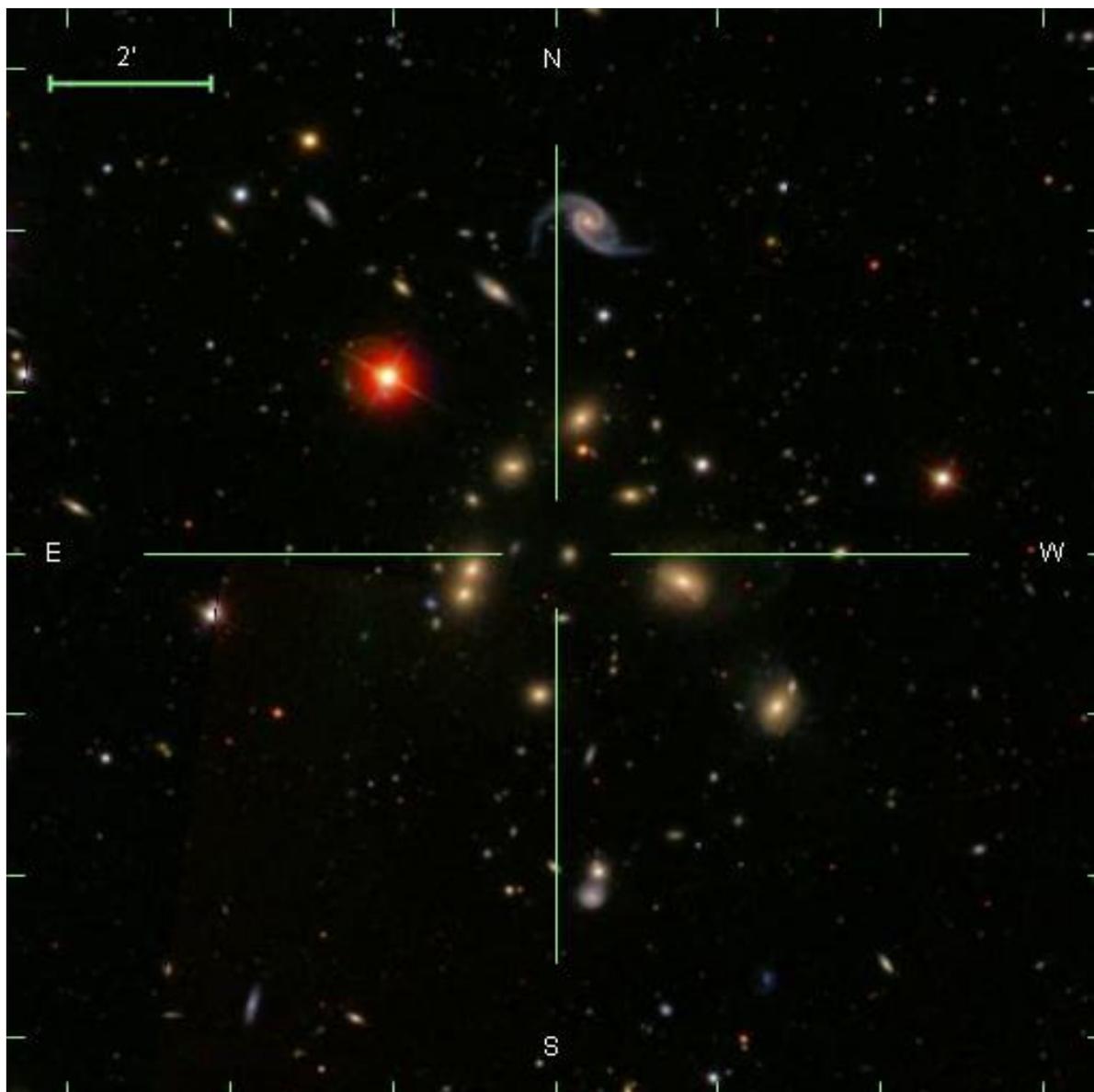


Figura 2.19: ABELL 1213: Es un cúmulo de tipo Bautz-Morgan III, con riqueza de Abell I, de tipo Rood-Sastry C10 (Struble & Rood 1982) con una $L_X \sim 6 \cdot 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ (Wu et al. 1999).

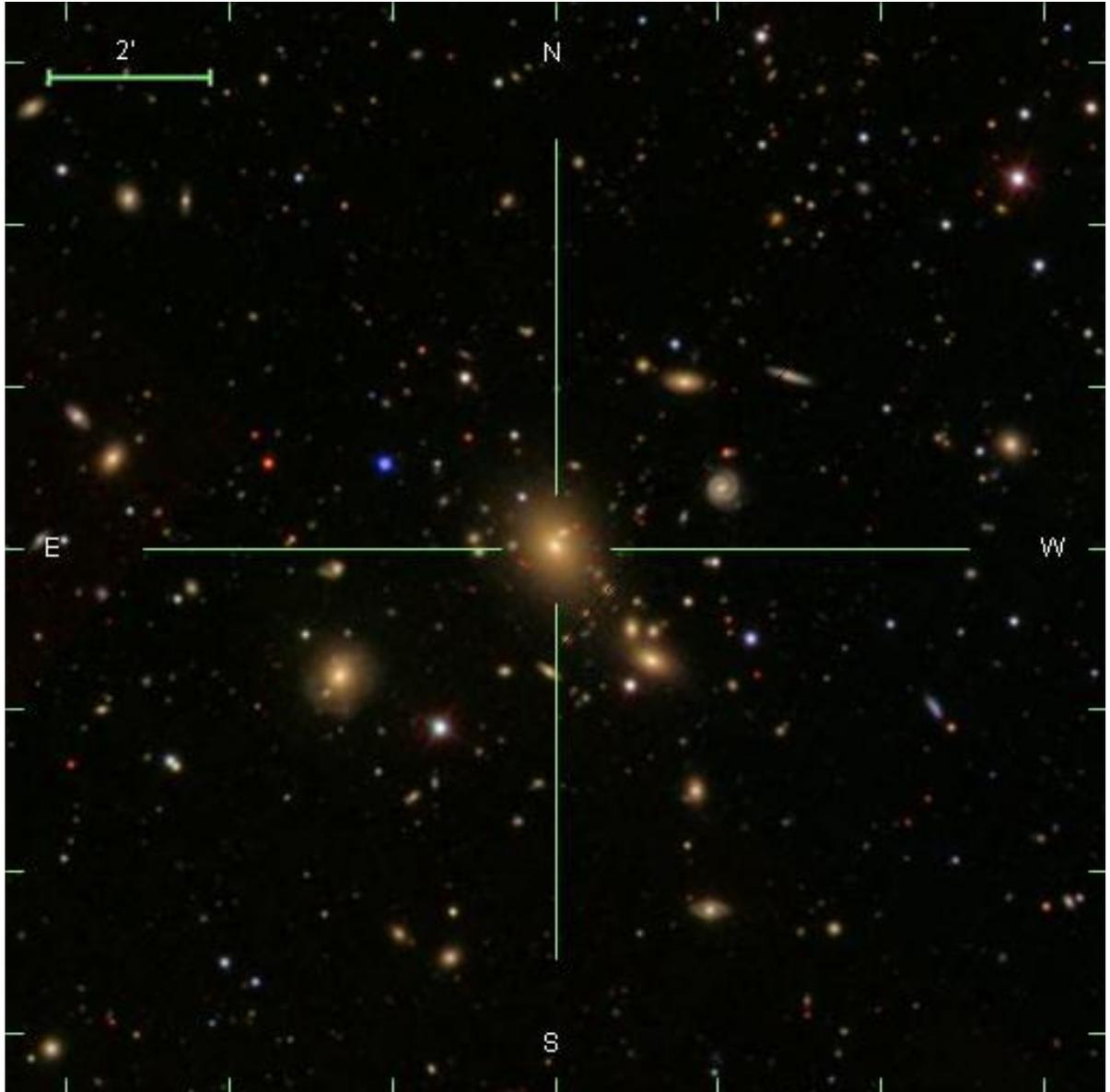


Figura 2.20: ABELL 671: Es un cúmulo de tipo BM II-III, de riqueza Abell 0, de tipo R-S C7 (Struble & Rood 1982) y con una $L_X \sim 2 \cdot 10^{44}$ erg s $^{-1}$ (Wu et al. 1999). Este cúmulo parece alimentado por, al menos, un par de filamentos al sur del cúmulo.

Capítulo 3

Catálogo espectrofotométrico para la muestra de galaxias en cúmulos.

En este capítulo describiremos la compilación de flujos de banda ancha que van desde el UV de vacío ($vUV, \lambda \sim 0.1 \mu m = 1000 \text{ \AA}$) hasta el infrarrojo lejano (FIR, $\lambda \sim 10^4 \mu m$) y de flujos provenientes de líneas de emisión para las galaxias de nuestra muestra de cúmulos de galaxias. En las últimas décadas, varios mapeados del cielo en diferentes rangos espectrales que han cubierto grandes regiones de cielo nos permiten llevar a cabo esta tarea. La asociación entre los flujos de una misma galaxias extraídos de los catálogos de los diferentes mapeados lo realizaremos mediante el correspondencia en el espacio de las coordenadas celestes (α, δ) . Tomaremos como referencia las coordenadas celestes del catálogo de SDSS y serán las que identificaran a cada galaxia en el espacio (α, δ) . A continuación describiremos brevemente los mapeados de los que extraeremos los flujos en diferentes regiones espectrales para las galaxias de la muestra de cúmulos.

Galaxy Evolution Explorer (GALEX, Martin et al. 2005) es un satélite lanzado para, entre otros mapeados, cubrir el cielo a diferentes profundidades y áreas mapeadas en dos filtros en vUV , el FUV (1350-1750 \AA) y el NUV (1750-2750 \AA). El All Sky Survey (AIS) tiene como meta final mapear todo el cielo hasta una sensibilidad de $m_{AB} \approx 20.5$, para la cual se capturarán la mayor parte de galaxias de la muestra espectroscópica de SDSS. El proyecto SDSS (Sloan Digital Sky Survey Adelman-McCarthy et al. 2008) planea, entre otros objetivos astrofísicos, obtener los espectros en el rango óptico de todas las galaxias del Sloan Imaging Survey con $r'_{AB} < 17.7$. El sistema fotométrico del SDSS (Fukugita et al. 1996) cubre el rango óptico desde 3000 a 11000 \AA en cinco filtros de banda ancha; $u' \sim 3551 \text{ \AA}$, $g' \sim 4686 \text{ \AA}$, $r' \sim 6165 \text{ \AA}$, $i' \sim 7481 \text{ \AA}$ y $z' \sim 8931 \text{ \AA}$. El mapeado 2MASS (Two Micron All Sky Survey, <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/>) ha observado la mayor parte del cielo en tres filtros en el infrarrojo cercano (NIR); J (1.25 μm), H (1.65 μm) y K_s (2.17 μm); para detectar y caracterizar, al menos, todas las fuentes puntuales más brillantes que ~ 1 mJy en cada una de las bandas. El satélite IRAS (Infrared Astronomical Satellite Neugebauer et al. 1984) se dedicó a llevar a cabo un mapeado de todo el cielo en cuatro filtros en el FIR a las longitudes de onda de 12, 25, 60 y 100 μm . Esta misión produjo dos catálogos principales; el Point Source Catalog Redshift Survey (PSCz, Saunders et al. 2000) y el Faint Source Survey (FSS, Moshir et al. 1993).

En la tabla 3.1 hacemos un resumen de las principales propiedades de cada mapeado.

Tabla 3.1: Características de los mapeados.

MAPEADO	banda	$\lambda_c(\mu\text{m})$	$\Delta\lambda_c(\mu\text{m})$	$m_{lim}(\text{AB mag.})$
GALEX ¹	NUV	0.2315	0.260	21.5
SDSS ²	u	0.3551	0.599	22.0
	g	0.4686	1.379	22.2
	r	0.6165	1.382	22.2
	i	0.7481	1.535	21.3
	z	0.8931	1.370	20.5
2MASS ³	J	1.25	1.620	16.39
	H	1.65	2.510	16.37
	K_s	2.17	2.620	16.34
IRAS(PSC+FSC) ⁴	12um	12	7.00	10.64
	25um	25	11.15	10.64
	60um	60	32.5	10.64
	100um	100	32.5	8.9

3.1. Flujos prodedentes del SDSS.

3.1.1. Flujos en banda ancha.

Para cada cúmulo, extraeremos las galaxias de la muestra espectroscopica de SDSS siguiendo los siguientes criterios:

- $R_P < 7$ Mpc. Suponiendo el radio típico de un cúmulos rico del orden de 1 Mpc, esta corte será suficiente para ir más allá de la región de caída (Cuesta et al. 2008) y capturar una población de galaxias de campo como muestra de comparación.
- $|z - z_c| < 5\sigma_z$. Esta restricción va más allá del rango dinámico de la región virial i.e. $\pm 3\sigma_{cl}$.
- $z > 10^{-3}$. Este umbral a bajo *redshift* sirve para evitar, en el caso de los cúmulos más cercanos un corte en velocidad radial negativo o del orden de las velocidades radiales que encontramos en la Vía Láctea ($v_{cir} \sim 200 \text{ km s}^{-1}$ Cox, A. N. 2000), que permita la inclusión de estrellas en la muestra.

Para este conjunto de galaxias hemos extraído de información fotométrica y espectroscópica. Los flujos fotométricos corresponden a las cinco bandas ópticas del SDSS. Hemos escogido el tipo de fotometría identificada como *composite flux*, F_{comp} . Este tipo

de fotometría captura el máximo flujo de cada galaxia añadiendo la mínima incerteza posible a los colores ópticos. El código fotométrico de SDSS `photo` (Lupton et al. 2001) utiliza un perfil de brillo de tipo exponencial y uno de tipo *De Vaucouleurs* y busca la combinación lineal en cada banda que mejor ajusta el perfil de brillo de cada galaxia. El coeficiente lineal asociado al perfil *De Vaucouleurs*, que varía entre cero y uno, es identificado con la variable *fracDeV*. Así pues, se define el *composite flux* como:

$$F_{comp} = fracDeV * F_{DeV} + (1-fracDeV) * F_{exp}$$

siendo F_{DeV} y F_{exp} los flujos deducidos de los perfiles *De Vaucouleurs* y exponencial, respectivamente. El error ha sido calculado sumando al error propuesto por `photo` los errores de calibración propuestos en el Data Release 6 (DR6 Adelman-McCarthy et al. 2008).

3.1.2. Flujos de líneas de emisión.

La información espectroscópica que hemos extraído del catalogo del SDSS concierne al *redshift* espectroscópico y a cuatro líneas de emisión; OIII, H β , NII and H α .

En el procedimiento de obtención de propiedades de las galaxias incluimos como dato el SFR de las galaxias deducido a partir de la luminosidad H α corregida de extinción. La corrección de extinción se ha llevado a cabo mediante el metodo del decremento de Balmer asumiendo la ley de extinción de Cardelli et al. (1989) con $R_V=3.1$, luego $A(H\alpha)/A(H\beta)=1/1.42375$. Hemos tomado el cociente de recombinación de líneas del HI en el caso teórico de una nebulosca tipo A a una temperatura $T=10^4K$ fijado a $H\alpha/H\beta=2.87$.

El proyecto SDSS posee dos espectrógrafos de fibra encargados del mapeado espectroscópico. Las fibras de estos espectrógrafos poseen un diametro proyectado en el cielo de 3". Este hecho da lugar a una pérdida de flujo procedente de las regiones más externas en las galaxias de mayor tamaño aparente. Con el fin de reducir los errores sistematicos y aleatorios debido a este efecto de apertura en la estimación del SFR, Kewley et al. (2005) recomiendan utilizar muestras de galaxias que contengan, al menos, el 20 % del flujo total de la galaxia en la banda-B ($260\mu m$). En este caso, se considera el espectro como representativo de la galaxia.

Sobre nuestra de galaxias en cúmulos consideramos como un espectro representativo de la galaxia cuando, el espectro de fibra contiene, al menos, un 1/5 de flujo total de la galaxia en la banda-g. La selección de estas galaxias se lleva a cabo siguiendo la siguiente restricción:

$$g_{fiber}-g_{model} < -2.5 \log_{10}(0.2)$$

siendo g_{fiber} la magnitud en la banda-g medida dentro de una apertura asimilable a la proyección de la fibra en el cielo y g_{model} ; la magnitud en la banda-g identificada con la fotometría *composite flux*.

3.2. Contrapartidas de GALEX.

El correspondencia entre las galaxias observadas en SDSS y GALEX se ha llevado a cabo tomando un radio de correspondencia de 6" tomado de Obrić et al. (2006). El correspondencia ha sido realizado utilizando la aplicación **GalexView**⁵. En el caso en que ninguna fuente UV aparezca en el círculo de correspondencia, no incluimos la información fotométrica del UV a esa fuente. El porcentaje de fuentes sin contrapartida UV es menor del $\sim 20\%$. Esta circunstancia se puede deber a dos causas; esa zona de cielo no ha sido observada por GALEX ó, la contrapartida vUV no ha sido detectada por GALEX. En la primera causa, no existe un sesgo a priori que afecte a un subgrupo particular de galaxias sino a todas por igual i.e. la posición aparente de las galaxias en el cielo no tiene correlación con ninguna de sus propiedades intrínsecas. En la segunda causa, teniendo en cuenta la sensibilidad del mapeado Sloan $r' \sim 18$ y el mapeado GALEX $NUV_{lim} \sim 22$ y la frontera de color NUV-r entre las galaxias denominadas rojas y las galaxias azules $(NUV-r) \sim 4$, solo las galaxias rojas de menor brillo aparente $r' \gtrsim 16$ (i.e. de menor luminosidad, debido al estrecho rango de distancias a la que encuentran los cúmulos). Gracias al método que utilizamos para obtener las propiedades de las galaxias, tanto la clasificación espectral (roja vs. azul) como las propiedades que obtengamos serán lo suficientemente fidedignas, como para no afectar nuestros análisis.

En el caso de GALEX, solo hemos utilizado la banda NUV debido a los problemas que presenta la banda FUV; e.g. difícil tratamiento de la corrección por *flat field*, errores sistematicos en la calibración, mal comportamiento frente a medidas repetidas, etc (Morrissey et al. 2007); posteriormente corregidos⁶ en el GR6 (GALEX Release 6). En cualquier caso, la información espectral contenida en la banda FUV, la población estelar promedio que muestrea, su edad y propiedades asociadas ya está contenida en la banda NUV y esta información es claramente distinguible de la aportada por las bandas ópticas. A lo que hay que añadir una mayor calidad fotométrica de la banda NUV como una mayor señal-ruido, incertidumbres mucho menores frente a repetibilidad de la medida fotométrica, etc. Para la fotometría de la banda NUV de GALEX, hemos escogido la fotometría de apertura elíptica (opción `MAG_AUTO` en el código `SExtractor`, Bertin & Arnouts 1996) con el fin de capturar el flujo total de la galaxia. Las magnitudes son corregidas de extinción Galáctica a partir del exceso de color $E(B-V)$ aportado por los catálogos GALEX para cada fuente y tomando la ley de extinción de Cardelli⁷.

3.3. Contrapartidas de 2MASS.

EL proyecto 2MASS posee dos catalogos principales, el All-Sky Extended Source Catalog (XSC) y el 2MASS All-Sky Point Source Catalog (PSC). Gracias a la suficiente resolución angular de 2MASS ($FWHM \sim 2.5-3''$)⁸ estos dos catalogos corresponden, bas-

⁵<http://galex.stsci.edu/GalexView/#>

⁶http://galex.stsci.edu/doc/gr6_cs.txt

⁷ $A_{FUV} = (A_{FUV}/A_V) * A_V = (A_{FUV}/A_V)_{Card} * R_{V,MW} * E(B-V) \equiv 2.70194 * 3.1 * E(B-V)_{galaxy} = 8.376 * E(B-V)_{galaxy}$

⁸http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/second/doc/sec3_1c.html

tante aproximadamente, a estrellas/cuásares, el PSC y a galaxias extensas, el XSC. Así pues solo llevaremos a cabo el correspondencia de las fuentes SDSS con el catalogo de 2MASS de fuentes puntuales, el XSC. Esta vez, utilizaremos el radio de correspondencia entre SDSS y 2MASS propuesto por Blanton et al. (2005), $r_{\text{correspondencia}}=3''$. De igual manera que en el correspondencia de fuentes SDSS-GALEX, la magnitud en las bandas de 2MASS para las contrapartidas NIR se fijará al límite de completitud de cada banda (Finlator et al. 2000). El error de estos límites inferiores en magnitud será fijado a 1 mag, rango en magnitud en el que desaparecen las fuentes tras el 100 % de completitud⁹. En el caso de los flujos 2MASS, hemos escogido la fotometría denominada *total magnitude* obtenida de la integral entre el menor radio isofotal de $\mu=20$ mag arcsec⁻² y un perfil radial de Sérsic (Sérsic 1963) ajustado al perfil de brillo superficial de la galaxia (Jarrett et al. 2000). Aplicamos la conversión de magnitudes en sistema Vega a sistema AB obtenido por Finlator et al. (2000).

3.4. Contrapartidas de IRAS.

En la corresponcia entre la astrometria de Sloan y la de IRAS hemos empleado el catalogo conjunto de fuentes en FIR PSCz \oplus FSC; Point Source Catalog redshift (Saunders et al. 2000) + Faint Source Catalog (Moshir et al. 1993)). El FSC es ~ 2.5 más profundo que el PSC y el flujo umbral que aproximadamente separa la distribución de flujo de cada catálogo está en torno a 0.4 Jy. El radio de correspondencia se fijó a $r=30''$, valor tomado de Blanton et al. (2005). Debido a la baja densidad proyectada de fuentes detectadas, el porcentaje de fuentes SDSS con contrapartida FIR es muy bajo, $\sim 1-5\%$. Para las galaxias sin cotrapartida FIR, fijamos el flujo al límite de completitud en cada banda (Moshir et al. 1993). El error en este caso lo fijamo al error nominal propuesto para el PSCz (Saunders et al. 2000) error absoluto + error relativo = 0.06 Jy + 11 % .

3.5. Compatibilidad de la fotometría entre los diferentes mapeados.

En los mapeados de las diferentes bandas espectrales hemos escogido siempre la opción de fotometría que capturará la totalidad del flujo procedente de la fuente; MAG_AUTO en el caso de GALEX, el *composite flux* en Sloan, las *total mangitudes* para el 2MASS y en el caso de IRAS, el flujo procedente de ajustar la PSF a las fuentes (*point-like sources photometry*). Con esta estrategia hemos evitado sesgos entre los flujos en banda ancha de los mapeados debidos a sus diferentes características observacionales (e.g. resolución angular, intensidad y comportamiento estadístico del fondo de cielo, etc). En otro caso, los flujos asociados al mismo objeto hubieran procedido de diferentes regiones, más o menos centrales, pero diferentes en su extensión.

⁹http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/sec2_3d3.html

Capítulo 4

Cálculo de las propiedades de las galaxias.

Las propiedades de galaxias son obtenidas como promedio estadístico de un conjunto de espectros sintéticos generados con el código GRASIL pesado con la bondad del ajuste entre los flujos multi-rango espectral cada galaxia y el citado conjunto de espectros sintéticos.

4.1. El código GRASIL.

El código GRASIL (ampliamente explicado en Silva et al. 1998; Silva 1999) reproduce el espectro desde el vUV hasta el FIR para galaxias normales i.e. galaxias sin actividad nuclear, AGNs. GRASIL es un código espectrofotométrico de evolución de galaxias en el que los efectos del polvo del medio interestelar ha sido tratado con especial cuidado. GRASIL se puede dividir en tres bloques principales; el código de evolución química, la síntesis de poblaciones estelares (SPE) y el bloque que se encarga de la transferencia de radiación en los ambientes con polvo interestelar.

4.1.1. Código de evolución química.

El código de evolución química sigue el modo propuesto por Tantalo et al. (1996). Éste esta basado en el modelo de “caja abierta” con entrada/caída de gas a la galaxias a un ritmo exponencial en el tiempo. La Historia de Formación Estelar (HFE) de la galaxia simulada está regulada por esta entrada de gas y una ley empírica de FE propuesta por Schmidt (1959) el la que el SFR esta relacionada con la cantidad de gas disponible en la galaxia en la forma:

$$\text{SFR} = \nu M_{gas}^k$$

siendo M_{gas} la masa de gas disponible para FE (neutro+atómico) de la galaxia mientras ν y k dos constantes con el valor adecuado para reproducir la intensidad de

la FE. Esta ley esta ampliamente contrastada en la bibliografía a lo largo de varias decadas de SFR y M_{gas} (Kennicutt 1998) y escalas espaciales (Elmegreen 2002).

4.1.2. Síntesis de poblaciones estelares.

El total de la población estelar de una galaxia simulada esta calculada con las trazas evolutivas estelares de Bertelli et al. (1994) en la forma propuesta por Bressan et al. (1994). La distribución en masa de las estrellas en su momento de formación $\frac{dN}{dM}$ se puede hacer de acuerdo a diferentes IMFs con diversos límites inferior y superior; en nuestra caso hemos elegido la IMF de Salpeter (Salpeter 1955) $IMF \propto M^{-2.35}$ entre 0.15 y 120 masas solares. En el código se ha incorporado el tratamiento de las atmósferas con polvo en torno a estrellas en estados intermedios de su evolución i.e. la rama asintótica de las gigantes (AGB). Este punto esta explicado en el trabajo de Bressan et al. (1998). Las trazas cubren un largo espectro de edades, de 1 Myr hasta 20 Gyr, y de metalicidad, $Z = 0.004, 0.008, 0.02(Z_{\odot}), 0.05, 0.1$ con el fin de reproducir adecuadamente el espectro de poblaciones estelares que comprenden varias generaciones de estrellas. GRASIL puede emplear varios tipos de IMF

4.1.3. Tratamiento del polvo interestelar.

El polvo interestelar se ha modelado asumiendo tres componentes; granos de grafitos y silicatos y moléculas de PAH (Poliaromatic Hidrocarbons). La distribución de los tamaños de los granos se ha supuesto siguiendo una ley de potencias. Para los efectos de las PAHs se ha utilizado una mezcla de varias moléculas de PAH, para las cuales se ha prescrito leyes de absorción y reemisión de radiación.

En el reprocesado de la radiación por el polvo, el código tiene en cuenta dos fases distintas:

- Las densas estructuras de polvo interestelar que envuelven las poblaciones estelares más jóvenes (PEJ), denominadas nubes de hidrogeno molecular o nubes moleculares (MC).
- El polvo difuso o cirros, que se distribuye a lo largo de la galaxia, fuera de las MCs y envolviendo el resto de poblaciones estelares mas envejecidas.

La transferencia de radiación tiene dos tratamientos distintos en las dos fases, las MCs y los cirros. La complejidad de procesos radiativos en el interior de una MC que generan la radiación emergente es modelada por GRASIL en la forma siguiente, GRASIL asume una MC como una esfera y realiza la transferencia de radiación con el código elaborado por Granato & Danese (1994). En sus primeros estadios las PEJ se encuentran sumergidas en las densas MC. Debido a los fuertes estelares, expulsiones masivas de gas y la propia radiación ionizante de las estrellas más masivas contribuyen, las PEJ se desprenden de su envuelta de gas y polvo quedando libres de la extinción producida por esta envuelta. GRASIL modela este complejo proceso asumiendo una fracción f de la PEJ sufre la extinción de la MC y la fracción $1-f$ de la PEJ esta libre de esta extinción. Esta fracción es variable en el tiempo y esta caracterizada por un función lineal decreciente

de uno hasta cero, con tiempo característico de caída. En el medio difuso (cirros) la autoabSORCIÓN de fotones IR es despreciable y la extinción UV-óptica es aproximada asumiendo un profundidad óptica efectiva en la forma:

$$\tau_{eff}^2 \approx \tau_{abs}(\tau_{abs} + \tau_{sct})$$

siendo τ_{abs} and τ_{sct} , la profundidad óptica de absorción y dispersión, respectivamente.

Para el cálculo numérico de la transferencia radiativa, la galaxia es subdividida en pequeños volúmenes, V_i , y el campo local de radiación (angularmente promediado) es calculado segun la siguiente fórmula:

$$F_\lambda(\theta) = 4\pi \sum_k V_k J_{\lambda,k} \exp[-\tau_{eff,\lambda}(k, \theta)]$$

siendo $\tau_{eff,\lambda}(k, \theta)$ el grosor óptico desde el elemento de volumen V_i hasta la frontera de la galaxia a lo largo de la dirección θ .

GRASIL genera, además del espectro simulado desde el vUV hasta el FIR, una detallada historia de la FE, metalicidad, masa de gas disponible, masa estelar formada, ritmo de explosión de supernova, etc.

4.2. Familia de espectros simulados de galaxias.

GRASIL tiene una larga lista de parámetros de entrada modificables por el usuario (ver Silva et al. 1998, para una descripción detallada) . Para construir nuestra familia de espectros simulados, solo variaremos un pequeño conjunto de parametros, aquellos tales que producen las más grandes variaciones en los espectros simulados. Con el fin de evitar construir una familia excesivamente grande, no variaremos aquellos parametros que generan pequeñas variaciones en los espectros o aquellos parametros más criticos en su manejo. Estos parametros los fijaremos a un valor recomendado por la autora del código.

Pasaremos a enumerar los parametros que definen la familia y el rango de valores que hemos decidido para cada parametro. Como referencia, hemos tomado los parámetros y rangos de valores propuestos en el trabajo original Silva et al. (1998), suficientes para reproducir una muestra representativa de galaxias normales del Universo Local, desde galaxias elípticas hasta las galaxias con brotes de FE extremos - *starbursts*.

A muy grandes rasgos existen dos tipos de galaxias cuyo espectro estamos interesados en reproducir, las galaxias pasivas (*passive evolving galaxies*) y las galaxias con FEr, *star-forming galaxies*). Estos dos tipos de galaxias se han relacionado tradicionalmente con las galaxias rojas y las galaxias azules¹, respectivamente. Aunque esta identificación no es directa (e.g. Haines et al. 2008; Saintonge et al. 2008)

¹Esta denominación se debe al balance espectral de la emisión en el rango óptico de las galaxias; las galaxias con FEr, más pesado hacia longitudes de onda cortas i.e azul en el óptico y más pesado hacia longitudes de onda largas en el visible i.e rojas.

Las galaxias con FEr poseen un grado no despreciable de actividad de FE y una morfología dominante de forma de disco, mientras que las galaxias pasivas no poseen actividad de FE apreciable y una morfología dominante en forma de elipsoide. Existen grandes diferencias en la historia evolutiva entre estas dos subfamilias de galaxias, en sus propiedades observacionales y como consecuencia, en los parámetros utilizados por GRASIL para reproducir sus espectros. En las dos próximas secciones describiremos los parámetros necesarios y suficientes para generar un conjunto representativo de espectros de estas dos subfamilias.

4.2.1. Subfamilia de galaxias con FEr.

Las galaxias con FEr tienen una variada gama de historias de formación estelar (SFH). Aunque la población estelar de una galaxia puede ser modelada con ayuda de una SFH exponencial decreciente en el tiempo (Sandage 1986), los códigos químico-dinámicos de galaxias apuntan a una SFH no excesivamente suave como función temporal (Samland & Hensler 1996). Añadido a esto la interacción de galaxias entre sí de lugar a la aparición de brotes de FE que dispersan respecto de galaxias aisladas las propiedades relacionadas con la SFH (Larson & Tinsley 1978; Kennicutt et al. 1987). El descubrimiento a inicios de la década de los 80 gracias al satélite IRAS de galaxias ultraluminosas en el IR ($L_{IR} > 10^{11} L_{\odot}$), galaxias muy débiles para ser detectadas en catálogos ópticos, mostró el amplio rango de atenuación que sufre la emisión estelar de galaxias con FE, desde las galaxias detectadas en rangos ópticos con relativamente bajas atenuaciones hasta las detectadas en el IR grandemente oscurecidas. Esta serie de conclusiones dan idea de la riqueza en la variedad de propiedades que caracterizan a las galaxias con FEr.

Para construir la subfamilia de galaxias con FEr, hemos generado un espacio multiparamétrico variando una serie de parámetros de entrada de GRASIL. Pasamos a describir los parámetros y rango de valores que hemos utilizado en la construcción de esta subfamilia, que forma parte de un conjunto mayor de espectros simulados que ya fue utilizada para obtener varias propiedades astrofísicas de una muestra de galaxias seleccionadas en ν UV a *redshift* intermedios (Iglesias-Páramo et al. 2007)

- La eficiencia de la FE, ν , definida como:

$$\text{SFR} = \nu M_{gas}^k$$

descrita anteriormente. En nuestro caso, el exponente k es fijado a uno mientras el parámetro ν varía desde $\sim 2.56 \cdot 10^{-4}$ hasta ~ 4 con valores espaciados logaritmicamente.

- El tiempo típico τ_{inf} de la ley que controla la entrada/caída de gas a la galaxia, expresado en la forma:

$$\dot{M}_{gas} \equiv \frac{dM_{gas}}{dt} \propto \exp\left(-\frac{t}{\tau_{inf}}\right)$$

El parametro τ_{inf} se extiende desde 0.1 hasta 21.6 Gyr. Estos valores van más allá de los límites encontrados por Boissier & Prantzos (1999) para la Vía Láctea, $\tau_{inf}=1$ Gyr a distancias del centro $R=1\text{kpc}$ y $\tau_{inf}=10$ Gyr a $R=10\text{Kpc}$. En el caso de GRASIL solo se permite un valor fijo para todo radio.

- GRASIL tiene la posibilidad de añadir a la SFH un brote de FE sobre la SFH regulada por la ley de Schmidt. Este brote exponencial decreciente en el tiempo se puede añadir en cualquier punto de la SFH. Este brote esta parametrizado por la fracción de gas de la galaxia que es convertido a estrellas. En nuestra caso, hemos elegido cuatro valores diferentes, 0.33, 1, 3 and 9%. Todo los brotes tienen un tiempo típico de $\tau_{burst}= 50$ Myr y estan emplazados al final de la historia de la galaxia. Este rango de fracciones de masa inicial de gas convertida a estrellas cubre valores que van desde las galaxias *starburst* hasta las galaxias con mayores luminosidades en el FIR, los LIRGs (Luminous IR galaxy) y los ULIRGs (Ultra Luminous IR galaxy)
- GRASIL tiene en cuenta la perdida de la MC como envuelta de las PEJ tras un tiempo despues de la formación del brote de estrellas (Blitz & Shu 1980). Este tiempo característico es el tiempo de escape de la PEJ de las MCs, t_{esc} . Este parametro tiene una enorme influencia en el balance IR a UV-óptico Panuzzo et al. (2007). Hemos considerado valores entre 1 and $4 \cdot 10^7$ años, valores consistentes con aquellos propuestos por Charlot & Fall (2000) y Panuzzo et al. (2007).
- La opacidad de las MCs influye enormemente en la region espectral del IR medio, MIR (Silva, comunicación privada). La opacidad viene determinada, en una expresión aproximada, por:

$$\tau_{MC} \sim M_{MC} r_{MC}^{-2}$$

Aunque GRASIL permite variar tanto la masa (M_{MC}) como el radio (r_{MC}) de la MC, hemos preferido fijar el $r_{MC}=14\text{pc}$ y variar la M_{MC} desde $3 \cdot 10^5$ to $3 \cdot 10^6 M_{\odot}$ con el fin de obtener diferentes opacidades de la MC. Estos valores, para el r_{MC} y la M_{MC} son cercanos a los obtenidos por Rosolowsky et al. (2007) for la Nube Molecular Gigante de la galaxia M33, aunque la masa es ligeramente menor y el radio, mayor.

- El ángulo de inclinación respecto del eje polar del disco de la galaxia θ , desde el cual observamos la galaxia influye en el espectro observado. A mayor ángulo, más atenuado aparece los rangos espectrales UV y óptico, mientras que los rangos IR no sufren gran variación. Debemos tener esto en cuenta para no incurrir en una mala determinación de la atenuación y la propiedades relacionadas con la FE.

En todas las galaxias con FEr simuladas, la componente estelar y el gas se hallan distribuidos siguiendo perfiles radial y vertical exponenciales en densidad con un radio-escala de 4 kpc and altura-escala de 0.4 kpc, respectivamente. Estos valores estan dentro

del rango obtenido para grandes muestras de galaxias (de Jong 1996a; Yoachim & Dalcanton 2006). Otros autores obtienen valores ligeramente superiores para la altura-escala Barteldrees & Dettmar (1994). La fracción de gas contenida en MCs es fijada a 50 %, la cual es bastante alta pero razonable para galaxias con FE (Boselli et al. 2002). El cociente polvo/gas se supone proporcional a la metalicidad y la relación se fija al cociente polvo/gas de la Vía Láctea (p/g)=1/110, a metalicidad solar Z_{\odot} =0.02. Las galaxias son evolucionadas un total de ≈ 12 Gyr. La subfamilia completa de galaxias con FEr con FE esta compuesta de 2508 galaxias simuladas. En la tabla 4.1 se muestran el resumen de los parámetros y los valores de parámetros utilizados para generar la familia de galaxias con FEr con FE.

Tabla 4.1: Conjunto de parámetros de la familia de las galaxias con FEr.

SFH	t_{esc} (Gyr)	$M_{mol}(M_{\odot})$	τ (Gyr)	$\log \nu$	$\theta(^{\circ})$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
SL	0.01	$3 \cdot 10^5$	0.1	-3.6	15
SL \oplus 0.33 %	0.02	$1 \cdot 10^6$	0.6	-2.9	45
SL \oplus 1 %	0.04	$3 \cdot 10^6$	3.6	-2.2	75
SL \oplus 3 %			21.6	-1.5	
SL \oplus 9 %				-0.8	
				-0.1	
				+0.6	

(1) SL="ley de Schmidt"+"caída de gas exponencial" \oplus %=porcentaje de la masa de gas transformada en brote de FE; (2) tiempo de escape de las poblaciones estelares jóvenes de las nubes de gas molecular; (3) masa de las nubes de gas molecular; (4) tiempo característico de caída del gas; (5) logaritmo decimal de la eficiencia en la ley de Schmidt y (6) ángulo de visión respecto del eje polar.

4.2.2. Subfamilia de galaxias pasivas.

Las galaxias pasivas poseen una serie de claras correlaciones entre sus propiedades observacionales con muy baja dispersión. Entre las más importantes se encuentran la denominada Secuencia Roja en los diagramas color-magnitud Faber (1973), Bower et al. (1992) y las relaciones que engloba el denominado Plano Fundamental; la relación Faber-Jackson entre luminosidad y dispersión de velocidades ($L-\sigma$) y la relación de Kormendy entre el brillo superficial y radio efectivo ($\mu-r_e$). Todas estas relaciones apuntan a entender las galaxias rojas como un conjunto uniparamétrico. Las galaxias pasivas se han logrado caracterizar como galaxias que han sufrido un único brote de FE en una etapa primigenia de su evolución, tras el cual no ha vuelto a desarrollar FE Bower et al. (1992). Dado que a un brote de alta FE le sigue un estadio con alta tasa de supernovas, el viento desarrollado por esta cadena de supernovas barren fuera de la galaxia el gas frío de ésta (Mathews & Baker 1971), impidiendo un posterior fase de FE. Por tanto las galaxias pasivas carentes

de FE ensamblaron toda su masa estelar en su etapa primigenia (Arimoto & Yoshii 1987).

La subfamilia de galaxias pasivas se ha generado variando tres parámetros de forma simultánea tal y como propone Tantalo et al. (1996). Estos tres parámetros son la masa inicial de gas $M_{gas}(t=0)$; el tiempo hasta la supresión de la FE t_{wind} y la eficiencia de la ley de Schmidt ν . Concretamente adoptamos los valores para estos parámetros propuesto por Tantalo et al. (1996) en su tabla 5. El tiempo de entrada/caída del gas en el brote primigenio se fija a un único valor $\tau=0.1$ Gyr. Todas las galaxias pasivas simuladas tienen distribuidas la componente estelar y el gas y polvo en su bulbo siguiendo un perfil radial de King, $\rho \propto (1+(r/r_c)^2)^{-\gamma}$ con el radio-escala fijado a $r_c=0.5$ kpc. Los valores de γ están fijados a $\gamma=3/2$ para las estrellas y $\gamma=1/2$ para el gas y polvo. Los parámetros concernientes a las regiones de FE, esto las MCs, como t_{esc} o M_{mol} se fijan a un valor intermedio. La variación espectral inducida por estos parámetros en la galaxias rojas son nulas puesto que no existe FE en estas galaxias en el momento evolutivo actual. La emisión procedente de estrellas y del polvo es practicamente isótropa. Así pues, el ángulo de inclinación se fija a $\theta=50^\circ$. Asumimos todas nuestras galaxias pasivas se supone coetáneas y con una edad de ≈ 13.5 Gyr. En la tabla 4.2 mostramos los parámetros y valores utilizados en nuestra subfamilia de galaxias pasivas simuladas.

Tabla 4.2: Conjunto de parámetros de la familia de las galaxias pasivas.

$M_{gas}(10^{10}M_\odot)$	$t_{wind}(\text{Gyr})$	$\nu(\text{Gyr}^{-1})$
(1)	(2)	(3)
300	0.26	12.0
100	0.31	7.2
50	0.35	5.2
10	0.34	3.0
5	0.29	2.5
1	0.43	1.0

(1) Masa inicial de gas; (2) Tiempo tras el cual los vientos supergalácticos actúan (barren la totalidad del gas restante) y (3) eficiencia de la ley de Schmidt.

Con el fin de caracterizar lo representativo que es la familia de galaxias simuladas que hemos generado respecto de las galaxias en cúmulos, mostramos en un diagrama color-color (NUV-r) vs. (u-r) en la gráfica 4.1 la distribución que ocupan tanto las galaxias simuladas como la muestra de galaxias en cúmulos. Hemos elegido el color (u-r) porque es el color (entre las diferentes combinaciones de Sloan) que presenta mayor separación entre los máximos asociados a las galaxias de tipo temprano y las de tipo tardío (Strateva et al. 2001) con un claro separador en $u-r \sim 2.22$. El color (NUV-r) presenta, por un lado la mayor fracción de detecciones en la muestra de galaxias y por otro es un robusto separador entre galaxias con línea de emisión en $H\alpha$ y galaxias sin línea de $H\alpha$ (Haines et al. 2008)

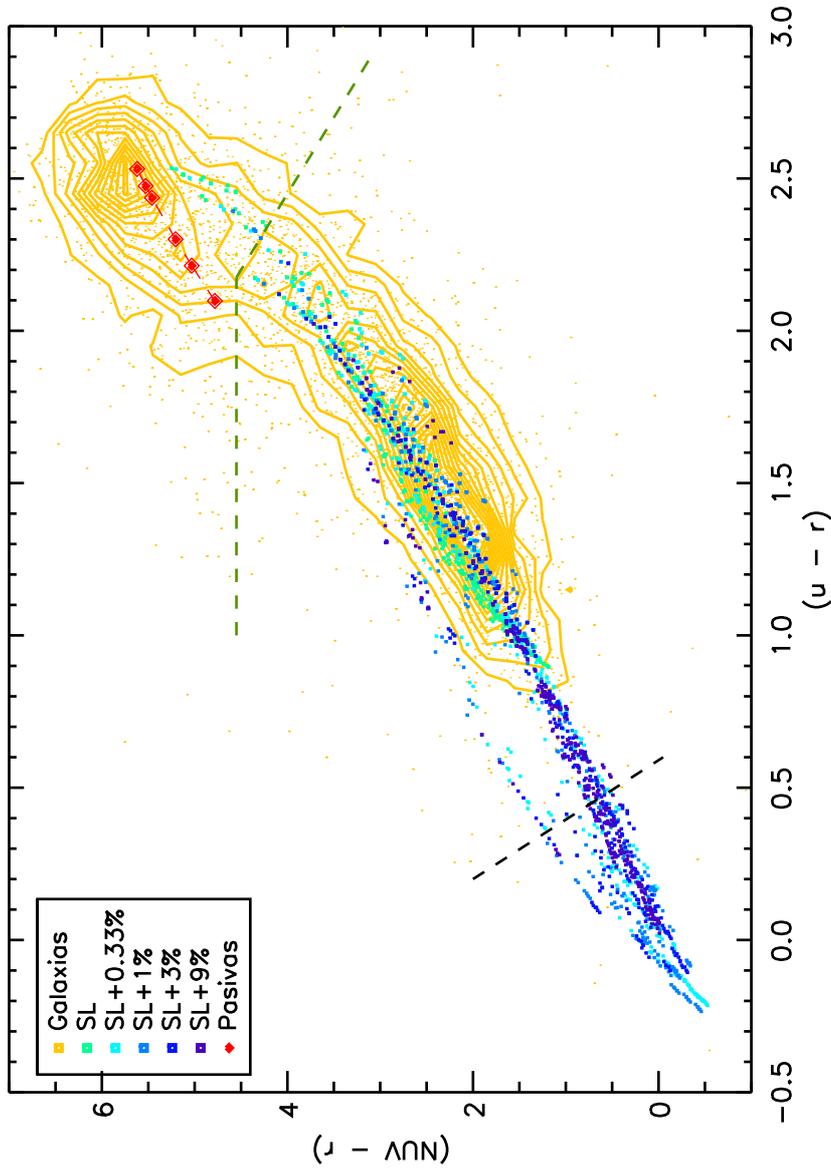


Figura 4.1: (NUV-r) vs. $(u-r)$. Las curvas de nivel y puntos amarillos representan, respectivamente, las curvas de isodensidad de la muestra de galaxias y las galaxias que quedan más allá de éstas. Los puntos azulados representan la subfamilia de galaxias con FEr simuladas. Las diferentes tonalidades de azul corresponden a las diferentes intensidades del brote de FE; de verde azulado a azul oscuro, de galaxias simuladas sin brotes de FE a galaxias con el brote de FE más intenso, según la leyenda. Los puntos rojos enlazados con una línea corresponden a las galaxias pasivas simuladas. La línea quebrada discontinua verde es la utilizada para segregar galaxias pasivas de aquellas con FEr (ver subsección 4.2.4). La línea discontinua negra es la utilizada para marcar la frontera de galaxias simuladas desechadas y la base final de galaxias simuladas (ver subsección 4.2.4); las galaxias reales que quedan más allá de esta frontera se muestran con sus errores en los dos ejes.

Tal y como muestra la figura 4.1 para las galaxias con FEr tenemos una excelente cobertura del espacio (NUV-r) vs. (u-r). Toda la nube azul esta muestreada por galaxias con FEr simuladas, desde el extremo menos azul de la nube que llega a colores (NUV-r) más rojos que el extremo menos rojo de esta secuencia $(\text{NUV-r})_{AZUL}^{max} \gtrsim (\text{NUV-r})_{ROJA}^{min}$ e incluso colores (g-r) tan rojos como el extremo rojo de la secuencia roja $(\text{g-r})_{AZUL}^{max} \approx (\text{g-r})_{ROJA}^{max}$; hasta el extremo azul de la nube que es sobrepasado por una subfamilia de galaxias simuladas que más adelante desecharemos en el cálculo de las propiedades de las galaxias (ver subsección 4.2.4). En el caso de la secuencia roja, la ristra de la subfamilia galaxias pasivas simuladas traza desde su extremo rojo que coincide con el máximo de la secuencia roja hasta su extremo menos rojo pasando por la cresta de la secuencia.

4.2.3. Galaxias simuladas vs. Galaxias reales. Ajuste de espectros.

El cálculo de las propiedades de la galaxia reales se realiza asociando las propiedades de las galaxias simuladas a la galaxias reales acorde a la similitud de sus espectros entre sí. Con el fin de caracterizar la similitud entre espectros simulados y reales, hemos de trasportar los flujos de las galaxias reales y los espectros sintéticos de las galaxias simuladas al mismo sistema de referencia. En nuestro caso, el sistema de referencia común serán las luminosidades en las diferentes bandas espectrales y el SFR en el caso de la línea de $H\alpha$. En el caso de las galaxias, los flujos en banda ancha y línea $H\alpha$ serán trasportados a luminosidades mediante la denominada distancia-luminosidad asumiendo un universo con constante cosmologica caracterizado por los siguientes parámetros:

$$(h=0.7, \Omega_0=0.3, \Omega_\Lambda=0.7)$$

Para calcular la distancia-luminosidad, el *redshift* de las galaxias pertenecientes a un mismo cúmulo serán asumidos todos iguales entre sí y iguales al *redshift* asociado al cúmulo². Además en el caso de la línea $H\alpha$, la luminosidad será escalada a SFR tomando el factor de escala SFR a luminosidad $H\alpha$ propuesto por Kennicutt (1998). En el caso de los espectros simulados se obtienen las luminosidades en en las diferentes bandas del producto del (espectro generado por GRASIL) \times (respuesta espectral del filtro) que corresponde a cada banda. El SFR de las galaxias simuladas se obtiene directamente de la SFH promediada en los últimos 10^7 años. Para cada galaxia, el conjunto de luminosidades de banda ancha y SFR($H\alpha$) son enfrentados a todas las galaxias simuladas. La similitud entre un espectro simulado y un espectro real se mide, cuantitativamente, en la siguiente forma:

²Asumiendo $h=0.7$, a 7 Mpc de distancia se observaría un cz de 1000 km s^{-1} . Tomando $\sigma_c \sim 700 \text{ km s}^{-1}$, las distancias a lo largo de la línea de visión (radiales) calculadas a partir del *redshift* serían de ~ 5 Mpc. El tamaño típico de un cúmulo, deducido de distancias proyectadas en el cielo (transversales) son del orden de ~ 1 Mpc.

$$\chi_{ij}^2 = \frac{1}{n-1} \left(\sum_k^{\text{detecciones}} \left(\frac{m_{jk} - d_{ik}}{\delta d_{ik}} \right)^2 + \sum_{k | m_{jk} > u_k}^{\text{sin detectar}} \left(\frac{m_{jk} - u_k}{\delta u_k} \right)^2 \right) \quad (4.1)$$

siendo:

d_{ik} y δd_{ik} el flujo real y su error asociado para una galaxia dada, respectivamente u_k y δu_k el límite superior (en flujo) y su error asociado m_{jk} flujo sintético de la galaxia simulada j en la λ_k

n es el número de detecciones más el número de no detecciones donde el límite superior es inferior del flujo de la galaxia simulada.

Con esta definición del χ_{ij}^2 , un espectro sintético tiene mayor grado de similitud con el espectro de una galaxia real a menor valor del χ_{ij}^2 . En el ajuste de espectros reales a espectros simulados se ha incluido los 1+5+3+4+1=14 flujos de banda ancha y el SFR calculado de la línea H α . La gráfica 4.2 muestra un ejemplo del espectro sintético mejor ajustado a una de las galaxias de la muestra.

La distribución (acumulada) de la muestra completa de galaxias asociadas a cúmulos se muestra en la figura 4.3. En la figura 4.3 mostramos el límite superior en χ^2 elegido para la muestra de galaxias escogidas para el análisis posterior. Con esta elección deseamos el $\sim 10\%$ de galaxias con peores ajustes al conjunto de galaxias/espectros simulados. Consideramos que este pequeño grupo de galaxias no ajustan adecuadamente a los galaxias simuladas debido a una fotometría defectuosa o errónea, galaxias con una importante actividad nuclear, etc.

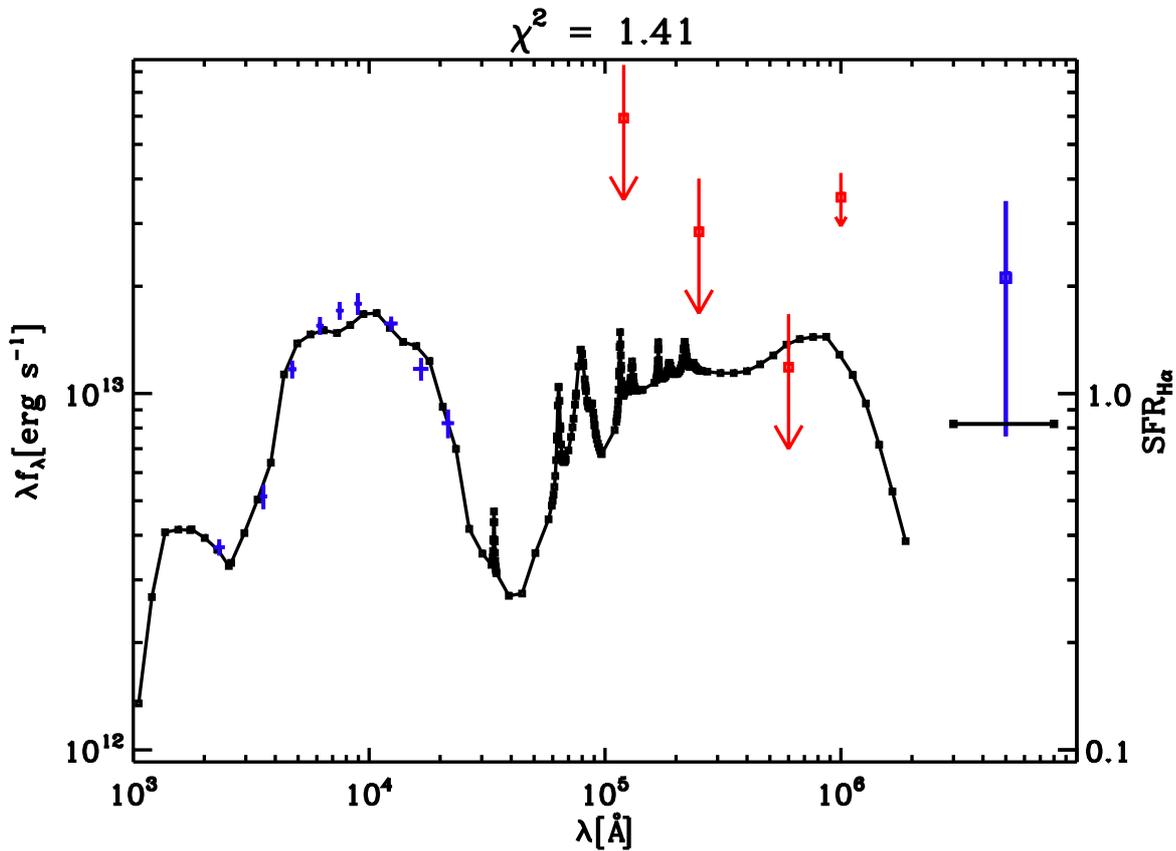


Figura 4.2: Ejemplo del espectro sintético ajustado a una de las galaxias de la muestra. El eje de abcisa es el eje de longitud de onda, el eje de ordenada izquierdo es el eje de luminosidades en banda ancha y el eje de ordenada derecha es el eje de SFR. La línea negra es el espectro sintético mejor ajustado a esta galaxia. Los recuadros azules atravesados por segmentos verticales representan la luminosidad y su error asociado y las tres flechas rojas representan los límites superiores y errores asociados. De izquierda a derecha; van la banda NUV de GALEX, las cinco bandas ópticas de SDSS, los tres bandas del infrarrojo cercano de 2MASS, las cuatro bandas del infrarrojo lejano de IRAS. En la derecha aparece el valor de la SFR obtenida de $H\alpha$ y el error asociado en azul y el segmento horizontal el valor en SFR del galaxia simulada que mejor ajusta.

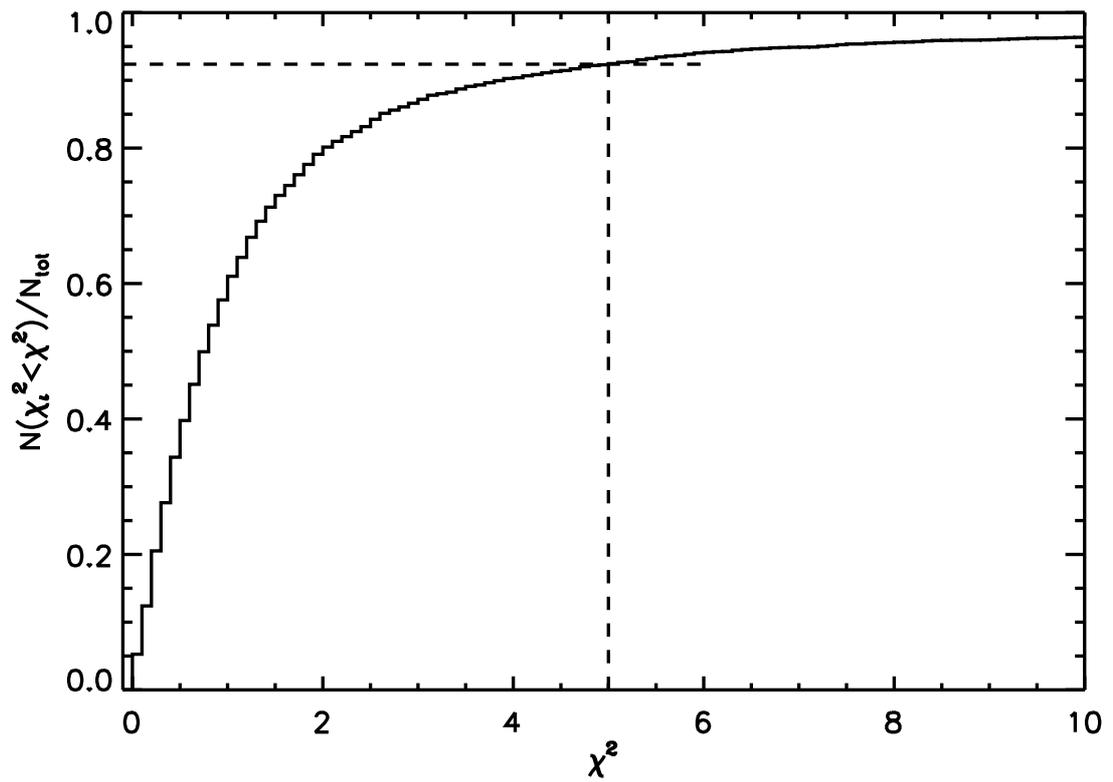


Figura 4.3: Función de distribución acumulada de los χ^2 mínimos. El histograma en color negro corresponde a la muestra completa de galaxias. Las líneas vertical y horizontal discontinuas señalan el límite superior $\chi^2 \leq 5$ y la fracción de la muestra completa de galaxias $f \sim 90\%$ incluida en el análisis posterior.

4.2.4. Cálculo bayesiano de las propiedades de las galaxias. Segregación entre galaxias con FEr y galaxias pasivas

Las propiedades de las galaxias se han calculado como promedio estadístico de las propiedades de la familia de galaxias simuladas, en la forma utilizada por Kauffmann et al. (2003b) y conocida como tratamiento bayesiano.

Si consideramos para una galaxia i la distribución de la probabilidad conjunta, $e^{-\chi_{ij}^2}$ ordenada según el valor de la propiedad a calcular, \mathcal{P} (e.g. SFR, masa en estrellas, luminosidad, etc), esto es:

$$\mathcal{L}_{ij} = e^{-\chi_{ij}^2} \mid \mathcal{P}_{i,j} \leq \mathcal{P}_{i,j+1}$$

se considera el valor de la propiedad calculada \mathcal{P}_{med} para la galaxia i como el valor que alcanza 1/2 en la función de distribución acumulada de \mathcal{L}_{ij} pesada con la densidad de espectros simulados a cada $\mathcal{P}_{i,j}$, FDAP.

$$\begin{aligned} \mathcal{N} &= n^2 \text{ espectros simulados entre } \mathcal{P}_{i,j} + \Delta\mathcal{P} \text{ y } \mathcal{P}_{i,j} - \Delta\mathcal{P} \\ \mathcal{N}_{tot} &= n^2 \text{ total de espectros simulados} \\ \mathcal{D} &= \mathcal{N} / (\Delta\mathcal{P} * \mathcal{N}_{tot}) \\ \sum^{\mathcal{P}_{med}} \frac{e^{-\chi_{ij}^2}}{\mathcal{D}} &= 1/2 \end{aligned}$$

El hecho de incluir el pesado entre la densidad \mathcal{D} busca no favorecer la sobrepoblación de espectros simulados en torno a ciertos valores de \mathcal{P} . La incertidumbre $\Delta\mathcal{P}$ en \mathcal{P}_{med} se define como la diferencia entre los valores de $\mathcal{P}_{i,j}$ que alcanzan el 2.5 % y 97.5 % en la FDAP.

$$\left. \begin{aligned} \text{Sea } \mathcal{P}_{low} \mid \sum^{\mathcal{P}_{low}} \frac{e^{-\chi_{ij}^2}}{\mathcal{D}} &= 2,5 \% \\ \text{y } \mathcal{P}_{upp} \mid \sum^{\mathcal{P}_{upp}} \frac{e^{-\chi_{ij}^2}}{\mathcal{D}} &= 97,2 \% \end{aligned} \right\} \Delta\mathcal{P} = \mathcal{P}_{upp} - \mathcal{P}_{low}$$

Con el fin de no aumentar artificialmente la incertidumbre bayesiana, hemos desechado una parte de los espectros simulados utilizando el diagrama (NUV-r) vs. (u-r) (ver figura 4.1). Los espectros no incluidos en el cómputo bayesiano corresponde al extremo azul de la secuencia mostrada por las galaxias simuladas en la figura 4.1. El total de modelos finalmente incluidos en el cálculo bayesiano es de 2514-529=1985 espectros simulados.

El corte fue elegido con el fin de maximizar el número de espectros desechados y señalando aproximadamente el extremo azul de la zona en diagrama (NUV-r)-(g-r) ocupada por las galaxias reales, con el fin de conservar los espectros simulados que muestren el grueso de la secuencia de galaxias reales. A la izquierda de ese corte solo permanecen 23 galaxias de aquellas que tienen contrapartida UV. Anãdido a esto, esta el hecho de que los errores de estas galaxias son lo suficientemente grandes como para

que, estadísticamente, pueda considerarse que proceden de la región a la izquierda del corte.

Las propiedades de las galaxias relacionadas con el polvo interestelar (i.e. luminosidad FIR, SFR, atenuación, etc) pueden diferir ordenes de magnitud entre galaxias pasivas y galaxias con FEr, incluso con espectros UV-ópticos similares. La muestra de galaxias es una muestra de fuentes cubierta principalmente por mapeados UV y óptico, mientras que las detecciones en FIR son muy pocas, 1-5 %. En una muestra de galaxias así, si calculáramos estas propiedades con toda la familia de espectros simulados se obtendría una gran incertidumbre en la determinación de propiedades relacionadas con el polvo-FIR. Para evitarlo, calculamos las propiedades de cada galaxia con solo una de las dos subfamilias de galaxias simuladas, la subfamilia de galaxias pasivas o la subfamilia de las galaxias con FEr. El criterio para asignar cada galaxia a una de las subfamilias se basa en una segregación hecha en el plano (NUV-r) vs. (u-r) mediante la frontera indicada en la figura 4.1 con la línea quebrada verde.

Las galaxias al lado rojo de esta frontera serán denominadas, de aquí en adelante, galaxias pasivas y sus propiedades se obtendrán a partir de la subfamilia de galaxias pasivas simuladas, mientras que las galaxias al lado azul de esta frontera serán denominadas, de aquí en adelante, galaxias con FEr y sus propiedades se obtendrán a partir de las subfamilia de galaxias con FEr simuladas. Esta frontera ha sido adecuadamente colocada para señalar el mínimo en densidad existente entre la secuencia roja y la nube azul en el diagrama (NUV-r) vs. (u-r); ver figura 4.1.

4.3. Relación entre propiedades astrofísicas obtenidas con GRASIL.

Las propiedades astrofísicas calculadas de la muestra de galaxias en cúmulos son el resultado de un proceso en el que se toma como referencia un código de reproducción de espectros de galaxias concreto, GRASIL. El código asume una serie de suposiciones respecto a diversas facetas en la síntesis de poblaciones estelares. Estos aspectos se refieren a la Función de Masa Inicial, la evolución temporal del espectro de las estrellas a lo largo de su vida, etc. Estas suposiciones, aunque absolutamente necesarias, influyen en el cálculo final de las propiedades de cada galaxia. Estas suposiciones pueden ser diferentes para otros trabajos de la bibliografía astrofísica. Con el fin de saber en que medida nuestros resultados son asimilables a otros trabajos de la bibliografía, hemos caracterizado tres relaciones internas entre propiedades.

Por un lado, analizaremos la relación entre el SFR en los últimos 10^8 años (SFR_8) con el SFR deducido de la luminosidad ultravioleta, SFR_{UV} . El tiempo de vida característico de la población que mayoritariamente emite en el UV es de $\sim 10^8$ años (Martin et al. 2005). También hemos analizado la relación entre el SFR en los últimos $\sim 10^{6.5}$ - 10^7 años, SFR_0 y el SFR calculado a partir de la luminosidad de la línea $H\alpha$, $SFR_{H\alpha}$. $SFR_{H\alpha}$ es el estimador del SFR utilizado en la bibliografía con mayor resolución temporal (en tiempo retrospectivo) y se toma como el SFR actual. Además hemos caracterizado la relación entre la masa en estrellas de las galaxias M_* y la luminosidad en la banda-K ($\sim 2.1 \mu\text{m}$),

en el infrarrojo cercano (NIR) y en la banda-B ($\sim 4300\text{\AA}$), el lado azul del espectro visible.

4.3.1. SFR obtenido del UV vs. SFR de GRASIL.

Las propiedades UV de una galaxia estan relacionadas con una población estelar de una edad de $\sim 10^{7.5}-10^{8.5}$ años. Esto nos permite estudiar la SFH en rangos temporales (hacia atras en el tiempo) intermedios entre los aportados por las líneas de emisión relacionadas con la FE i.e. $H\alpha$, [OII], etc (Osterbrock 1989) y los aportados por los colores en el rango óptico (Kennicutt 1998; Martin et al. 2005).

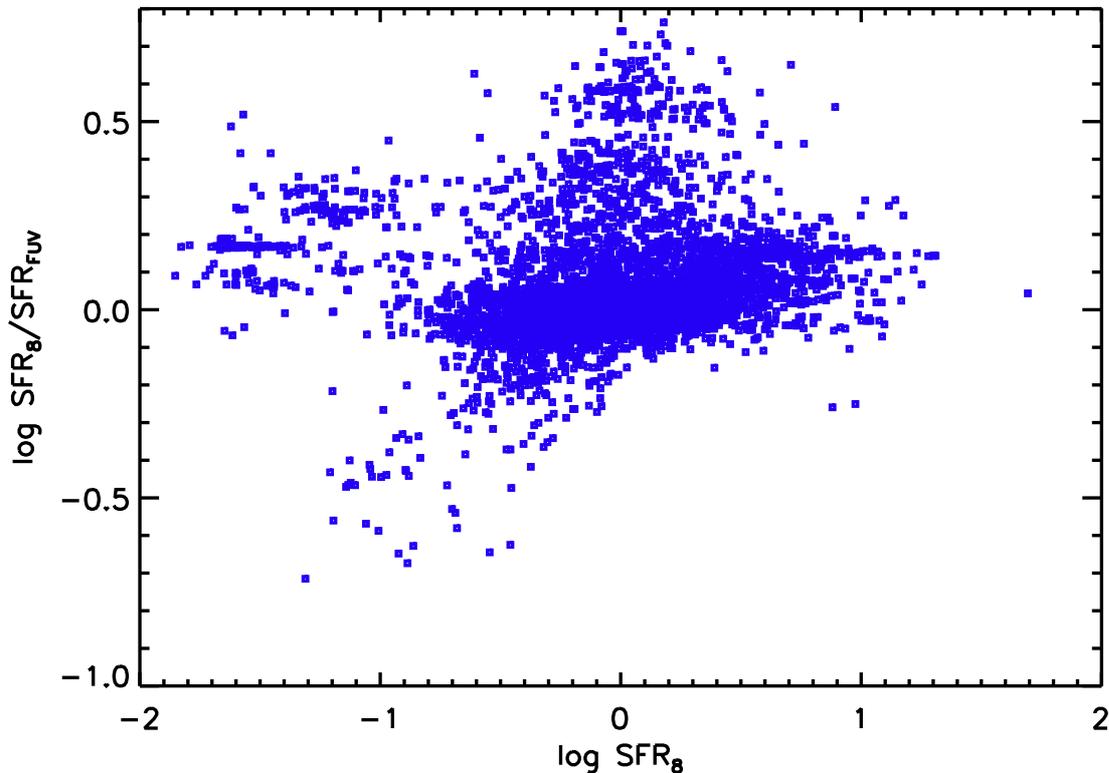


Figura 4.4: SFR_8/SFR_{FUV} vs. SFR_8 . Los puntos azules representan galaxias con FE. Las líneas horizontales discontinuas son orientativas y marcan los valores -0.2 y -0.3

En la gráfica 4.4 se muestra la relación SFR_8/SFR_{FUV} vs. SFR_8 . La SFR_{FUV} es deducida a partir de la luminosidad en la banda-FUV ($\sim 1530\text{\AA}$). Utilizamos la relación propuesta por Iglesias-Páramo et al. (2006).

$$\log SFR_{FUV} = \log L_{FUV}^{corr} - 9.33 = \log L_{FUV} + 0.4A_{FUV} - 9.33$$

siendo L_{FUV}^{corr} , la luminosidad en la banda-FUV corregida de atenuación y A_{FUV} , la atenuación en esa banda. La SFR_8 obtenida con una IMF de Salpeter entre 0.15 y 120

M_{\odot} esta escalada a la IMF de la relación de Iglesias-Páramo et al. 2006 obtenida con una IMF de Salpeter entre 0.1 y $100 M_{\odot}$ ³. Tanto la SFR_8 como la L_{NUV} y A_{NUV} son el resultado del proceso de extracción de estas propiedades de los datos observacionales a través de los modelos. Por tanto esta comparación pretende indagar en las relaciones internas entre propiedades que se obtienen con GRASIL, i.e. entre SFR_8 y L_{NUV} y A_{NUV} pero este ejercicio no enfrenta datos observacionales a modelos teóricos. En la gráfica 4.4 se observa un amontonamiento de valores en torno a cero con más del 88 % de las galaxias con FEr entre ± 0.3 dex ($2 < SFR_8/SFR_{FUV} < 0.5$).

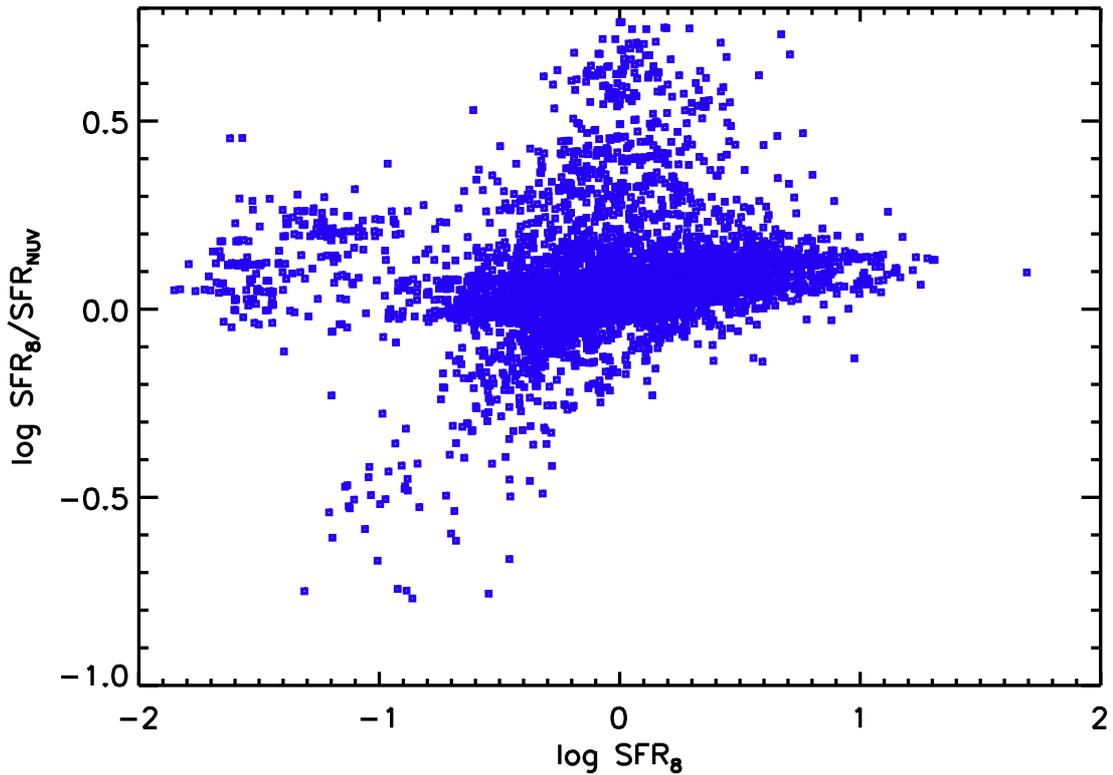


Figura 4.5: SFR_8/SFR_{NUV} vs. SFR_8 . Puntos y líneas iguales a la gráfica 4.4

Los resultados utilizando la luminosidad en la banda-NUV ($\sim 2315 \text{ \AA}$) como una magnitud escalable a la SFR_8 se muestran en la gráfica 4.5. La relación L_{NUV} a SFR_8 se toma de Iglesias-Páramo et al. (2006).

$$\log SFR_{NUV} = \log L_{NUV}^{corr} - 9.51 = \log L_{NUV} + 0.4A_{NUV} - 9.51$$

siendo L_{NUV}^{corr} , la luminosidad en la banda-NUV corregida de atenuación y A_{NUV} , la atenuación en esa banda. Como se aprecia en la gráfica 4.4, la tendencia es bastante parecida al caso de la SFR_{FUV} con mas del 89 % de la población entre ± 0.3 dex.

³ $\int_{0.1M_{\odot}}^{100M_{\odot}} IMF_{Salpeter} dM / \int_{0.15M_{\odot}}^{120M_{\odot}} IMF_{Salpeter} dM \sim 0.24$ dex

Las relaciones utilizadas para calcular la SFR a partir de la L_{FUV} y la L_{NUV} utilizan las trazas de evolución estelar propuestas por Schaller et al. (1992), conocidas como trazas (evolutivas) de Ginebra, mientras que GRASIL utiliza las trazas de Padova (Bertelli et al. 1994); de aquí puede proceder la diferencias del $\sim 10\%$ de la población restante. Un estudio comparativo entre las dos trazas de Fioc & Rocca-Volmerange (1997) no arroja diferencias significativas entre las respectivas luminosidades, al menos las luminosidades integradas o bolométricas. La diferencia también puede provenir de la aportación a la emisión UV por parte de poblaciones estelares más envejecidas que $\sim 10^8$ años (Yi 2003; Kaviraj et al. 2007b). En cualquier caso, las diferentes calibraciones de L_{UV} a SFR publicadas en la bibliografía, escaladas a una longitud de onda única y una IMF fija, difieren unas de otras en un rango de ~ 0.3 dex Kennicutt (1998). En el estudio de la FE relacionada con la emisión UV utilizaremos el SFR en los últimos 10^8 años aportado por GRASIL, esto es SFR_8 , como referencia y no el SFR deducido de la emisión UV, SFR_{UV} . En el caso de comparar nuestros resultados con SFRs obtenido por otros estudios a partir de la L_{UV} tendremos en cuenta esta diferencias en la calibración entre valores del SFR.

4.3.2. SFR obtenido de $H\alpha$ vs. SFR de GRASIL.

El proceso de ajuste de los flujos de banda ancha a los espectros sintéticos generados con GRASIL incluía el SFR deducido de la luminosidad en $H\alpha$. La emisión en $H\alpha$ traza el SFR en los últimos $2 \cdot 10^6$ años, SFR_0 (Kennicutt 1998). En la gráfica 4.6 se muestra la comparación de la SFR_0 y SFR deducida de la emisión en $H\alpha$ ($SFR_{H\alpha}$). La escala de $L_{H\alpha}$ a SFR se toma del trabajo de Kennicutt (1998) que asume una IMF de Salpeter desde 0.1 hasta $100 M_{\odot}$:

$$SFR_{H\alpha} = 7.9 \cdot 10^{-42} \times L_{H\alpha} [\text{erg s}^{-1}]$$

La gráfica solo se restringe a galaxias cuyo espectro de fibra contiene una cantidad significativa del flujo total de la galaxia, en este caso el 20 % del flujo total en la banda-g Kewley et al. (2005). Este criterio tiende a seleccionar galaxias relativamente compactos, galaxias enanas y elípticas, frente a galaxias más extensas, galaxias espirales. En cualquier caso, se muestran solo las galaxias consideradas con significativa formación estelar. La anterior restricción junto con ésta nos lleva a una selección de galaxias enanas con FE reciente.

En la gráfica 4.6 se observa solo una ligera sobrestimación del SFR_0 respecto al $SFR_{H\alpha}$, ~ 0.1 dex ($\sim 25\%$) con más de 50 % de las 1134 galaxias entre $SFR_0/SFR_{H\alpha} < \pm 0.3$ dex. Este hecho nos permite equiparar nuestros resultados, al menos para este subconjunto de galaxias, con otros trabajos basados en el estudio de la FE relacionada con la emisión en $H\alpha$.

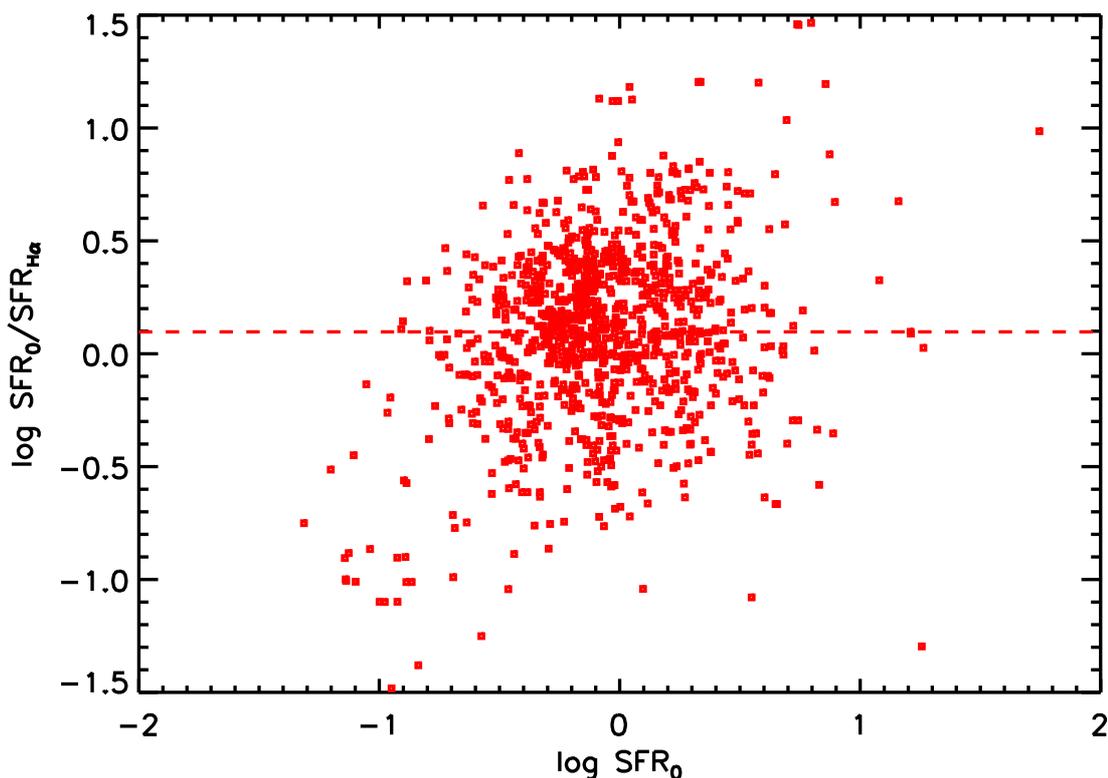


Figura 4.6: $\text{SFR}_0/\text{SFR}_{H\alpha}$ vs. SFR_0 . La línea discontinua marca la mediana en ordenada de la nube de puntos.

4.3.3. Relación Masa Estelar-Luminosidad.

La relación masa-luminosidad (M/L_λ)⁴ es una función de la SFH concreta de cada galaxia. Esta variable nos da idea del peso respectivo que tiene en la componente estelar las diferentes poblaciones estelares según sus edades, y de ahí inferir con cierta aproximación su SFH.

En la gráfica 4.7 se muestra la relación obtenida en nuestro estudio entre M/L_K y el color ($g-r$). En la gráfica 4.7 aparece un amontonamiento de galaxias azules, esto es, con FE en torno a $M/L_K \sim -0.25$ dex. Este cúmulo continúa hasta valores de color más enrojecidos y valores de M/L_K más altos hasta alcanzar la nube de puntos de galaxias rojas, esto es sin FE. La nube de galaxias pasivas se sitúa en torno a $M/L_K \sim 0.1-0.15$ dex. Nuestra gráfica muestra una tendencia similar a la presentada por Bell et al. (2003), aunque con valores superiores, al menos para las galaxias pasivas, de aproximadamente un 0.1 dex ($\sim 25\%$) mayores.

⁴Las (M/L_λ) están normalizadas a unidades solares, M_\odot/L_λ^\odot y se asume $M_V = -26.75$ Cox, A. N. (2000) y $A_U = 149.60 \cdot 10^9 \text{m}$. La L_K^\odot se calcula asumiendo; $(V-K) = +1.49$ Cox, A. N. (2000) y $\lambda_K = 2.2 \mu\text{m}$. La L_B^\odot se calcula asumiendo; $(B-K) = +0.650$ Cox, A. N. (2000), $\lambda_B = 0.43 \mu\text{m}$. Para transformar de sistema fotométrico Vega a unidades físicas utilizamos el MAGNITUDE CONVERTER de la página del satélite Spitzer, <http://ssc.spitzer.caltech.edu/tools/magtojy/>

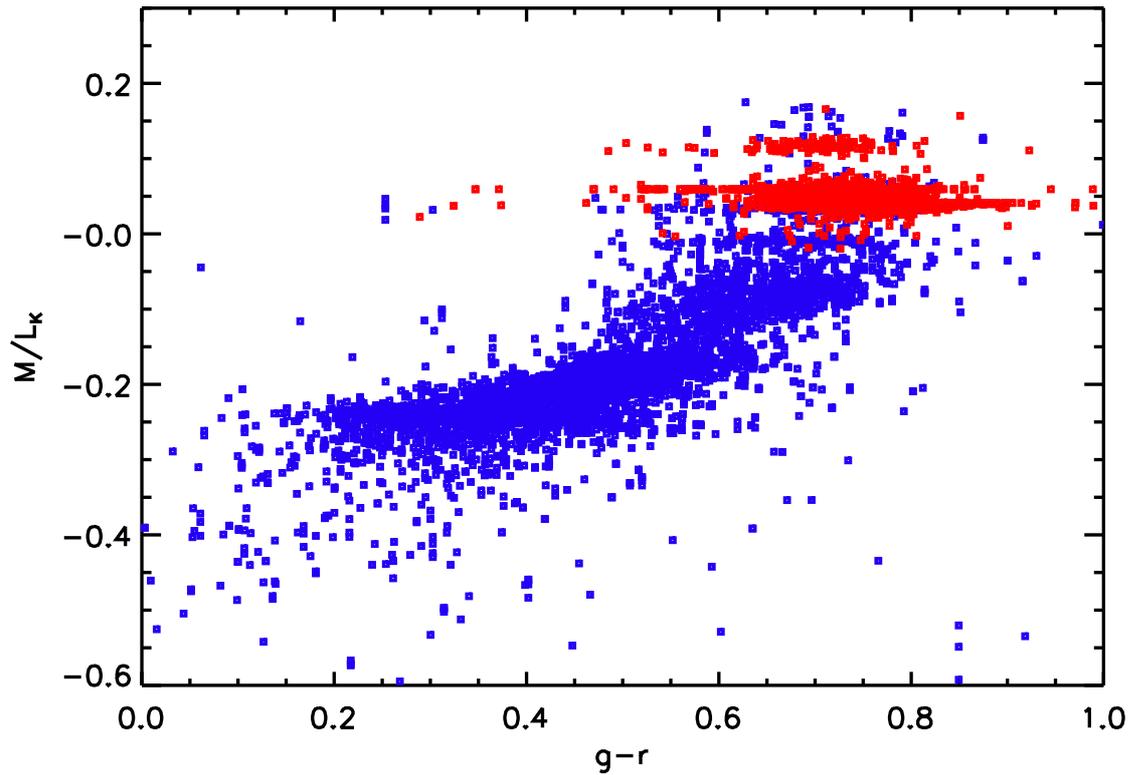


Figura 4.7: M_*/L_K vs. $g-r$. Los puntos rojos representan galaxias pasivas, mientras que los puntos azules corresponden a galaxias con FEr.

Los resultados para la banda-B se presentan en la gráfica 4.8. En este caso, el rango de valores M/L_B y su tendencia con el color óptico coincide bastante bien con los resultados presentados por Bell et al. (2003)⁵

Así pues, las relaciones M/L_λ obtenidas para nuestra muestra de galaxias via GRASIL concuerdan con resultados obtenidos por otros autores y nos permiten la comparación directa con otros trabajos de la bibliografía.

⁵Tanto la banda-B y banda-g como la banda-R y banda-r, tienen longitudes de onda centrales muy similares entre sí. En cualquier caso, estamos interesado en la tendencia de M/L_K con el color en óptico, no con un color en concreto

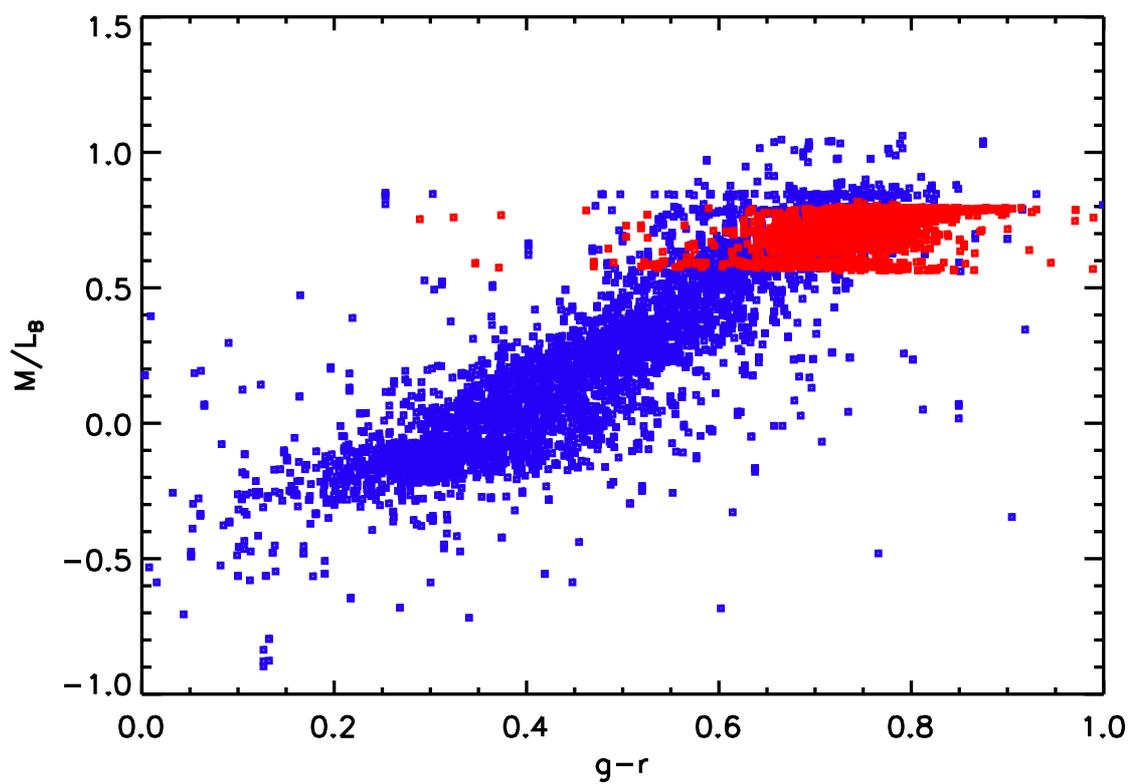


Figura 4.8: M_*/L_B vs. $g-r$. El código de colores es el mismo que para la figura 4.7

Capítulo 5

Análisis previos.

5.1. Segregación entre galaxias activas y galaxias normales.

Las galaxias con núcleos activos (AGNs) componen una variedad de galaxias que comparten, al menos parcialmente, una serie de características observacionales de sus núcleos que no se han logrado explicar a través de fenómenos relacionados con la actividad estelar. Entre estas características están:

- Presencia de intensas líneas de emisión anchas ($\sim 100 \text{ \AA}$) en el rango UV-óptico.
- Alta emisión en rayos X
- Alta emisión en radio
- Pendientes espectrales UV-ópticas impropias de la emisión estelar.

Todas estas características observacionales de la región central o núcleo de las AGNs han sido ampliamente atribuidas a la presencia de un agujero negro supermasivo ($M_{AN} > 10^6 M_{\odot}$) alojado en el centro del núcleo Antonucci (1993), Urry & Padovani (1995).

Con el fin de distinguir en nuestro trabajo, las galaxias cuyas propiedades pueden ser explicadas únicamente a través de la actividad estelar, denominadas galaxias normales (GNs), de aquellas galaxias con núcleos activos hemos recurrido dos criterios basados en cocientes de flujos de líneas de emisión. Por un lado, el criterio de separación elaborado por Kauffmann et al. (2003a) sobre un diagrama utilizado originalmente por Baldwin et al. (1981) que involucra los cocientes de líneas de emisión; ($[\text{OIII}]5007\text{\AA} / \text{H}\beta$) y ($[\text{NII}]6584\text{\AA} / \text{H}\alpha$). Y por otro lado, el criterio propuesto por Miller et al. (2003) que solo considera el cociente de líneas de ($[\text{NII}]6584 / \text{H}\alpha$). La aplicación de dos criterios distintos se debe a la presencia de las cuatro líneas ($[\text{OIII}], \text{H}\beta, \text{H}\alpha$ y $[\text{NII}]$) con suficiente señal-ruido ($S/N > 3$) en el caso del criterio de Kauffmann y con $S/N > 3$ solo para las líneas de $\text{H}\alpha$ y $[\text{NII}]$ en el caso del criterio de Miller. En el caso que no se tengan, al menos $\text{H}\alpha$ y $[\text{NII}]$, con suficiente S/N , se considera la galaxia como una galaxia pasiva.

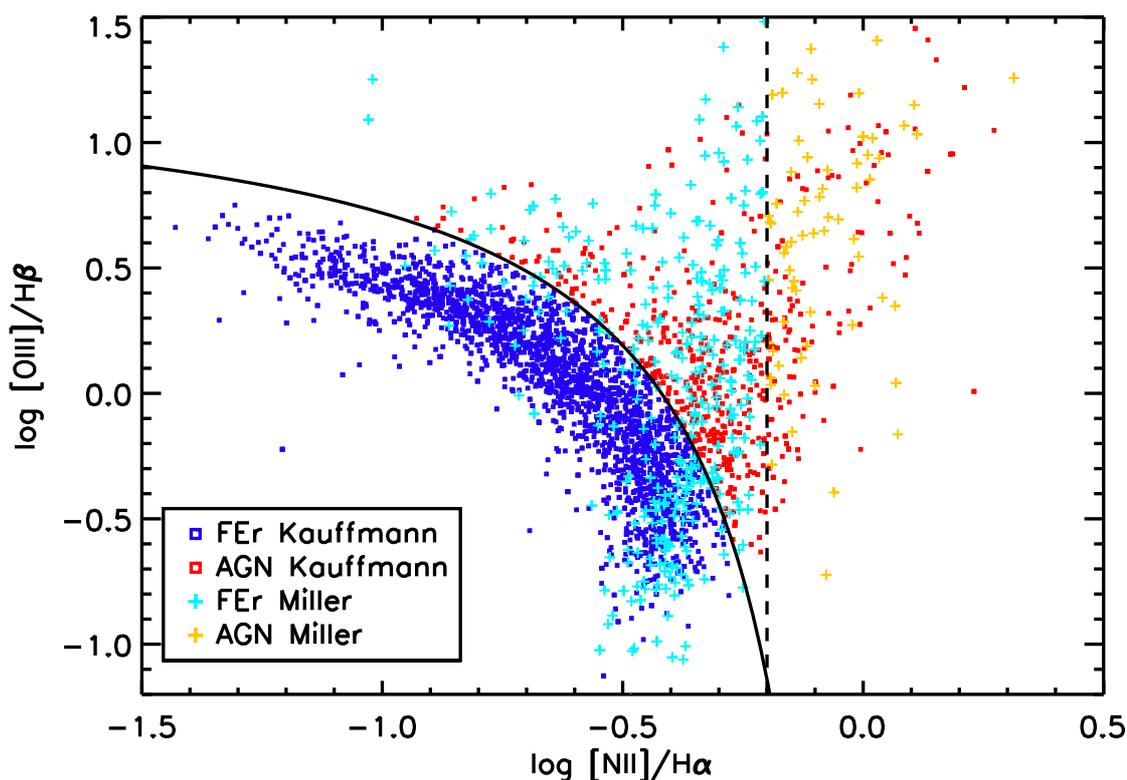


Figura 5.1: Diagrama BPT ($[\text{OIII}]/\text{H}\beta$) vs. ($[\text{NII}]/\text{H}\alpha$) para la muestra de galaxias. La línea continua señala la frontera en un diagrama BPT Baldwin et al. (1981) entre galaxias con FEr y galaxias con núcleos activos (AGNs) propuesta por Kauffmann et al. (2003a). La línea discontinua marca la frontera entre galaxias con FEr y AGNs propuesto por Miller et al. (2003). Los recuadros azules oscuros y las cruces azules claras representan las galaxias con FEr segregadas bajo el criterio de Kauffmann o el criterio de Miller, respectivamente. Los recuadros rojos y los cruces naranjas representan las AGNs segregadas según el criterio de Kauffmann o el criterio de Miller, respectivamente. Los datos correspondientes a galaxias pasivas no están representados en la gráfica.

El resultado de la segregación para nuestra muestra de galaxias se representa en la figura 5.1.

En la gráfica 5.1 se puede observar la distribución propia de una población de galaxias en un diagrama BPT Kauffmann et al. (2003a); una clara secuencia bajo la curva de separación propuesta por Kauffmann, que corresponde a las galaxias con FE; y sobre la curva un ala ancha que crece hacia valores propios de excitación colisional, las AGNs.

Nuestra muestra de galaxias en cúmulos se compone de 5007 galaxias, de las cuales 905 galaxias han sido clasificadas como AGNs, bajo los criterios de Kauffmann o de Miller. Esto reporta una fracción de $(\text{AGN}/\text{TOTAL}) \sim 0.18$. Si además comprobamos la distribución de las AGNs en un diagrama color-magnitud y la variación de la fracción $(\text{AGN}/\text{TOTAL})$ con la magnitud absoluta (ver figura 5.2) podemos observar como las AGNs alcanzan su proporción más alta $\sim 40\%$ a altas luminosidades y esta fracción

disminuye hasta $\sim 10\%$ a luminosidades de $M_r \sim -18$, Así pues, existe un sesgo en la fracción de AGNs con la luminosidad Haines et al. (2008) que afectaría, en una posible sustracción de las AGNs, al número total de galaxias a cada luminosidad de forma diferencial.

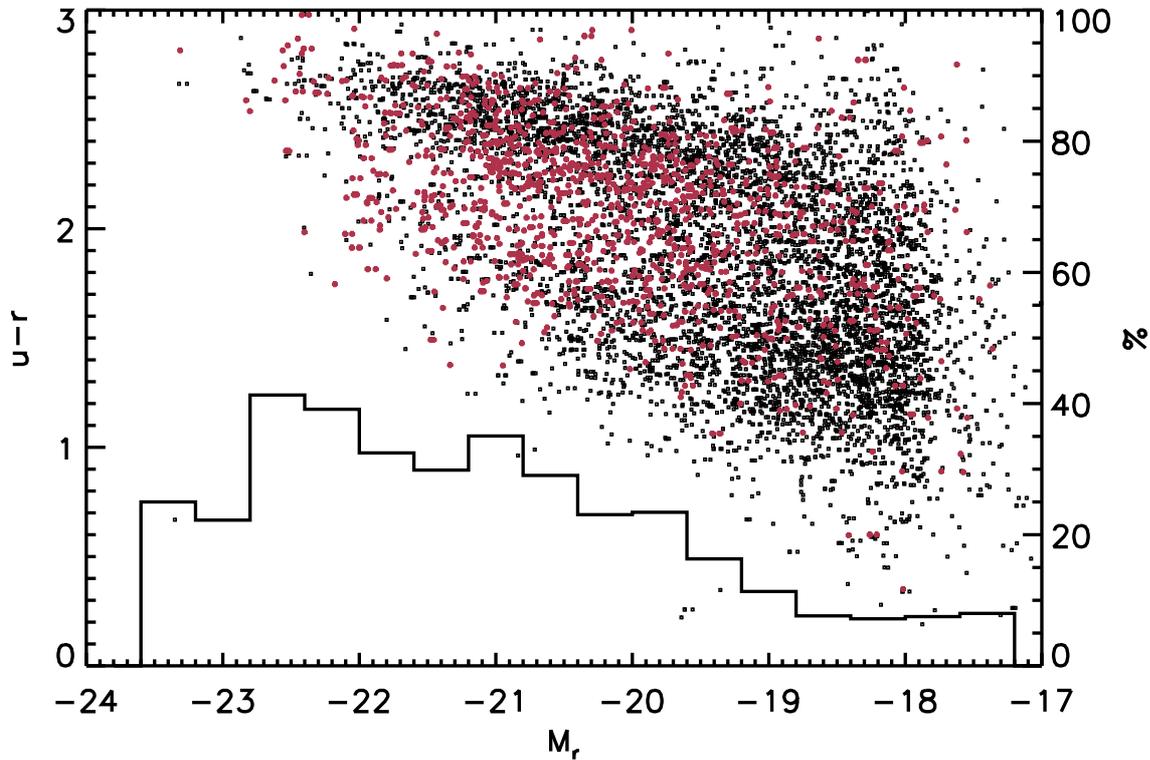


Figura 5.2: $(u-r)$ vs. M_r y la fracción de AGNs sobre el total. Los puntos negros representan las galaxias identificadas como galaxias normales y los recuadros rojizos representan las galaxias identificadas como AGNs. El histograma de la parte baja muestra la fracción de AGNs sobre el total de galaxias como función de M_r .

Por otro lado, nuestra muestra de galaxias se distribuye en $z=0.02, 0.05$ lo que da lugar a que la fibra con radio $r_{fiber}=1.5''$ mapee una pequeña porción de la parte central de la galaxia, aquella contenida en $r=1.2-2.9$ Kpc ¹.

Así, discriminamos el origen, sea estelar o no, de la emisión procedente de una zona central muy pequeña, pero no tenemos información de la contribución del núcleo de las AGNs a la luminosidad total de la galaxia.

Puesto que todos nuestros espectros simulados corresponden a galaxias normales, no a AGNs, la bondad del ajuste entre los espectros simulados y conjunto de flujos de la galaxia nos da idea de la contribución de la componente estelar al total de la luminosidad

¹ $(h, \Omega_m, \Omega_\Lambda) = (0.7, 0.3, 0.7)$

$z=0.02$ - FS=0.405 kpc/''

$z=0.05$ - FS=0.977 kpc/''

de la galaxia. Si el ajuste se considera aceptable se entiende que la contribución del núcleo activo a la luminosidad de la galaxia no es importante, o al menos indiscernible. Si la aportación del núcleo activo a la luminosidad de la galaxia es significativa, este hecho empeorará el ajuste de la galaxia a un espectro de origen estelar.

En la gráfica 5.3 mostramos la distribución del χ^2 del mejor ajuste a cada galaxia, separando galaxias clasificadas como AGNs (líneas discontinuas) de galaxias clasificadas como galaxias normales (líneas continuas).

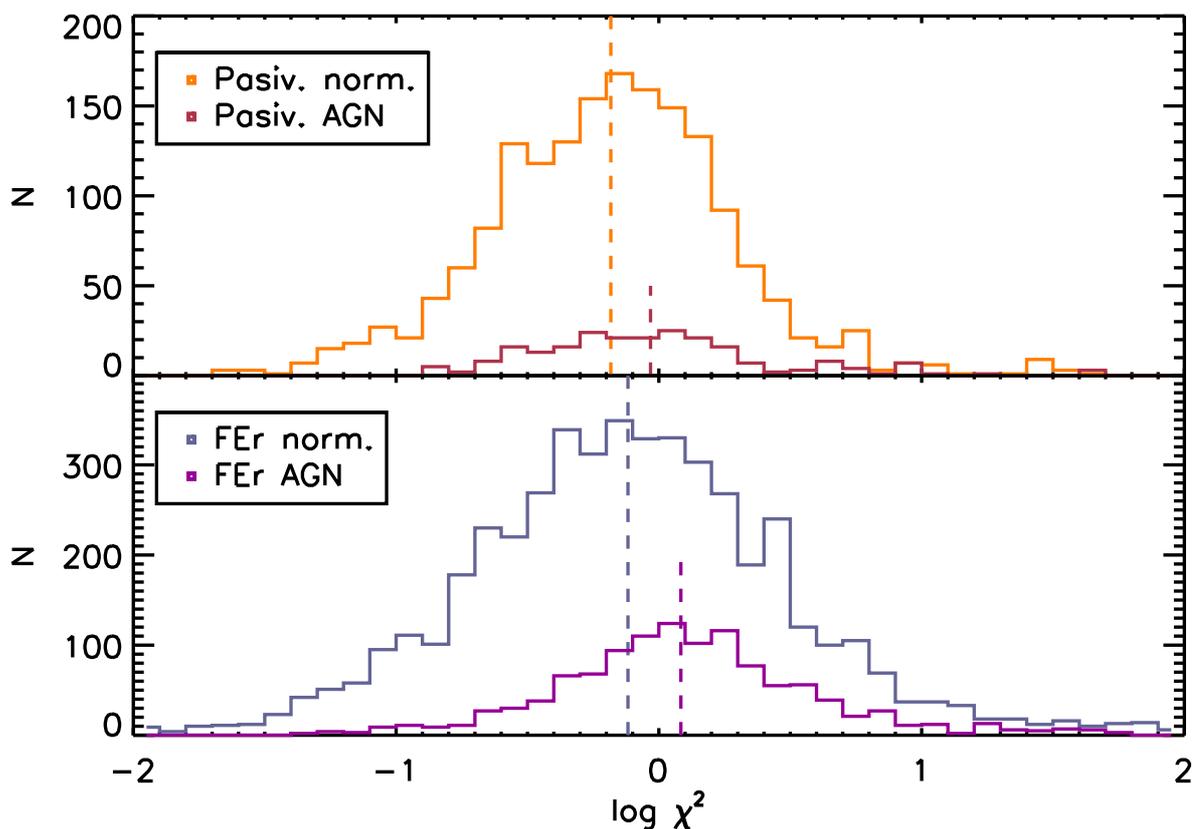


Figura 5.3: Histogramas de χ^2 por submuestras. El recuadro superior corresponde a las galaxias identificadas como galaxias sin FE reciente y el recuadro inferior corresponde a las galaxias identificadas como galaxias con FE reciente. Los histogramas de líneas continuas corresponden a galaxias normales y los histogramas de líneas discontinuas corresponden a AGNs. De igual manera, las líneas verticales representan las medianas de los valores de χ^2 para cada submuestra con la codificación anterior.

Como se puede observar en la gráfica, el valor de las medianas de las respectivas distribuciones del χ^2 es sistemáticamente mayor en las distribuciones de AGNs; $\log\langle\chi^2_{AGN}\rangle=0.176$ frente a $\log\langle\chi^2_{ng}\rangle=0.076$ en el caso de las galaxias sin FE reciente y $\log\langle\chi^2_{AGN}\rangle=0.273$ frente a $\log\langle\chi^2_{ng}\rangle=-0.077$ en el caso de galaxias con FE reciente.

Por otro lado, existe una fracción no despreciable de AGNs que poseen un ajuste bastante bueno a un espectro de origen estelar, e.g. $\log\chi^2<0$, lo que implica que estas galaxias, a pesar de poseer un núcleo con actividad no estelar, poseen una importante componente estelar que predomina frente al núcleo activo.

Así pues, incluiremos en nuestra análisis de la actividad estelar áquellas galaxias razonablemente bien ajustadas (a un espectro de origen estelar), esto es, por debajo de un determinado χ^2 independientemente de su clasificación como AGNs bajo un criterio de líneas de emisión.

5.2. Completitud en la banda-r' de la muestra de galaxias.

El catálogo espectroscópico de Sloan *Main Galaxy Sample* fue obtenido mediante dos espectrógrafos de fibra. La envuelta de la fibras no permitá que dos fibras estuvieran colocadas entre sí más cerca de una distancia que correspondía a 55' en el cielo (Strauss et al. 2002). Esto da lugar a que ya en el diseño del mapeado se dejarán de observar algunas galaxias debido a la presencia de otra galaxia demasiado cercana. Por lo tanto, el catálogo espectroscópico no es completo al 100% tomando como muestra de partida el mapeado fotométrico que cumplen los criterios de Strauss et al. 2002.

Para comprobar el grado de completitud de la muestra de galaxias en cúmulos, hemos utilizado la completitud obtenida por Blanton et al. (2005) para el NYU-VAGC (*New York University Value Added Galaxy Catalogue*). En este trabajo Blanton et al. 2005 utilizan la tecnica propuesta por Hamilton & Tegmark (2004), en la que se subdivide las regiones del cielo observadas por el mapeado y dentro de cada parcela de cielo se contabilizan las galaxias contenidas en el catálogo espectroscópico y las galaxias procedentes del mapeado fotométrico que cumplen los criterios de Strauss et al. 2002 para formar parte del *Main Galaxy Sample*. El cociente de estos dos numeros se toma como la completitud de esa parcela del cielo y se asigna a todas las galaxias del *Main Galaxy Sample* de esa parcela.

Los valores de completitud de la muestra de galaxias en cúmulos frente al radio proyectado normalizado al radio virial se muestran en la figura 5.4.

Tal y como se muestra en la figura 5.4, los valores de completitud asociados a las galaxias en cúmulos oscilan entre el 80% y el 100%, con un valor promedio superior a 90% en la mayor parte del rango, que alcanza en algunos casos el 95% y sin una aparente tendencia con el radio normalizado. Por lo tanto solo perdemos entre un 5% y 10% de la muestra de galaxias del mapeado fotométrico, que no representan un fracción significativa de la muestra como para sesgar nuestros resultados.

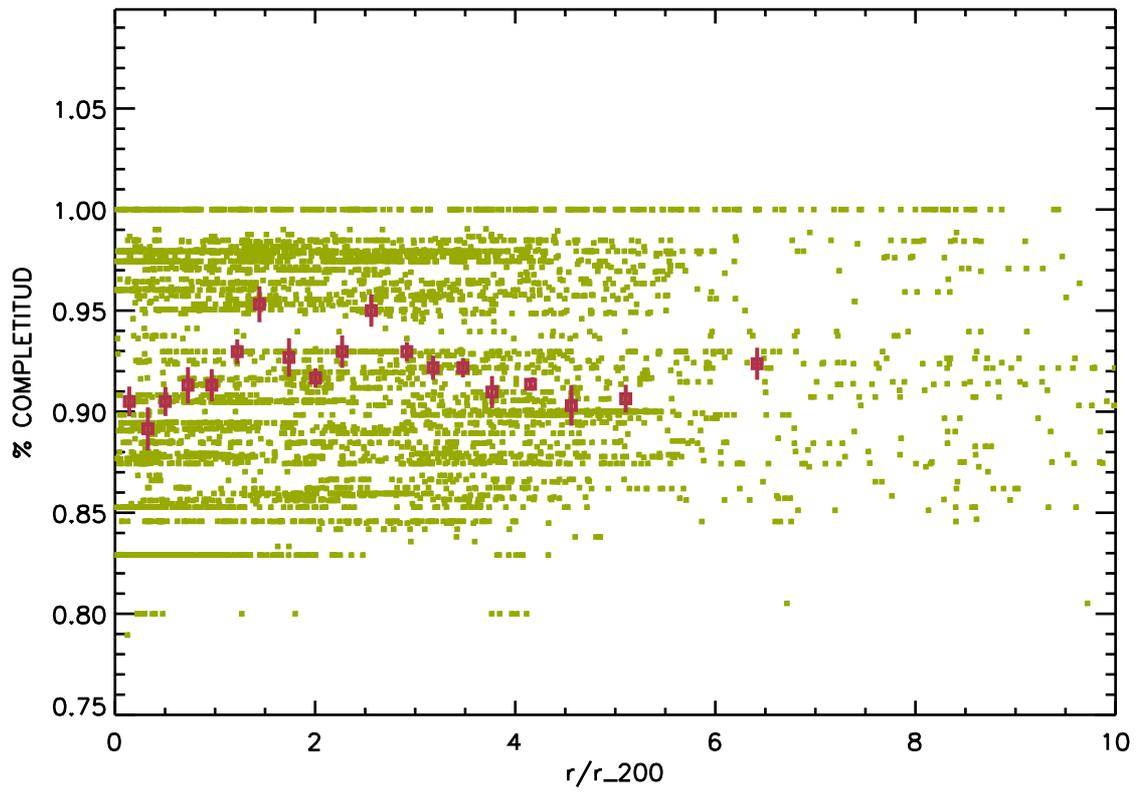


Figura 5.4: % de completitud vs. radio normalizado. Los puntos verdes corresponden a las galaxias de la muestra de cúmulos y los puntos rojizos al valor promedio en el rango que indica el punto.

Capítulo 6

Funciones de distribución de propiedades de las galaxias.

6.1. Funciones de Masa Estelar.

La Función de Luminosidad (FL) o La Función de Masa Estelar (FME) han mostrado ser un poderoso herramienta que permite conectar el proceso de ensambladura de los halos de materia oscura que conforman los cúmulos con la procesos de formación y evolución de la componente estelar de las galaxias. En el proceso de formación y evolución de galaxias existe una dicotomía en el papel dominante sobre este proceso entre; las propiedades internas iniciales de la galaxias, como pueden ser la masa/momento angular del halo de materia oscura (e.g ver Berta et al. 2008) y los procesos de interacción en los ambientes en los que ha encontrado inmersa la galaxia. Existe una serie de procesos de interacción entre cada galaxia y los elementos de un cúmulo (ver Treu et al. 2003; Poggianti 2006; Boselli & Gavazzi 2006, como sumarios) que influyen en la historia de FE, en concreto, de las galaxia con FEr, por tanto en la distribución de la masa en estrellas de las galaxias. Por otro lado, en el centro de los cúmulos más ricos existen un tipo de galaxias, las llamadas galaxias cD, cuyas propiedades observadas (morfológicas, dinámicas, etc) y escenarios de formación difieren de los de las galaxias elípticas (Harutyunian 2008). Entre sus propiedades se encuentra su alta luminosidad ($M_B \sim -23.0$, Cox, A. N. 2000) comparada con la de las galaxias elipticas ($M_B \sim -18.33$, Jerjen & Tammann 1997) y por tanto de masa en estrellas.

En la última década, han aparecido numerosos trabajos que tanto por su estadística (i.e. area de cielo cubierta) como por su profundidad (i.e. magnitud límite alcanzada) han muestreado la Función de Luminosidad o de masa en estrellas a lo largo de varias ordenes de magnitud en estas variables. Existen tres tipos de estrategias para obtener la Función de Luminosidad/Masa; a partir de una muestra con *redshift* fotométricos a *redshifts* intermedios $z > 0.1$, a partir de una muestra espectroscópica en el Universo Local $z < 0.1$ y a partir de una muestra de galaxias en cúmulos asumiendo que todas las galaxias del cúmulo se encuentran a la misma distancia e igual a la obtenida a partir del *redshift* central del cúmulo. A continuación, se citan un ejemplos recientes de cada tipo de trabajo. Baldry et al. (2004) discrimina la aportación de la población pasiva

vs. población con FEr a la FME conjunta del Universo Local, obteniendo una mayor masa característica en el rango de alta masa, M^* a la vez que una menor pendiente en el rango de baja masa, α para la población roja que para la población azul. Baldry et al. (2004) explica esta diferente distribución de masas de estas dos poblaciones en el contexto un modelo (simplificado) de formación jerárquica de galaxias. En un reciente trabajo, Pozzetti et al. (2009) estudian la variación de la FME a *redshifts* intermedios encontrando que la FME se descompone en la suma de dos funciones de Schechter (1976)¹, que corresponden en buena medida a las dos poblaciones de galaxias, de tipo temprano y de tipo tardío. Varios de los resultados encontrados en este trabajo, especialmente para galaxias de tipo tardío (e.g. la densidad de estas galaxias crece con el tiempo a mayor rapidez para galaxias de menor masa) apuntan a un escenario en el que las fusiones entre galaxias de masa parecida no juegan un papel dominante en la ensambladura de galaxias. Merluzzi et al. (2010) construyen la FME en el entorno del cúmulo de Shapley encontrando por un lado que basta una única función de Schechter para su adecuado ajuste como que los valores de $\alpha=1.2$ y de $M^*=11.16$ son muy similares a los del campo. Aun así, encuentra una tendencia de M^* con la densidad proyectada de galaxias, con mayores valores de M^* en regiones de mayor densidad. La pendiente α no presenta correlación con la densidad. Este último trabajo se asemeja a nuestra estrategia para obtener la Función de Masa Estelar de galaxias en cúmulos del Universo Local.

Uno de los puntos a tener en cuenta es la completitud en masa estelar para una muestra, como la nuestra, seleccionada en la banda- r' . Para ello debemos conocer la relación masa-luminosidad (M/L) para nuestra muestra de galaxias. Tal y como se muestra en la figura 6.1, M/L vs. (g-r) posee una clara tendencia, donde las galaxias con FEr más azules llegan a alcanzar valores de $\log(M/L)_{\odot} \sim -0.1$ hasta las galaxias pasivas que se amontonan en torno a $\log(M/L)_{\odot} \sim 0.5$. Por otro lado, la distribución de galaxias menos luminosas de la muestra $-18 < M_r < -17.5$ barren todo el rango de valores de M/L, por lo que no necesitamos un corte en M/L menos exigente para las galaxias menos luminosas que para el resto de la muestra. Hemos determinado el límite de completitud en masa estelar M_*^{lc} ² para cada cúmulo escogiendo un corte de $\log(M/L)_{\odot} = 0.75$, donde la fracción de galaxias que quedan más arriba es de solo un 1.3% y por debajo del cual asumimos que la muestra es practicamente completa en masa estelar.

En primer lugar mostramos la FME obtenida para el campo³ en la figura 6.2 y los

¹La expresión para la función de Schechter es:

$$\begin{aligned} \left(\frac{dN}{dM}\right)dM &\equiv \Phi dM = \Phi_* \left(\frac{M}{M^*}\right)^{-\alpha} \exp\left(-\frac{M}{M^*}\right) d\left(\frac{M}{M^*}\right) \\ \left(\frac{dN}{d\log M}\right) &= (\ln 10)M \times \Phi = (\ln 10)\Phi_* \left(-\frac{M}{M^*}\right)^{-\alpha+1} \exp\left(-\frac{M}{M^*}\right) \end{aligned}$$

² $\log M_*^{lc} = \log(M/L)_{\odot} - 0.4(r'_{lc} - DM(z_{med}) - r_{\odot})$

M_*^{lc} límite de completitud en masa estelar

$\log(M/L)_{\odot} \equiv 0.75$

$r'_{lc} = 17.7$

$DM(z_c)$ modulo de distancia de cada cúmulo

r_{\odot} magnitud aparente del Sol en la banda- r'

$g_{\odot} = +5.12$, $(g-r)_{\odot} = +0.44$ (Lupton, R. 2005).

³Consideramos una galaxia de campo como aquella que cumple:

$R_P > 5r_{200}$ o $c \cdot |z - z_{med}| > 3\sigma_{cl}$

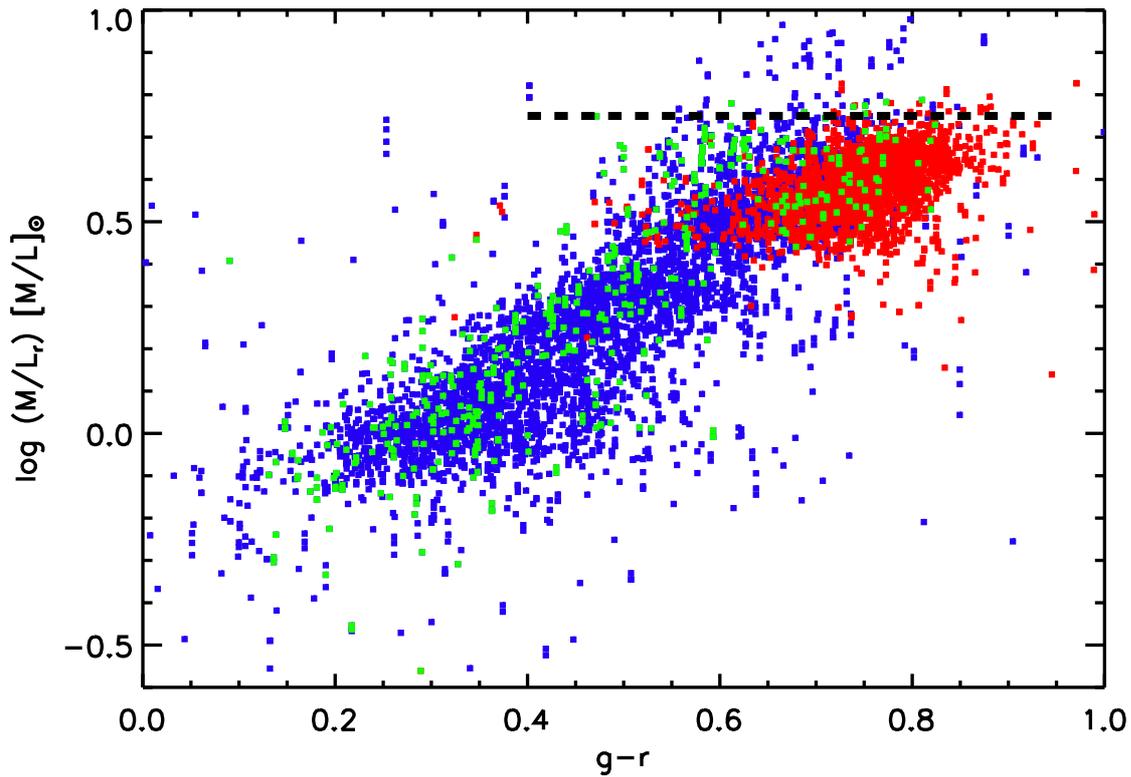


Figura 6.1: Masa-Luminosidad en la banda- r' vs. $(g-r)$. Los recuadros azules representan las galaxias con FEr mientras los recuadros rojos, las galaxias pasivas. Los recuadros verdes corresponde a las galaxias con $-18 < M_r < -17.5$. La línea horizontal discontinua corresponde al corte escogido para estimar la completitud de masa en estrellas.

valores y las curvas de fiabilidad de los parámetros de la función de Schechter ajustada en la tabla 6.1 y en la figura 6.3. Esta FME nos será útil en adelante como FME de comparación sin necesidad de recurrir a otros trabajos y así evitar sesgos provenientes de muestras seleccionadas en otra bandas espectrales, de la obtención de la masa en estrellas basada en otros métodos y otras suposiciones, etc. La FME obtenida está escalada aproximadamente a la FME para el campo obtenida por Cole et al. (2001) para facilitar la comparación.

y además no esté más cerca de otro cúmulo de la muestra según el módulo $\sqrt{\frac{R_P}{r_{200}}^2 + \frac{c(z-z_{med})^2}{\sigma_{cl}}}$

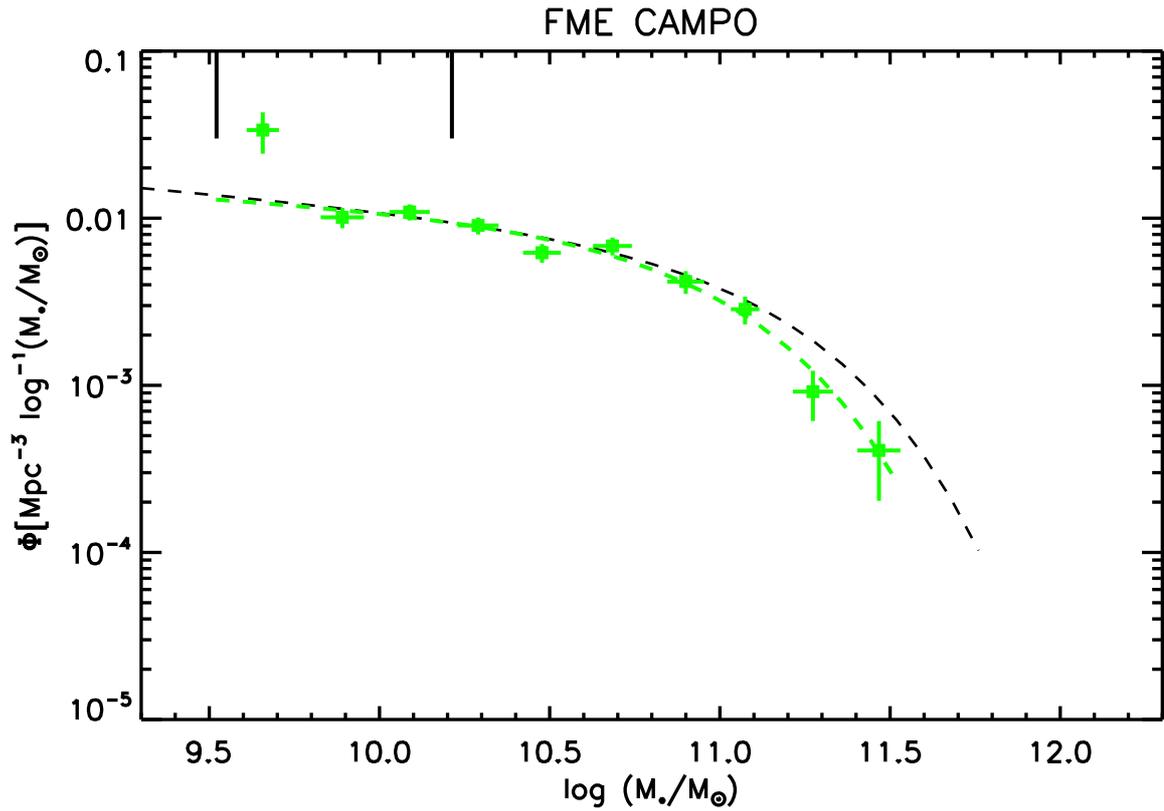


Figura 6.2: FME del campo. La línea curva discontinua y los puntos en verde claro representan, respectivamente, la FME obtenida para el campo y la función de Schechter ajustada. Los segmentos verticales y horizontales corresponden, respectivamente, al error poissoniano en las cuentas y a la desviación estándar de los valores de la masa en cada intervalo. La línea curva discontinua en negro corresponde a la FME obtenida para el campo por Cole et al. (2001). Los dos segmentos verticales en las esquinas superiores izquierdas representan los límites de completitud en masa estelar para los cúmulos más cercano y más lejano.

Tabla 6.1: FME del campo. Parámetros de la función de Schechter ajustada.

Ambiente	Φ_*	$\log M^*$	α
	$\Delta\Phi_*$	$\Delta\log M^*$	$\Delta\alpha$
Cole et al. 2001	0.003087	11.159	1.180
	0.000014	0.012	0.034
CAMPO	0.00388	10.992	1.12
	0.00099	0.091	0.11

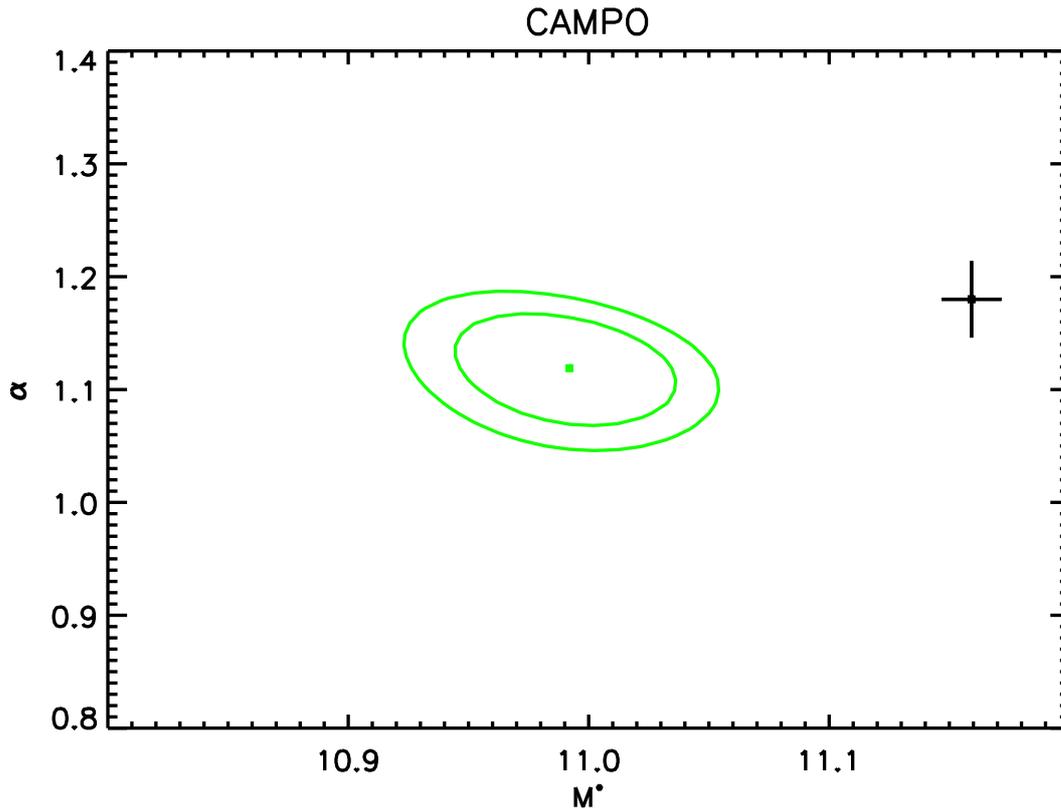


Figura 6.3: Región de fiabilidad de los parámetros de la función de Schechter ajustada para el campo. Las curvas cerradas verdes corresponde de dentro a afuera, a 68 % y 90 % de fiabilidad ($\chi^2 - \chi_{min}^2 = 2.30$ y 4.61 , Avni 1976) y el punto central, el del par de valores que hacen mínimo el χ^2 . La cruz muestra los valores y errores para los parámetros de la FME del campo obtenidos por Cole et al. (2001).

Como se puede observar en la gráfica 6.4 la FMEg (datos y curva en verde claro) se aproxima bastante a la FME obtenida por Cole et al. (2001) para el campo en la parte de baja luminosidad, esto es, tienen una pendiente α similar y atendiendo a lo mostrado en la tabla 6.1 y la figura 6.3 consistente dentro de los errores, que son mayores que los del trabajo de Cole et al. (2001) solo debido a una mayor estadística de éste; $\sim 1.4 \cdot 10^6$ galaxias frente a $\sim 5 \cdot 10^3$ en nuestro trabajo. La diferencia proviene de la M^* donde la función de Cole et al. es superior en un ~ 0.15 dex a la obtenida en este trabajo. Esta diferencia puede provenir, en una primera aproximación, de la distinta IMF utilizada; una IMF de Salpeter entre $0.1 < M/M_{\odot} < 100$ para Cole et al. y $0.15 < M/M_{\odot} < 120$ en nuestra caso.

En la gráfica 6.4 mostramos las FMEs para la región virial de los cúmulos obtenidas en nuestro trabajo. La FME identificada con el color amarillo muestra una FME computada con la población de galaxias de las diferentes regiones viriales⁴ procedente de la muestra completa de cúmulos sin discernir el cúmulo del que procede cada galaxia,

⁴Consideramos que una galaxia pertenece a la región virial de un cúmulo si:

$$R_P \leq r_{200} \text{ y } c \cdot |z - z_{med}| \leq 3\sigma_{cl}$$

FMEg. La hipótesis que lleva a calcular la FME en esta forma es que la población de galaxias de las regiones viriales de los cúmulos está claramente diferenciada del resto de galaxias, en especial de las galaxias de campo. La fórmula aplicada en este caso es:

$$\mathbf{FMEg} = \Phi(\mathbf{M}) = \frac{1}{\mathbf{Vol}} \frac{dN_{\text{gal}}}{dM} \approx \frac{1}{\sum_i \mathbf{Vol}_i} \frac{\sum_i N_{\text{gal}}^{ij}}{\Delta M_*} \quad (6.1)$$

siendo

\mathbf{Vol}_i volumen de la región virial del cúmulo i

asumida como una esfera de volumen $= \frac{4}{3}\pi r_{200}^3$

N_{gal}^{ij} n^o de galaxias en la región virial del cúmulo i

con $M_* \in \{ \log M_*^j, \log M_*^j + \Delta \log M_* \}$

Mientras que la curva y los datos en color naranja muestran una FME calculada como promedio de los cúmulos (FMEc) normalizado a la densidad de volumen de galaxias para el conjunto de las regiones viriales en un intervalo de masa determinado: $\log M_* \in \{ 10.2, 11.4 \}$. La hipótesis subyacente a esta forma de obtener FME es la de una FME común a todos los cúmulos, al menos en el Universo Local. En este caso empleamos la siguiente fórmula:

$$\mathbf{FMEc} = \Phi(\mathbf{M}) = \frac{1}{\mathbf{Vol}} \frac{dN_{\text{gal}}}{dM} \approx \frac{1}{n} \sum_i^n \mu_i \left(\frac{1}{\mathbf{Vol}_i} \frac{N_{ij}}{\Delta \log M_*} \right) \quad (6.2)$$

siendo

$$\mu_i = \sum_j N_{ij} / \mathbf{Vol}_i$$

donde j esta comprendido en el intervalo de masa citado más arriba.

El resto de expresiones se toman igual que en la fórmula anterior.

Tabla 6.2: FME para la región virial. Parámetros de la función de Schechter ajustada.

Ambiente	Φ_*	$\log M^*$	α
	$\Delta\Phi_*$	$\Delta\log M^*$	$\Delta\alpha$
CAMPO	0.00388	10.992	1.12
	0.00099	0.091	0.11
FMEg	1.80	11.013	1.030
	0.31	0.064	0.080
FMEd	3.26	10.497	-0.46
	0.27	0.051	0.18

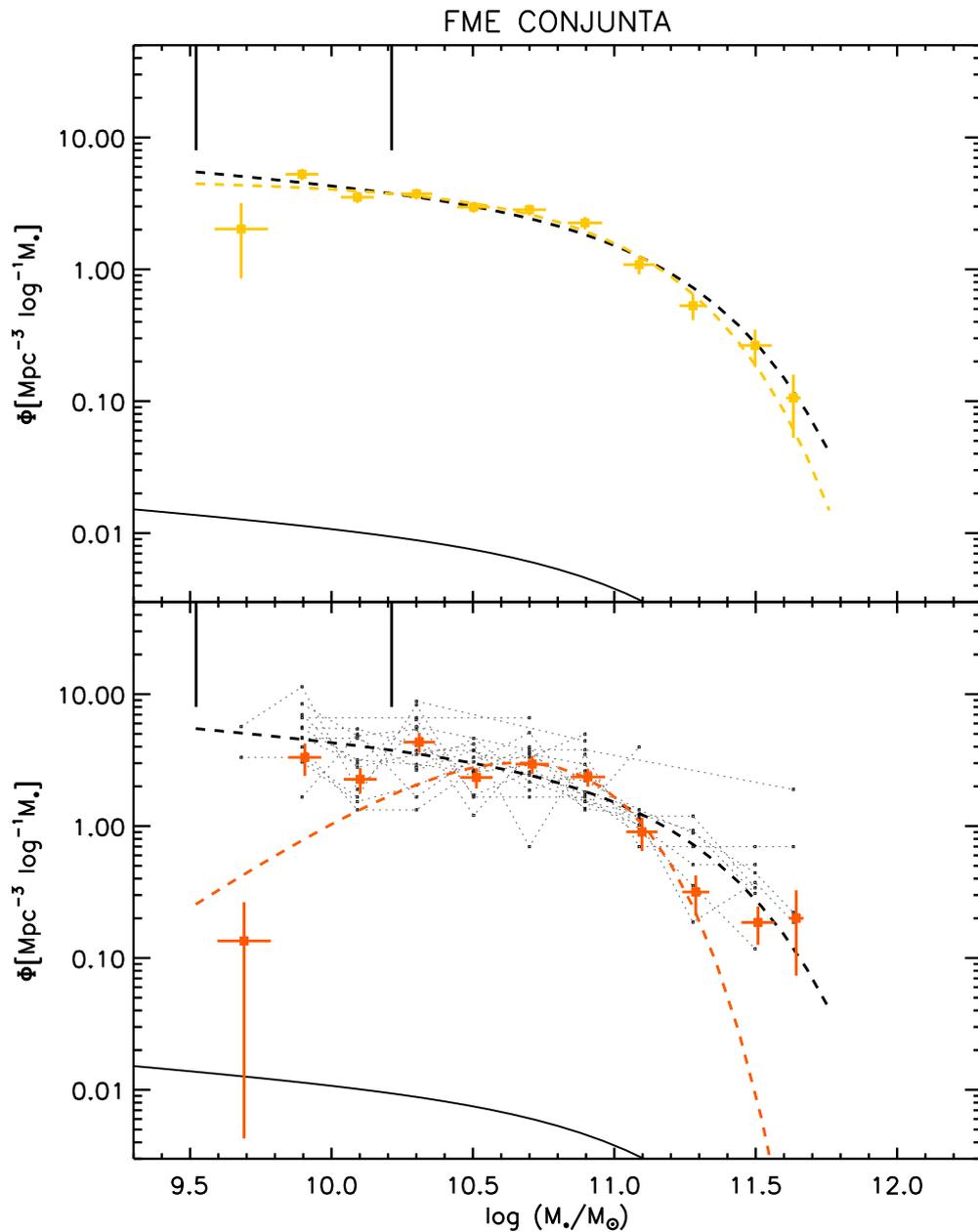


Figura 6.4: Función de Masa Estelar para la región virial de los cúmulos. **Panel superior:** FMEg de las regiones viriales. La curva continua en negro que aparece en la esquina inferior izquierda corresponde a la FME del campo mientras la curva discontinua en negro corresponde a esta FME arbitrariamente escalada por un factor ~ 250 . El resto de elementos es igual que en la figura 6.2. **Panel inferior:** FMEd de las regiones viriales. Los segmentos verticales representan el error en la estimación de promedio i.e. σ/\sqrt{n} . La serie de líneas quebradas discontinuas corresponden al sumando de cada cúmulo en el promedio total. El resto de elementos es igual que en la figura 6.2.

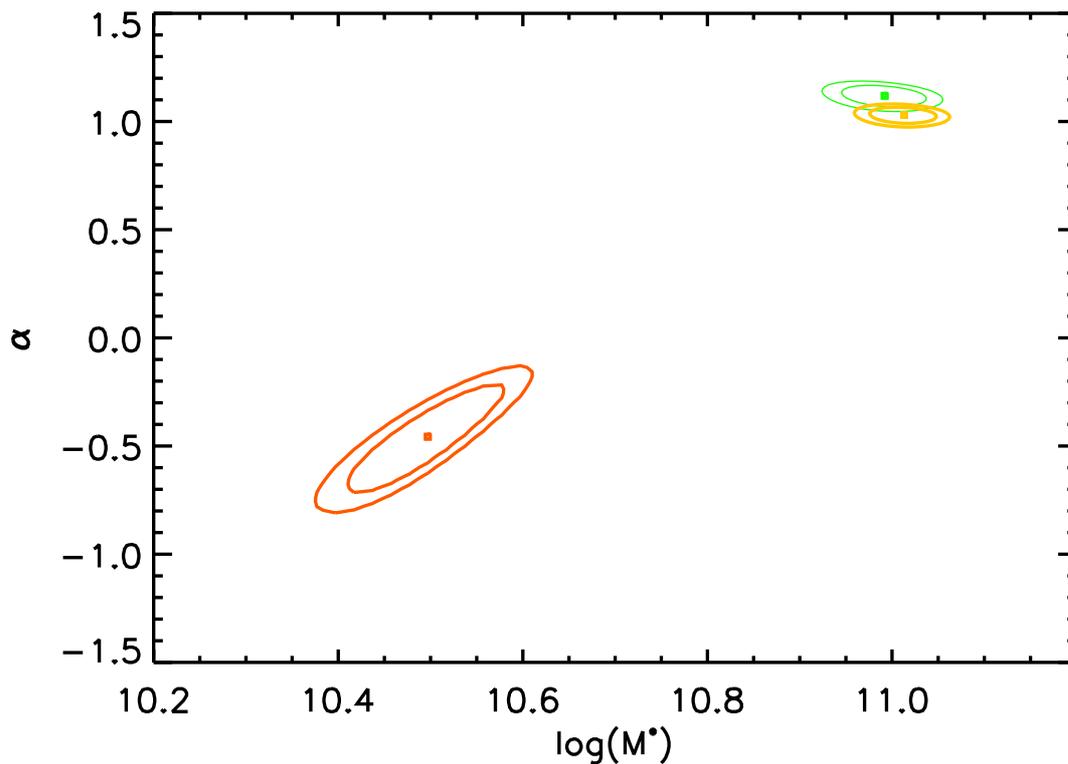


Figura 6.5: Regiones de fiabilidad de los parámetros de la función de Schechter ajustada para las regiones viriales. El verde claro corresponde al campo, el amarillo a la FMEg y el naranja a la FMEc. El resto de elementos es igual que en la figura 6.3.

Como se puede observar en la gráfica 6.4 la FMEg (datos y curva en amarillo) se aproxima bastante a la FME obtenida para el campo. Si comparamos los parámetros de la función de Schechter ajustada a los datos (ver tabla 6.2 y figura 6.5) observamos que tanto la pendiente a baja masa α , como la masa en estrellas característica M^* son indiscernibles, dentro de los errores. Mientras que el factor de volumen Φ_* es dos, y hasta tres ordenes de magnitud superior al Φ_* obtenido para el campo, fruto de la mayor densidad de volumen de galaxias que se encuentra en los núcleos de los cúmulos. En cuanto a la FMEc tanto la forma de la función de Schechter ajustada (panel inferior de la figura 6.4) como los parámetros obtenidos, en la tabla 6.2 y figura 6.5, se apartan claramente de la FME del campo. También observamos que la función de Schechter ajustada traza bastante bien la FMEc el intervalo de masas ($\log M_* \in \{ 10.2, 11.4 \}$) en donde los diferentes sumandos están escalados, mientras que los puntos fuera de ese rango presentan un comportamiento que se aparta erráticamente del ajuste. Esto puede deberse a que no exista verdaderamente una FME universal a los cúmulos del Universo Local (ver subsección 6.1.1); así en el rango donde se fuerza la FMEc a escalarse, se diluyen las diferencias de las FMEs de los diferentes cúmulos mientras que en los extremos de este rango se manifiestan los diversos comportamientos de la FME de los distintos cúmulos. En la parte de alta masa la estadística es significativa y casa por encima de $M_* = 10^{11.5} M_\odot$.

bastante bien con la extrapolación a alta masa de la FME del campo, pero presenta una disminución importante en torno a $M_* = 10^{11.3} M_\odot$. A baja masa, los puntos se colocan por encima del ajuste apartándose claramente de éste; pero el ajuste está forzado por el intervalo de masa menor $\log M_* \sim 9.7$ que tiene una muy pobre estadística, pero no una falta de completitud.

Dentro de los errores derivados en cada trabajo éstos resultados apuntan a que no existe una clara diferencia en la distribución de masa en estrellas entre una población de galaxias en la región virial y la del campo, como muestra la FMEg. Puesto que la masa estelar es, en forma aproximada, una integral de la historia de FE de una galaxia, podemos decir como conclusión superficial que no parece existir una diferencia importante en la distribución de la masa de los halos de materia oscura ni en el resultado final (actual) de la historia de ensambladura de la masa estelar entre la población de galaxias en cúmulos y la de ambientes menos densos, i.e. el campo.

Por otro lado, el comportamiento errático de la FME promedio de los cúmulos, FMEc puede apuntar a que no existe una FME universal de la región virial de los cúmulos, sino que esta puede depender de propiedades globales del cúmulo como la riqueza o la masa gravitatoria (ver subsección 6.1.1).

Conclusiones

- La FME de las galaxias de campo obtenida presenta una pendiente $\alpha = 1.12 \pm 0.11$ y una masa estelar característica de $\log(M^*/M_\odot) = 10.992 \pm 0.091$. La pendiente α está de acuerdo dentro de errores con la obtenida por Cole et al. (2001) mientras que la M^* es 0.15 dex menor. Esta diferencia se podría deber a las diferencias en la IMF utilizada.
- La FMEg de la población de galaxias en la región virial de los cúmulos es estadísticamente indiscernible de la FME obtenida para el campo; así, los procesos del entorno que ocurren en las regiones viriales y sus alrededores no han acrecentado o disminuido sustancialmente la masa en estrellas de la población de galaxias de los cúmulos.
- La FMEc, como promedio de las FMEs de los cúmulos presenta un comportamiento errático, presentando una mella significativa en torno a $M_* = 10^{11.3} M_\odot$ respecto de la FME del campo. En la siguiente subsección discutiremos si proviene de un comportamiento diferente de la FME entre cúmulos masivos y cúmulos de baja masa.

6.1.1. Función de Masa Estelar de galaxias en cúmulos de baja masa vs. cúmulos másivos.

Hemos computado la FME para dos submuestras de cúmulos diferenciadas por su σ_c ; para cúmulos másivos $\sigma_c > 550 \text{ km s}^{-1}$ cuya FME se muestra en la gráfica 6.6 y para cúmulos de baja masa $\sigma_c < 550 \text{ km s}^{-1}$, en la figura 6.7; mientras los parámetros de la funciones de Schechter ajustada aparecen en la tabla 6.3 y la regiones de fiabilidad en la figura 6.8.

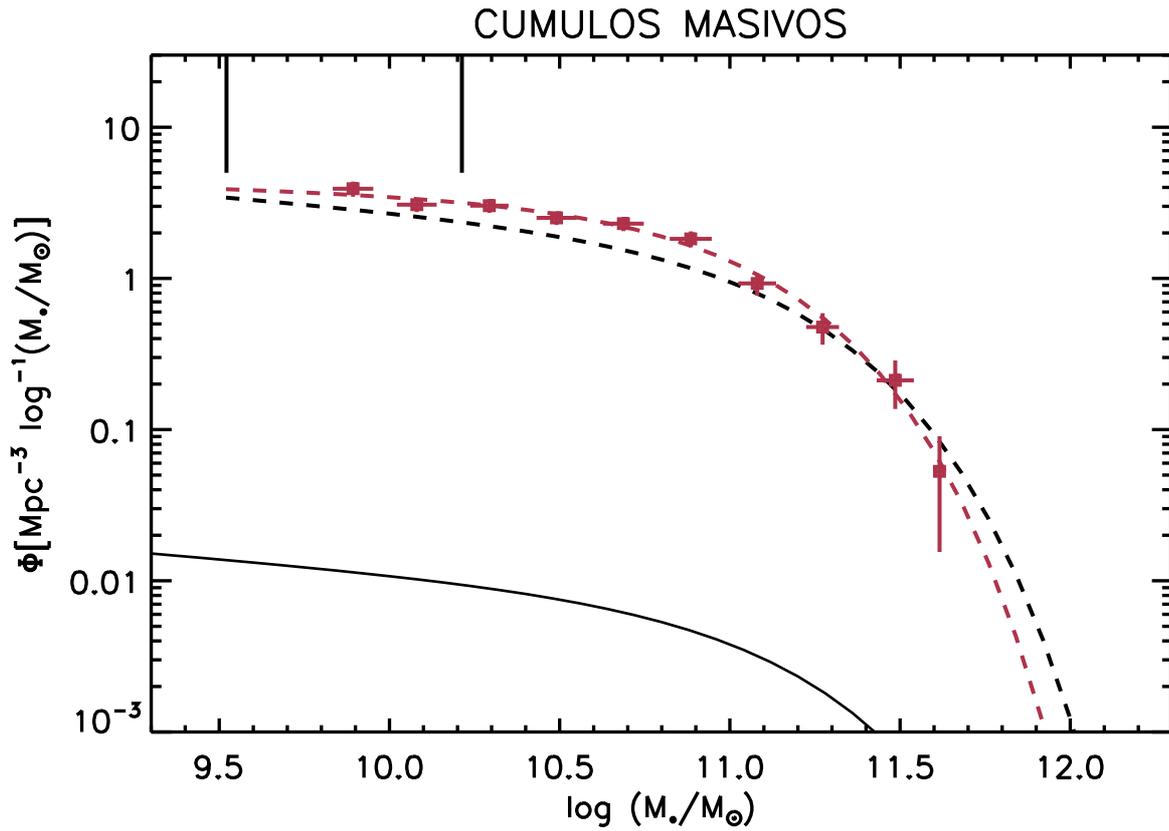


Figura 6.6: Función de Masa Estelar de los cúmulos masivos ($\sigma_c > 550$). La curva a trazos es la FME para el campo escalada arbitrariamente para comparación. El resto de elementos es igual que en la gráfica 6.4.

Como se puede observar, tanto la forma como los parámetros, sus incertidumbres (tabla 6.3) y regiones de fiabilidad (figura 6.8) obtenidos del ajuste no difieren de la curva obtenida para el campo. De nuevo aparece la misma distribución de masa en estrellas entre el campo y una submuestra de cúmulos que por su σ_c hemos denominado masivos. Así el errático comportamiento de la FMEc solo podría de provenir de la FME de los cúmulos de baja masa.

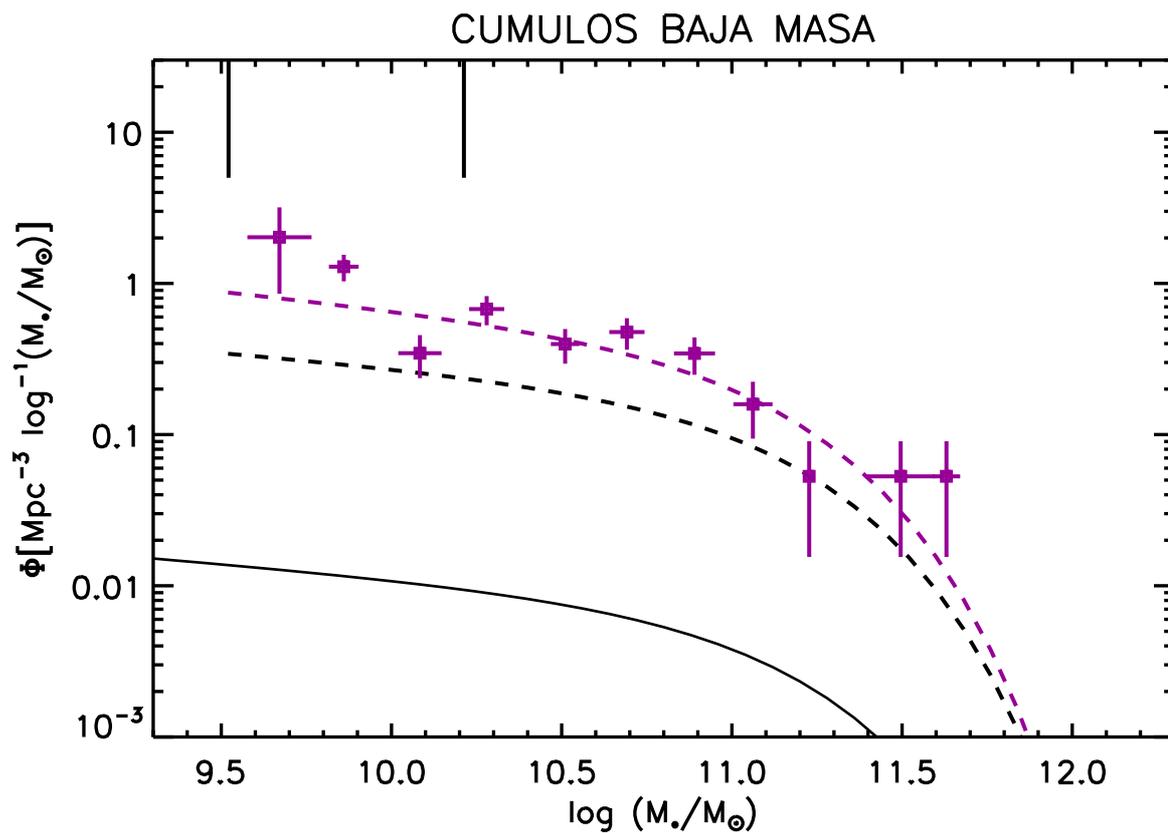


Figura 6.7: Función de Masa Estelar de los cúmulos de baja masa ($\sigma_c < 550$). El resto de elementos es igual que en la gráfica 6.4.

Tabla 6.3: FME para cúmulos másivos y de baja masa. Parámetros de la función de Schechter ajustada.

Ambiente	Φ_* $\Delta\Phi_*$	$\log M^*$ $\Delta\log M^*$	α $\Delta\alpha$
MASIVOS			
CAMPO	0.00388 0.00099	10.992 0.091	1.12 0.11
FMEg	1.45 0.27	11.023 0.067	1.052 0.089
BAJA MASA			
CAMPO	0.00388 0.00099	10.992 0.091	1.12 0.11
FMEg	0.17 0.11	11.12 0.25	1.22 0.23

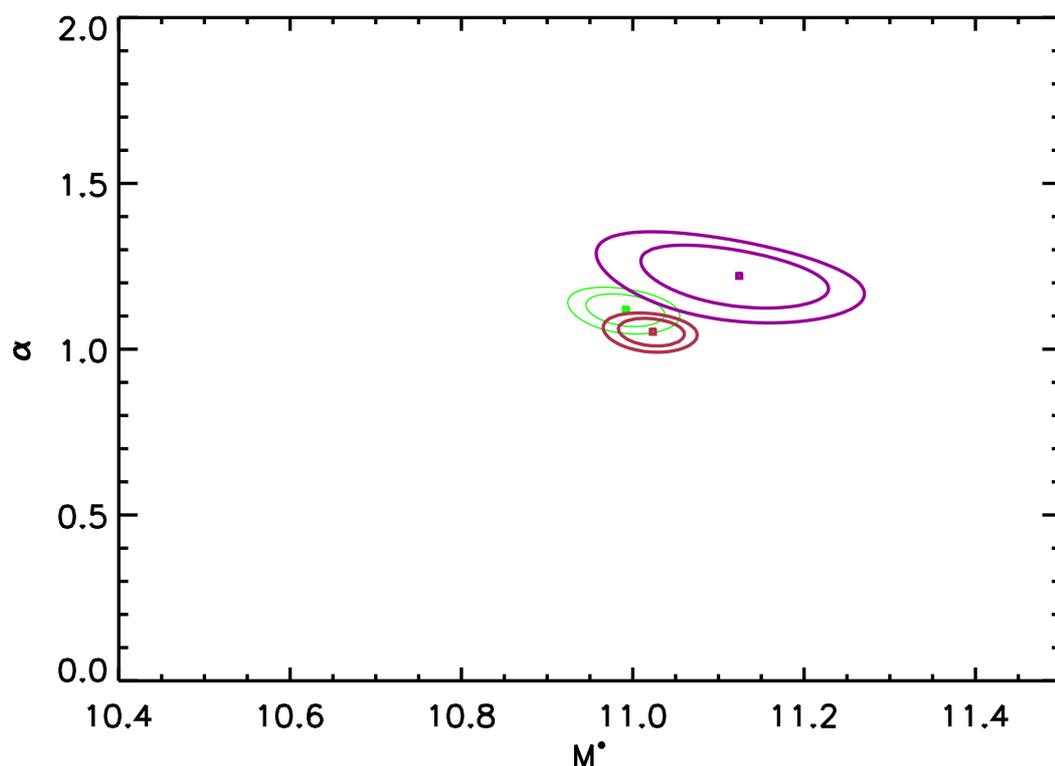


Figura 6.8: Regiones de fiabilidad de los parámetros de la función de Schechter ajustada para los cúmulos másivos y de baja masa. El verde claro corresponde al campo, el rojo a los cúmulos masivos y el morado a los cúmulos de baja masa. El resto de elementos es igual que en la figura 6.5.

En la gráfica 6.7 se puede comprobar como los datos obtenidos y la forma de la función ajustada se apartan de la FME del campo, pero tanto lo errático de los datos como los errores asociados a la estadística propia de los cúmulos de baja masa dan lugar a unos errores en los parámetros obtenidos que hacen que el ajuste obtenido sea consistente con la FME obtenida para el campo. Así por tanto, no se puede afirmar que exista un comportamiento diferencial en la FME entre los cúmulos másivos y los cúmulos de baja masa. Por otro lado, el comportamiento irregular de la FMEc se debe sin duda alguna a la inclusión en la suma completa de la FMEc de los sumandos de los cúmulos de baja masa, que aportan mucha incertidumbre a la FME computada debido a su pobre estadística (i.e. pocas galaxias dentro de la región virial). Un resultado similar a éste es el encontrado por Popesso et al. (2007) que compara la FL en la banda-i de Sloan en cúmulos segregados en tres intervalos de masa gravitatoria delimitados por $M_{200}=10^{14}M_{\odot}$ y $M_{200}=10^{15}M_{\odot}$ y no encuentra diferencias estadísticamente significativas hasta $M_i=-16.7$. La similitud entre las FMEs de los cúmulos másivos y los de baja masa no está en desacuerdo con el resultado encontrado por Andreon (2010) por el que los cúmulos de baja masa tienen una mayor fracción de masa barionica $f_b = \frac{\text{masa en estrellas}}{\text{masa total}}$, puesto que nuestros resultados acerca de la FME se aplican a la distribución de la masa

estelar y no sobre cuál es el contenido global de masa en estrellas de los cúmulos.

Conclusiones

Con la estadística utilizada (16 cúmulos) y en el rango de masas estudiado $M_* > 10^{10} M_\odot$, obtenemos que los cúmulos de baja masa no presentan una FME apreciablemente diferente de la de los cúmulos de alta masa, lo que implica que:

- ni la función de distribución de masa de halos de galaxias varía en función de la masa del cúmulo es una función universal que no depende de la masa del halo del cúmulo al menos para la parte alta de la función y hasta la certidumbre dada por el tamaño de la muestra de cúmulos construida
- ni los procesos determinados por el ambiente han acrecentado o disminuido sustancialmente la masa en estrellas de las galaxias en cúmulos a lo largo de la historia del Universo.

6.1.2. Función de Masa Estelar de galaxias con FEr y de galaxias pasivas.

Para estudiar el comportamiento de la FME de las dos principales poblaciones de galaxias, hemos dividido la muestra de galaxias en cúmulos entre galaxias con FEr y galaxias pasivas. La FME de galaxias con FEr se muestra en la figura 6.10 y la FME de galaxias pasivas en la figura 6.9 y de forma conjunta en la figura 6.12, mientras que los parámetros con sus errores y la regiones de fiabilidad de ambas poblaciones se muestran, respectivamente, en la tabla 6.4 y en la figura 6.11.

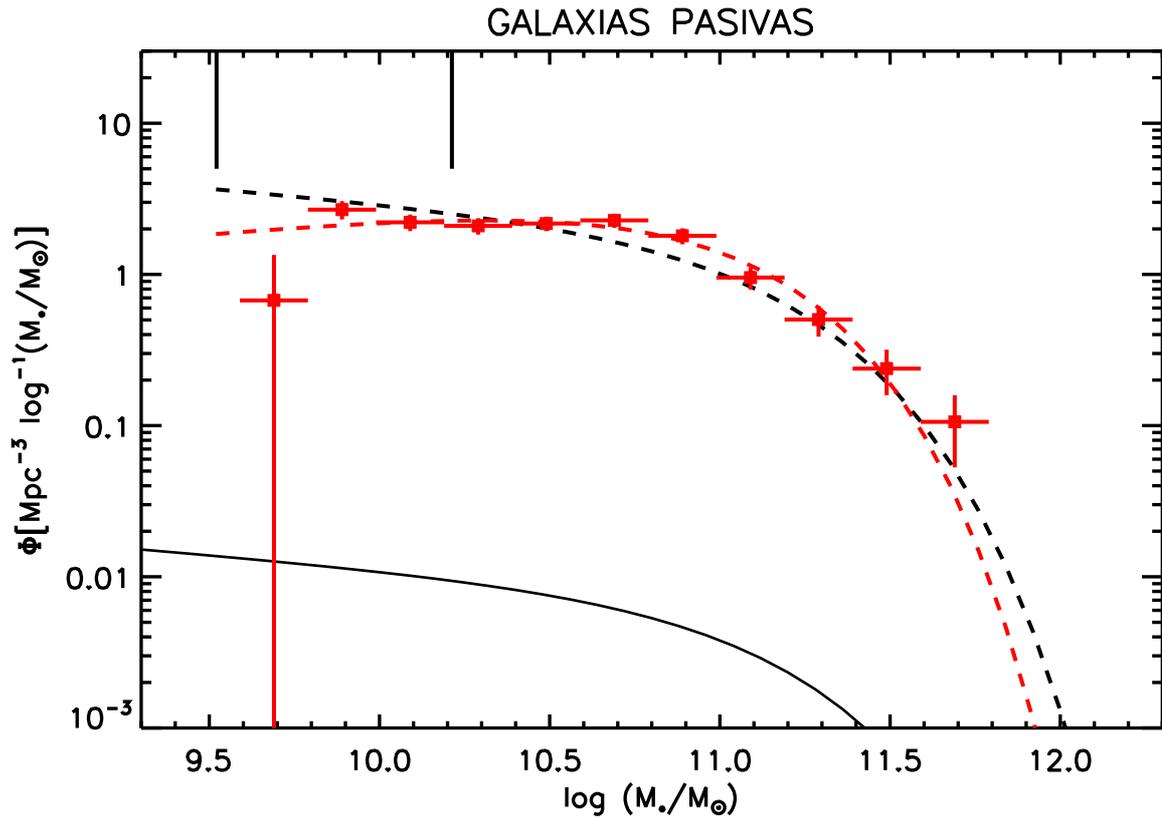


Figura 6.9: Función de Masa Estelar de galaxias pasivas. El resto de elementos es igual que en la figura 6.4.

En la gráfica 6.9, se observa una clara pendiente ascendente, tal y como se encuentra para otros trabajos (e.g. Bell et al. 2003; Baldry et al. 2004; Pozzetti et al. 2009) que estadísticamente es distinguible tanto de la FME conjunta como sobre todo de la FME de las galaxias con FEr, como se puede comprobar en la tabla 6.4 $\alpha=0.79 < 1$ y en la figura 6.11 donde las isolíneas de $P=99\%$ de la FME de las galaxias pasivas no tiene contacto con las de las otras dos FMEs. En el caso de la masa característica es prácticamente la misma que la de la FME conjunta, mientras el factor de volumen Φ_* para la FME de las galaxias pasivas es aproximadamente 62% menor que la FME conjunta.

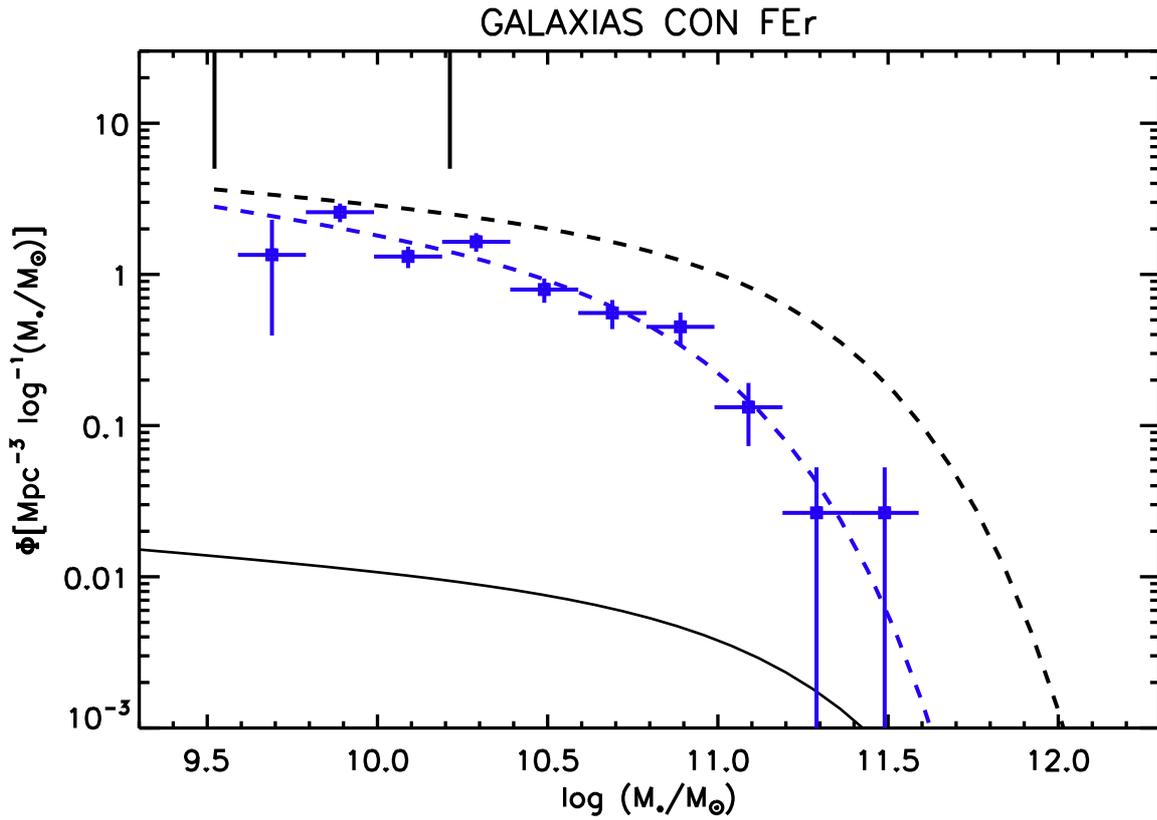


Figura 6.10: Función de Masa Estelar de galaxias con FEr. El resto de elementos es igual que en la figura 6.4.

En la gráfica 6.10, la FME de las galaxias con FEr muestra una clara pendiente decreciente con $\alpha=1.3>1$ y una masa característica $M^* \approx 10^{11.8} M_\odot$, ~ 0.2 dex superior a la M^* del campo y de las galaxias pasivas; el factor de volumen es de menos del 20% del de la FME conjunta.

Tabla 6.4: FME de galaxias pasivas y galaxias con FEr. Parámetros de la función de Schechter ajustada.

	Φ_*	$\log M^*$	α
	$\Delta\Phi_*$	$\Delta\log M^*$	$\Delta\alpha$
CAMPO	0.00388	10.992	1.12
	0.00099	0.091	0.11
VIRIAL	1.80	11.013	1.030
	0.30	0.064	0.080
PASIVAS	1.69	10.986	0.789
	0.27	0.068	0.099
G. CON FEr	0.52	10.81	1.31
	0.22	0.13	0.18

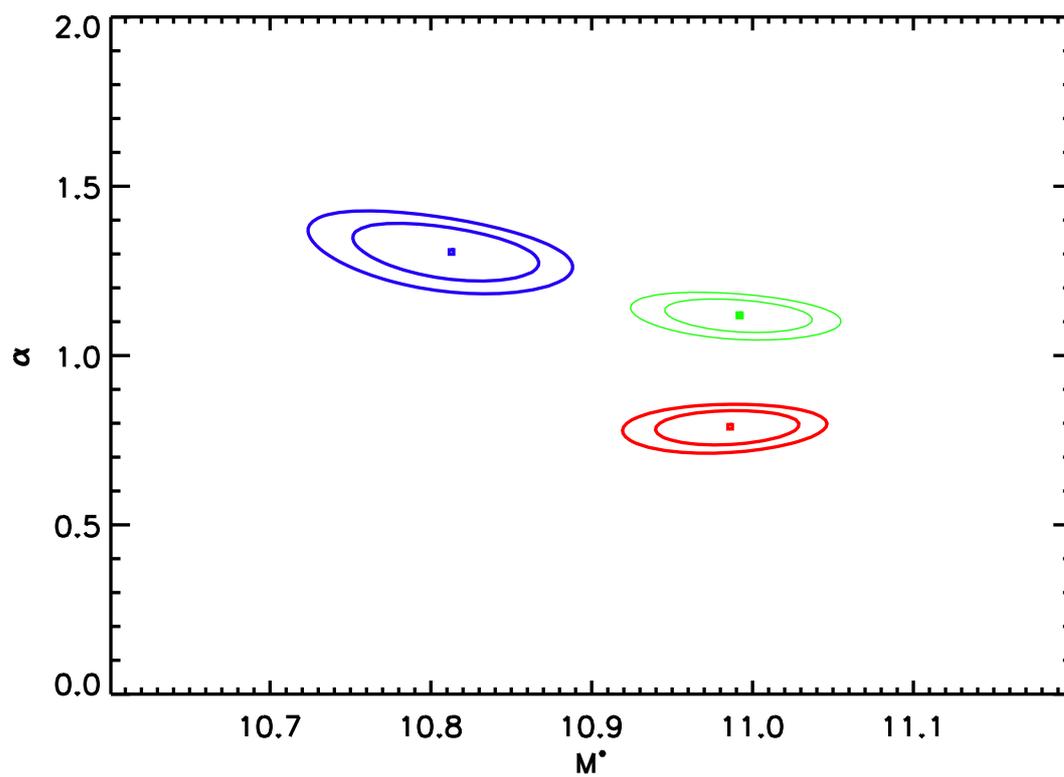


Figura 6.11: Regiones de fiabilidad de los parámetros de la función de Schechter ajustada para las poblaciones de galaxias con FER y galaxias pasivas en regiones viriales. El color verde corresponde al campo, el color rojo a las galaxias pasivas y el color azul a las galaxias con FER. El resto de elementos es igual que en la figura 6.3.

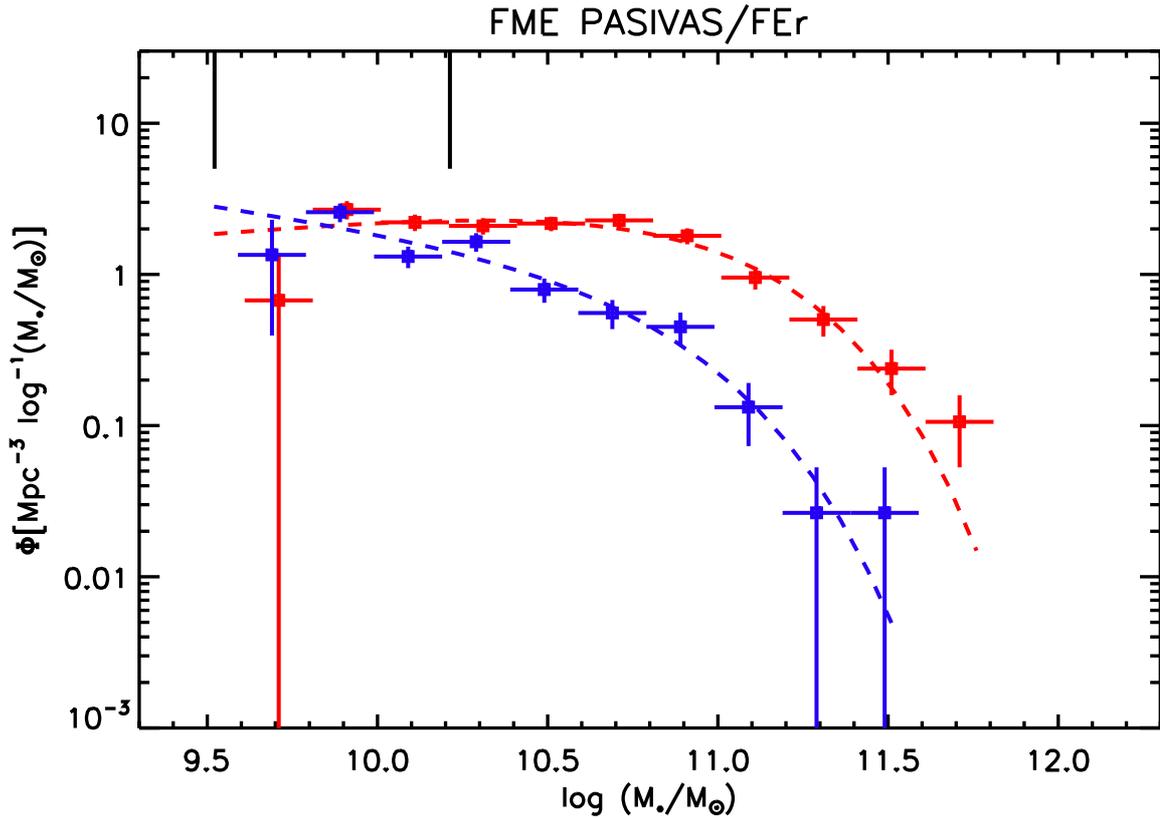


Figura 6.12: Funciones de Masa Estelar de galaxias con FEr y de las galaxias pasivas.

En la figura 6.12, se muestran conjuntamente las FMEs de las dos poblaciones, galaxias pasivas y galaxias con FEr; en esta figura se aprecia claramente el punto de cruce entre las dos FMEs alrededor de $M_* = 10^{9.8} M_{\odot}$. Este valor queda por debajo del encontrado por Bell et al. (2003) (basado en una subdivisión en (g-r) y una IMF de Salpeter con un menor contenido en masa estelar, *diet Salpeter IMF*) y por debajo del encontrado por Baldry et al. (2004) $M_{cruce} \sim 10^{10.3} M_{\odot}$ (segregación en (u-r) y *diet Salpeter IMF*). Juntando estos dos hechos, observamos que a pesar de utilizar una IMF de mayor contenido en masa estelar que estos trabajos Bell et al. (2003); Baldry et al. (2004) el punto de cruce, con las dos formas de calcular la FME, es menor que el obtenido por estos trabajos. Esta diferencia puede proceder de la metodología particular seguida por cada trabajo en el cálculo de la masa en estrellas. Otro factor puede ser el ambiente en el cual se obtienen las FMEs, cúmulos en nuestro caso y el campo para estos dos trabajos.

A este respecto, Bolzonella et al. (2009) encuentra no solo valores menores que los encontrados por Bell et al. (2003); Baldry et al. (2004) en la masa para el punto de cruce hasta $z \sim 1$ sino una más rápida evolución desde $z \sim 1$. En concreto, la extrapolación del punto de cruce al Universo Local cae alrededor de $\log M_{cruce} \sim 9.7$, un valor más cercano al encontrado en este trabajo. Bolzonella et al. (2009) atribuye este resultado, no a una variación en la forma de la FME de cada población de galaxias, sino a un trasvase

más eficiente de galaxias desde la secuencia roja a la nube azul⁵ en ambientes de alta densidad (de volumen de galaxias), i.e. grupos/cúmulos.

Conclusiones

- La pendiente α de la FME para galaxias con FEr es mayor que α de la FME conjunta y es claramente mayor a la de la FME de las galaxias pasivas. Ésta última llega a alcanzar valores negativos (i.e. pendiente ascendente):

$$\alpha(\text{FEr}) > \alpha(\text{total}) > \alpha(\text{pasivas})$$

- La masa característica M^* de la FME conjunta y la de las galaxias pasivas es similar y mayor en 0.2 dex a la de FME de las galaxias con FEr

$$M^*(\text{FEr}) + 0.2 \approx M^*(\text{total}) \approx M^*(\text{pasivas}) \approx 10^{11} M_{\odot}$$

- Las FME de galaxias con FEr y de las galaxias pasivas convergen en un punto de cruce en torno a $\sim 10^{9.8} M_{\odot}$.

6.2. Funciones de Luminosidad sintética en UV.

La radiación ultravioleta de vacío (vUV; $100 \text{ \AA} \lesssim \lambda \lesssim 3200 \text{ \AA}$ que emiten las galaxias proviene fundamentalmente de una población estelar con edades típicas de $\sim 10^8$ años⁶. Así, los trabajos acerca de la emisión vUV de las galaxias se orienta al estudio de la actividad de FEr en las galaxias.

Cortese et al. (2008) estima la FL en vUV para el cúmulo de Coma, en su región virializada, obteniendo una mayor pendiente a baja luminosidad $\alpha_{FUV} = -1.61$ y $\alpha_{NUV} = -1.77$, que la del campo; $M_{NUV}^* = -1.16$ y $M_{FUV}^* = -1.22$. Los autores atribuyen esta diferencia a la contribución de galaxias masivas sin FEr (elípticas, lenticulares y espirales pasivas). La magnitud característica es similar a la del campo $NUV^* \sim -18.4$ y $FUV^* \sim -18.1$ ⁷. Los autores atribuyen esta similitud entre la M_{UV}^* de la FL en vUV de campo y de cúmulo a que la parte brillante de la FL esta constituida por galaxias con FEr que están en su primera inmersión en el ambiente del cúmulo y por tanto, no han experimentado los procesos que disminuyen o apagan la FE en estas galaxias.

⁵En un diagrama color-magnitud absoluta, una población de galaxias muestra dos estructuras características; una secuencia en el lado rojo del diagrama que corresponde a galaxias de tipo tardío, con poca dispersión en su color que se extiende a lo largo de varias magnitudes conocida como secuencia roja (red sequence) y, una nube en el lado azul del diagrama con un rango de color mas amplio, conocida como nube azul (blue cloud).

⁶La radiación en el vUV tambien puede provenir de la población estelar en un estado evolutivo que, en un diagrama color-magnitud, se situa en la denominada Rama Horizontal Caliente (Hot Horizontal Branch, HHB) (Yi 2003; Kaviraj et al. 2007b). En este caso, se trata de poblaciones estelares muy envejecidas $\sim 10^{10}$ años

⁷Entiendase:

$$M_{FUV}^* = FUV^*$$

$$M_{NUV}^* = NUV^*$$

y M_{UV}^* para referirse indistitamente a M_{FUV}^* ó M_{NUV}^*

Cortese et al. (2005) obtiene la FL en vUV para el cúmulo Abell-1367 y encuentra tanto, un mayor pendiente a baja luminosidad $\alpha_{FUV}=-1.56$ y $\alpha_{NUV}=-1.64$ como una más brillante magnitud característica $\alpha_{FUV}=-19.86$ y $\alpha_{NUV}=-19.77$. Abell-1367 es un cúmulo dinámicamente joven compuesto, al menos, por cuatro subcúmulos en un estado temprano de proceso de fusión (Cortese et al. 2004). Algunas de sus galaxias muestran una gran actividad de FE como resultado de interacciones en el seno del cúmulo y es esta población la responsable de la álta luminosidad de la M_{UV}^* observada en este cúmulo (Cortese et al. 2005)

La completitud de la FL en vUV se ha resuelto asumiendo un corte conservador en color UV-óptico que incluyera el grueso de la población de galaxias, en cada caso; (NUV-r) \sim 1.0 (ver figura 4.1) y (FUV-r) \sim 1.5 (ver figura 4 en Haines et al. 2008).

En este caso hemos construido la FL sin discernir de qué cúmulo proceden las galaxias (ver ecuación 6.1). En la construcción de las FLs en vUV hemos sondeado el comportamiento diferencial de las FLs en vUV entre cúmulos másivos y cúmulos de baja masa. Para ello, hemos establecido un corte en $\sigma_{cl}=550 \text{ km s}^{-1}$ que corresponde aproximadamente a $2 \cdot 10^{14} M_{\odot}$ (Cox, A. N. 2000), valor cercano a la masa dinamica característica de la distribución de masas de los cúmulos M_{cl}^* (Henry & Arnaud 1991).

En la figura 6.13 se muestran las diferentes FLs en vUV que hemos computado y en la tabla 6.5 los valores obtenidos del ajuste a funciones de Schechter. Tambien se muestran en la gráfica 6.13 los límites inferiores a los que se puede acceder para los diferentes casos que han sido calculados⁸.

Tabla 6.5: FLs en vUV. Parámetros de la funcion de Schechter ajusta a la FL en vUV (NUV y FUV) para cumulos masivos y de baja masa.

	$\log\Phi_* \pm \Delta\log\Phi_*$	$M_{NUV}^* \pm \Delta M_{NUV}^*$	$\alpha \pm \Delta\alpha$
FUV MASIVOS	0.08 ± 0.13	-20.1 ± 1.4	-1.74 ± 0.26
FUV BAJA MASA	1.48 ± 0.49	-17.37 ± 0.43	-0.62 ± 0.58
NUV MASIVOS	0.08 ± 0.15	-20.6 ± 1.8	-1.70 ± 0.34
NUV BAJA MASA	1.49 ± 0.41	-17.45 ± 0.54	-0.45 ± 0.86

Como se puede observar en la gráfica 6.13, las FLs en UV de los cúmulos masivos (curvas azul claro) presentan una pendiente mayor a la obtenida por Wyder et al. (2005) para el campo, al menos en la parte brillante $M_{UV} \lesssim M^* + 1$.

⁸Los límites superiores de significancia estadística han sido calculados asumiendo las siguientes suposiciones; en el caso de un comportamiento poissoniano, la probabilidad 'f' de contar 'n' eventos en un espacio de densidad ' λ ' es:

$$f(n; \lambda) = \frac{\lambda^n e^{-\lambda}}{n!}$$

luego la densidad volumica Φ_0 para que no se encuentre una sola galaxia $n=0$ en un volumen Vol es:

$$f(n=0; \lambda = \Phi_0 \times Vol) = e^{-\Phi_0 \times Vol} ; \Phi_0 = -\frac{\ln f}{Vol}$$

y fijamos la probabilidad a $f=0.5$

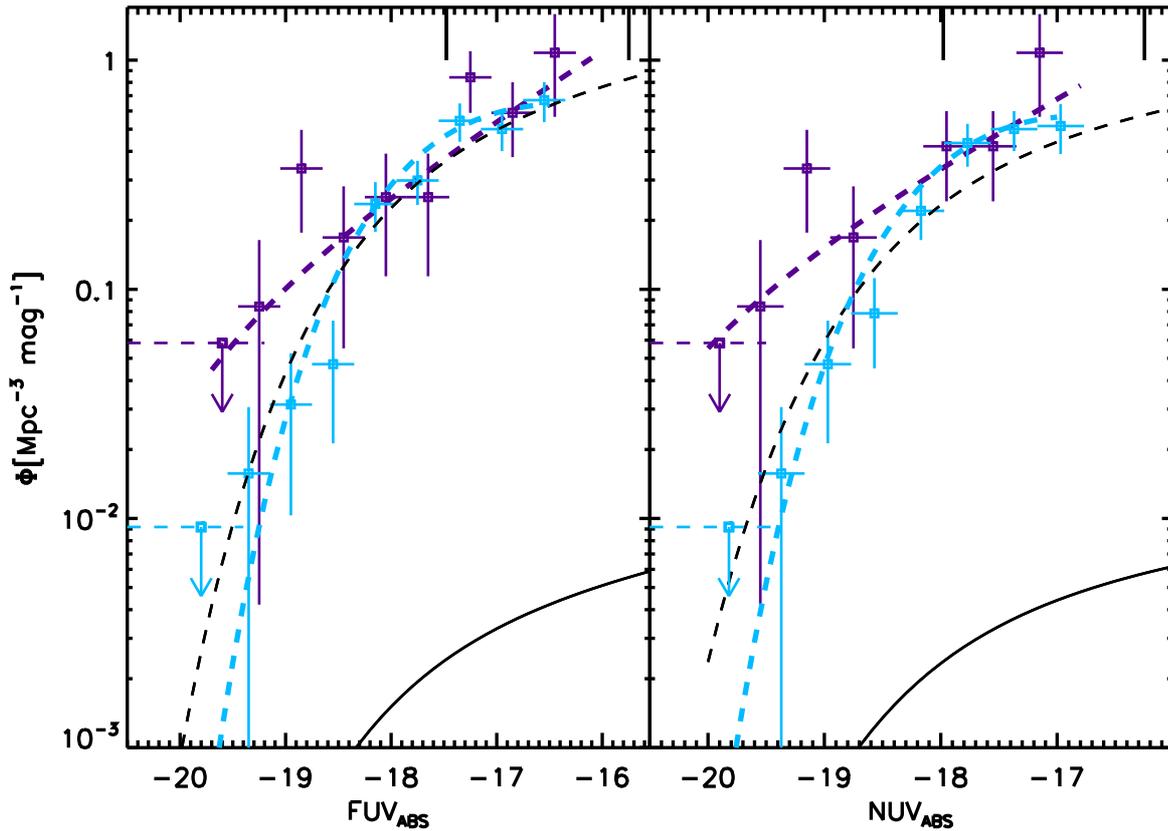


Figura 6.13: Funciones de Luminosidad sintética UV. La gráfica izquierda corresponde a la magnitud sintética absoluta en FUV y la de la derecha a la magnitud absoluta en NUV. Las curvas en azul claro corresponden a los cúmulos másivos ($\sigma_{cl} > 550 \text{ km s}^{-1}$) y las curvas en violeta a los de baja masa $\sigma_{cl} < 550 \text{ km s}^{-1}$. En todas las gráficas las curvas negras continuas y a trazos se refieren a la FL en vUV del campo y la misma FL arbitrariamente escalada, respectivamente. Los cruces representan los datos con sus respectivas incertidumbres (segmentos verticales) y ancho de intervalo del histograma (segmentos horizontales). La líneas discontinuas gruesas (azul clara y violeta) corresponden al mejor ajuste a una función de Schechter de los respectivos datos. El extremo superior de las pequeñas flechas hacia abajo indican, en cada caso, el límite superior de la FL en la parte brillante. Las líneas negras discontinuas verticales corresponden a los límites de completitud de los cúmulos más alejado y más cercano.

Las FLs asociadas a los cúmulos de baja masa presentan un comportamiento diferente con un exceso en el extremo brillante, más acentuado en el caso de la FL en NUV, con respecto a las FLs de los cúmulos másivos o el campo. Otro diferencia es la baja convexidad de la función ajustada, pudiéndose asimilar también la tendencia observada en los datos a una ley de potencia. Aunque, este hecho se puede atribuir al pequeño rango de magnitudes muestreado $\Delta \text{mag} \sim 3$. Una comprobación de la distribución completa de los límites de completitud de todos los cúmulos muestra que la mayoría de los cúmulos muestrean, al menos, hasta el penúltimo intervalo de la FL. Esto implica que el balance entre la parte más brillante y menos brillante no debería estar sesgado por una más pobre estadística en la parte menos brillante de la FL que hemos computado.

Tabla 6.6: FLs en vUV. Resultado de los ajustes de otros trabajos

Banda	Ambiente	$M_{NUV}^*/\Delta M_{NUV}^*$	$\alpha/\Delta\alpha$
FUV	(a) Coma	-18.20 ± 0.80	$-1.61^{+0.19}_{-0.25}$
FUV	(b) Abell-1367	-19.86 ± 0.50	-1.56 ± 0.19
FUV	(c) Campo	-18.04 ± 0.11	-1.22 ± 0.07
NUV	(a) Coma	-18.50 ± 0.50	$-1.77^{+0.16}_{-0.13}$
NUV	(b) Abell-1367	-19.77 ± 0.42	-1.64 ± 0.21
NUV	(c) Campo	-18.23 ± 0.11	-1.16 ± 0.07

(a) Cortese et al. (2008); (b) Cortese et al. (2005) y (c) Wyder et al. (2005).

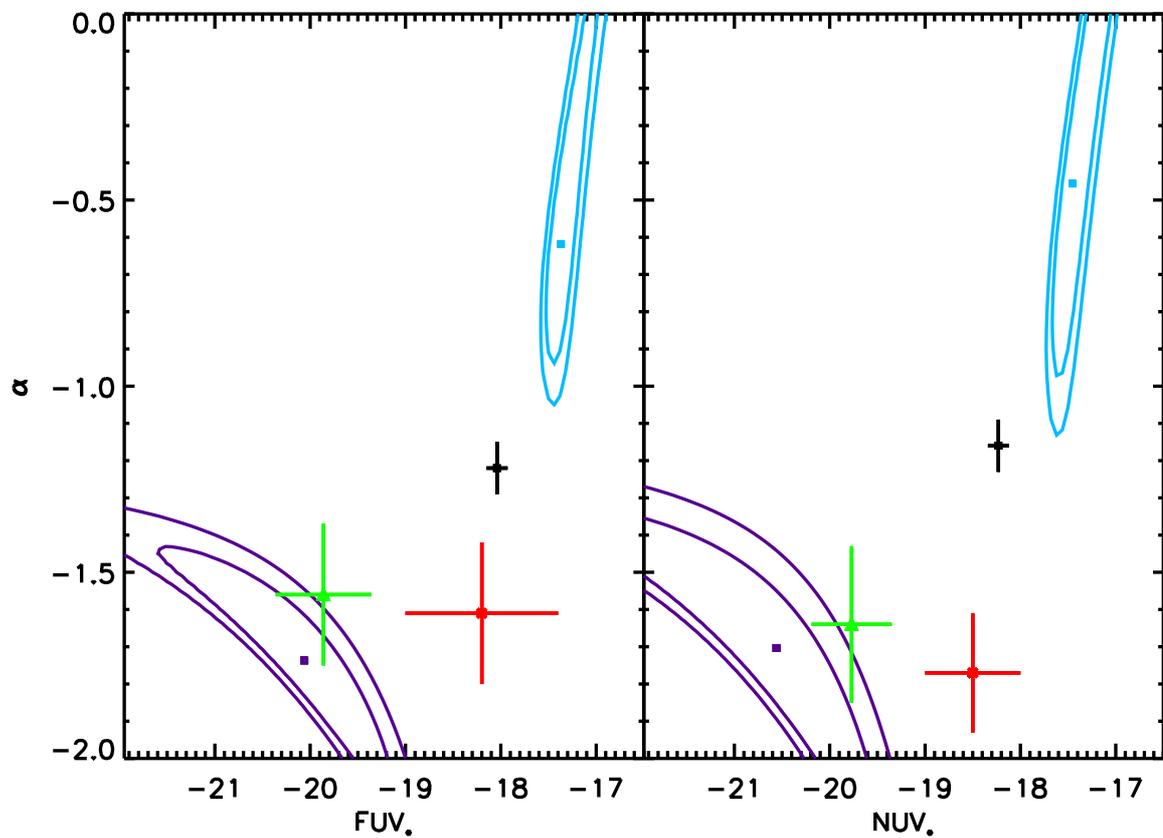


Figura 6.14: Regiones de fiabilidad (*confidence limits*) de los parámetros de la función de Schechter. El código de colores y la disposición de las gráficas es igual al de la gráfica 6.13. Las curvas cerradas interior y exterior representan, respectivamente, el 68% y el 90% ($\chi^2 - \chi_{min}^2 = \Delta\chi^2 = 2.30$ y 4.61 , Avni (1976)) de fiabilidad del valor obtenido para el parámetro.

Observando la distribución de las regiones de fiabilidad de los valores de los parámetros

tros de la función de Schechter ajustada en la gráfica 6.14, vemos la gran indeterminación en la estimación de α . Esto se debe a que solo se muestrea la FL hasta $M_{UV} \sim M_{UV}^* + 1$ y no se alcanza la parte de más baja luminosidad. En el caso de la M_{UV}^* de los cúmulos masivos muestra valores más cercanos (ver tabla 6.6) a los mostrados por el campo o al del cúmulo de Coma; prototipo de cúmulo masivo, dinamicamente relajado, relativamente compacto y rico en galaxias elípticas. Diferente es el comportamiento de los valores de M_{UV}^* para los cúmulos de baja masa, que es estadísticamente discernible de los de los cúmulos masivos, i.e. las curvas de 90 % de fiabilidad no se superponen. Y aunque con cierta incertidumbre, la NUV^* de los cúmulos de baja masa es aproximadamente 2 mag más luminosa que la M_{UV}^* de los cúmulos masivos y al igual que FUV^* . Este valor de M_{UV}^* (cúmulos masivos), en los dos filtros, es próximo al estimado por Cortese et al. (2005) para el cúmulo Abell-1367, cúmulo que posee una importante actividad de FE en su población de galaxias. Una comprobación de la composición de las galaxias con que construimos la FL en vUV muestra que todas las galaxias por encima del límite de completitud son, bajo el criterio que hemos definido, galaxias con FEr. Esto es, la parte alta de la FL en vUV y en concreto, el aumento de la luminosidad en vUV en los cúmulos de baja masa respecto de los cúmulos masivos o el campo, se debe enteramente a una mayor actividad de FE en los cúmulos menos masivos.

Numerosos trabajos (e.g. Balogh et al. 2004; Rines et al. 2005a; Haines et al. 2007) no han encontrado claras diferencias en las distribuciones de la intensidad de la línea de $H\alpha$ entre las galaxias gigantes con FEr de regiones poco densas i.e. el campo y las de regiones más densas, e.g. las regiones centrales de los cúmulos⁹. Puesto que, tanto la luminosidad en vUV y como de línea de emisión de $H\alpha$ están relacionadas con la actividad de FE reciente (Kennicutt 1998), el resultado de estos trabajos casaría con la similitud de la M_{UV}^* entre los cúmulos masivos y el campo. Lo que no parece encontrar Balogh et al. (2004) es una diferencia estadísticamente medible entre las distribuciones de anchura equivalente de la línea de $H\alpha$, $EW_{H\alpha}$ ¹⁰ de las galaxias en grupos ($200 < \sigma_{cl} < 400$) y cúmulos ($600 < \sigma_{cl} < 1000$). Esto es, no encuentra una actividad de FEr en las galaxias de los cúmulos de baja masa diferente a los cúmulos masivos. En su caso Balogh et al. (2004) trabaja con una muestra de gran tamaño donde construye una distribución de $EW_{H\alpha}$ de galaxias azules $(g-r) < 0.7$ del orden de ~ 100 galaxias. Y aunque para los (7) cúmulos de baja masa de nuestra muestra, las galaxias brillantes $M_{NUV} \lesssim -18.5$ son seis, el balance con respecto a las cuentas de galaxias menos brillantes $\frac{6 \text{ galaxias brillantes}}{15 \text{ galaxias débiles}}$

⁹Este hecho se ha explicado con la transición rápida entre las galaxias con FEr hacia galaxias sin FEr o que esta transición se produjo en edades (más) tempranas del Universo (i.e. altos *redshifts*)

¹⁰Se define anchura equivalente (EW) de una línea espectral como:

$$EW = \text{Flujo de la línea [erg s}^{-1} \text{]} / \text{continuo espectral adyacente [erg s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}\text{]}$$

Sea $\Delta\lambda : \lambda_0 - \sigma_\lambda \lesssim \lambda \lesssim \lambda_0 + \sigma_\lambda$ la región espectral de la línea

siendo λ_0 y σ_λ la longitud de onda central y el ancho espectral de la línea, respectivamente

$$EW = \int_{\Delta\lambda} f_\lambda d\lambda / \langle f_\lambda \rangle_{\lambda \sim \Delta\lambda; \lambda \notin \Delta\lambda}$$

es estadísticamente significativo¹¹. Si asumieramos que la FL de los cúmulos de baja masa se comporta igual que los cúmulos masivos, el número de cuentas de la galaxias brillantes $M_{NUV} \lesssim -18.5$ no sería estadísticamente significativo i.e. la extrapolación de la parte débil $M_{NUV} \gtrsim -18.5$ de la FL de los cúmulos de baja masa a la parte brillante estará por debajo del límite superior y no tendríamos cuentas en la parte brillante.

Así pues, considerando estadísticamente contrastada para la muestra de cúmulos que la FLs en vUV de los cúmulos de baja masa muestran una M_{UV}^* más luminosa que la M_{UV}^* de los cúmulos másivos y que este aumento solo se puede atribuir a una mayor actividad de FE de la población de galaxias de los cúmulos de baja masa frente a los másivos; mientras que la FL en vUV de éstos es similar, dentro de la incertidumbre, a la FL en vUV del campo. La muestra de cúmulos aquí presentada no posee alguno de los sesgos de detección comunmente utilizados (ver sección 2.1), por lo que no podemos deducir que este resultado provenga de algun sesgo en la selección de la muestra de cúmulos. Solo el tamaño de la muestra de cúmulos (15 cúmulos) podría poner de acuerdo, el resultado anterior con el encontrado por Balogh et al. (2004), si suponemos que solo una parte de los cúmulos de baja masa albergan galaxias luminosas en vUV y con una mayor actividad de FE que las galaxias de los cúmulos másivos o el campo, pero que a la vez esta parte del grupo de cúmulos de baja masa no es representativo de los cúmulos de baja masa. Concretamente, las galaxias con luminosidades por encima de $M_{UV}^* < -18.5$ se albergan en los cúmulos WBL-210 y WBL-213, esto es, dos de los cinco (fracción = 0.29 ± 0.17) de los cúmulos de esta muestra concreta de baja masa albergan las galaxias que componen el exceso vVU de la FL a alta luminosidad.

Por lo que se puede considerar que existe una fracción no despreciable de cúmulos de baja masa que presentan un incremento de la actividad de FE en sus galaxias con FEr con respecto a las galaxias con FEr del campo. Si atendemos a la FL compuesta de estos dos cúmulos (gráfica 6.15) obervamos, más allá del ajuste y la pobre estadística, que el balance entre cuentas de las galaxias brillantes y de galaxias débiles esta relativamente igualado en comparación con el balance en la FL para el campo.

Conclusiones

Algunos cúmulos de baja masa de la muestra presentan galaxias con luminosidades lo suficientemente alta como para que consideremos a partir de la FL en UV de la población de galaxias en cúmulos que:

- Los cúmulos de baja masa ($\sigma_{cl} < 500 \text{ km s}^{-1}$) presentan una mayor luminosidad UV promedio que los cúmulos de alta masa ($\sigma_{cl} > 500 \text{ km s}^{-1}$) (i.e. L_{UV}^* (baja masa) $> L_{UV}^*$ (alta masa)) a la vez que estos últimos presentan una FL en UV muy similar a la encontrada para el campo. Estos resultados se pueden intepretar como una mayor actividad de FE en los cúmulos de baja masa, si así fuere la inducción de esta alta FE se podrá deber a interacciones fuertes entre galaxias.

¹¹ $n_{bri} = 6$ n° de galaxias brillantes; $n_{total} = 6 + 15 = 21$

$f = \frac{n_{bri}}{n_{total}} \approx 0.28$; $\sigma_f = \frac{\sqrt{f(1-f)}}{\sqrt{n_{total}}} \approx 0.1$

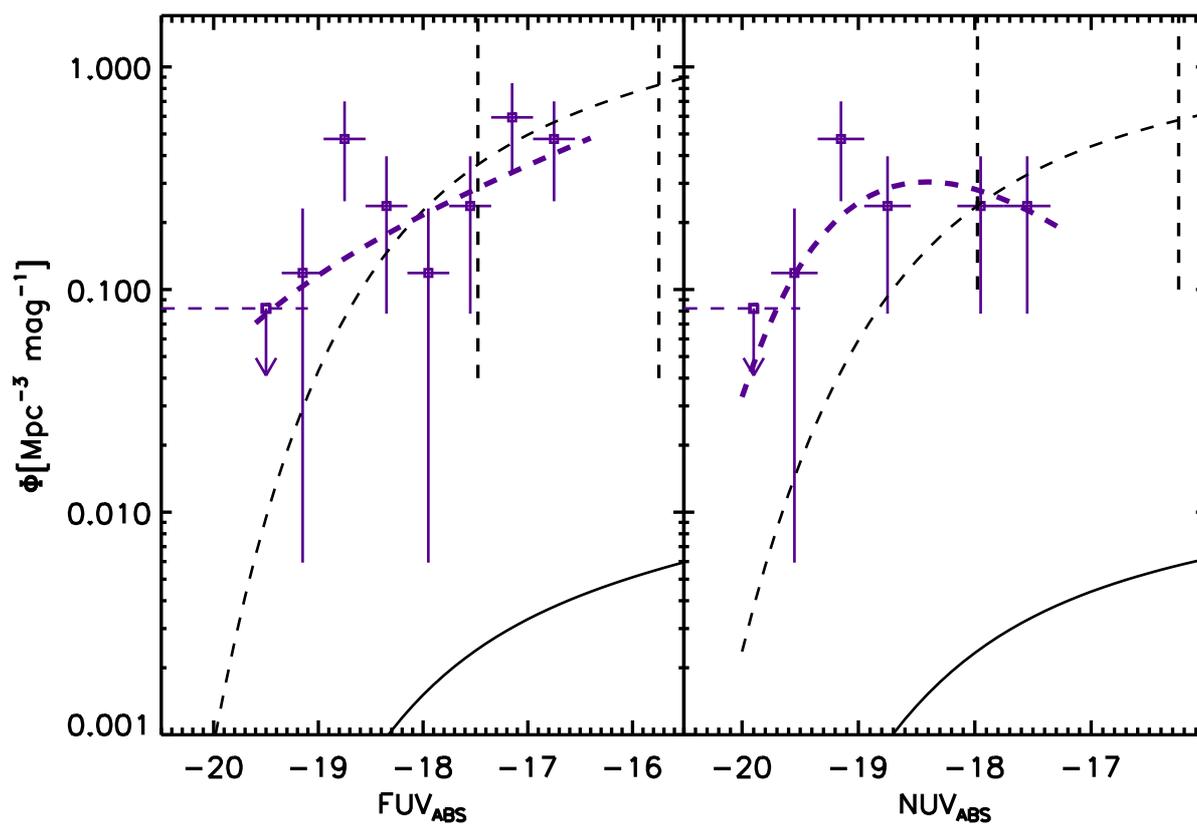


Figura 6.15: Funciones compuestas de Luminosidad sintética UV de los cúmulos WBL-210 y WBL-213. El código de colores, curvas y disposición de los paneles es igual al de la gráfica 6.13.

Capítulo 7

Actividad de formación estelar en los distintos ambientes.

7.1. Actividad de formación estelar en los distintos ambientes del cúmulo.

7.1.1. Análisis de las distribuciones del color óptico-vUV de la población de galaxias con FEr en los distintos ambientes del cúmulo.

Numerosas constataciones observacionales apuntan a la influencia del entorno en el que están inmersas las galaxias en el desarrollo de FE de éstas. Existen múltiples ejemplos de pares de galaxias cercanas interactuando con un desarrollo másivo de brotes de FE (e.g. el par de galaxias M51 y NGC 5195) que muestran cómo la interacción con una galaxia cercana modifica la historia de FE de una galaxia. La escasez de galaxias con FE reciente en los núcleos de los cúmulos más másivos (e.g. el cúmulo de Coma) revela lo enormemente hostiles que son estos ambientes al desarrollo de FE. Otro hito observacional solidamente establecido es la relación de la SFR con la densidad proyectada/de volumen de galaxias (Lewis et al. 2002; Gómez et al. 2003), i.e. en los ambientes más densos la población de galaxias tiene un SFR promedio menor.

Una serie de procesos basados en interacciones con otros elementos (otras galaxias, fuerzas de marea, plasma intracumular) han sido propuestos y modelados teóricamente para explicar no solo la influencia del entorno de la galaxia en la historia de FE, sino en otras facetas de la galaxias como la morfología, el impacto sobre la componente gaseosa, etc (ver sección 1.1). Cada uno de estos procesos tiene una determinada escala de tiempo en la cual actúan y es este espectro de tiempos característicos, entre otros rasgos de cada proceso, lo que ha permitido apostar por la predominancia de alguno de estos procesos en diferentes escenarios.

Numerosos trabajos que apuestan por la predominancia de procesos de interacción rápidos en la transformación de galaxias con FEr en galaxias pasivas. Abraham et al. (1996) emplean diversos rasgos espectrales para restringir el tipo de historia de FE de la población de galaxias en el cúmulo ABELL-3290 a *redshift* intermedio y concluye que la

FE de las galaxias que caen por el cúmulo a lo largo de varios Gaños ha sido truncada subitamente en el proceso de acreción. Tanto Balogh et al. (2004) como Tanaka et al. (2004) señalan a procesos de corta escala temporal, preferentemente a alto *redshift*, como brotes de FE inducidos por interacciones entre galaxias, para explicar la similitud de la distribuciones de EW(H α) de las galaxias con FEr (EW[H α] ≥ 4 Å) en los extremos de la escala de densidad. Rines et al. (2005a) no encuentran diferencia entre las distribuciones de las galaxias con FEr (EW[H α] ≥ 2 Å) dentro y fuera de la región virial de una muestra de cúmulos del Universo Local, apuntando, o al truncamiento de la FE en muy cortas escalas temporales o al truncamiento a *redshift* intermedios y altos o a efectos de proyección en la zona virial.

Otros estudios optan por procesos lentos de transformación para explicar el comportamiento de determinados observables. (Kodama & Bower 2001) reproducen adecuadamente los diagramas color-magnitud de una serie de cúmulos desde la actualidad hasta *redshifts* intermedios asumiendo un historia de FE para las galaxias lentamente (~ 1 Gyr) decreciente tras la entrada en el cúmulo; los modelos con una abrupta supresión de la FE presentan dificultades. (Lewis et al. 2002) encuentran galaxias con FE deprimida mucho más allá de la región virial en una muestra del Universo local por lo que descarta el *ram pressure stripping* como principal responsable de la correlación de la actividad de FE con la densidad local de galaxias, optando por otros procesos que actúan a más largas distancias y largo plazo como el acoso galáctico o la *starvation*. (Treu et al. 2003) apuestan por la *starvation* como el proceso capaz de explicar el débil gradiente en la fracción de tipos morfológicos y la homogeneidad en la población estelar y en la dinámica de las galaxias de tipo temprano (E/S0) en un cúmulo a *redshift* intermedio. (Kauffmann et al. 2003c) encuentran que las correlaciones entre rasgos espectrales que muestrean diferentes escalas temporales (D4000, H β y SFR/M*) en una población de galaxias del Universo Local no dependen de la densidad, sugiriendo que la desaparición de la actividad de FE ocurre a lo largo de periodos mayores de un Gaño.

En otros casos, ciertos autores optan por una combinación de los dos tipos de procesos. Haines et al. (2007) encuentra una reducción significativa en la emisión de H α para las galaxias enanas ($-20 < M_r < -18$) con FEr en las regiones de alta densidad con respecto a los valores del campo. En el caso de las galaxias gigantes $M_r < -20$ no encuentra dependencia con la densidad. En este contexto, propone que la historia de FE de las galaxias gigantes es resultado del conjunto de fusiones con otras galaxias en el pasado, mientras la FE en las galaxias enanas esta determinada por la masa de su halo de materia oscura, mediante procesos como el acoso galáctico o el *ram-pressure stripping*. Moran et al. (2008) combinando información espectroscópica, ultravioleta y morfológica para dos cúmulos a *redshifts* intermedios concluye que las galaxias espirales comienzan un lento proceso de conversión en galaxias lenticulares que posteriormente puede acelerarse bajo un súbita supresión de la FE, vía *ram pressure stripping*, si el ICM es lo suficientemente denso.

El color (NUV-r) está estrechamente relacionado con la intensidad de la FEr respecto de la historia global de FE pues estas dos bandas capturan el flujo de poblaciones estelares de tiempos de vida diferentes; mientras el NUV proviene de poblaciones estelares de $\lesssim 10^8$ años de tiempo de vida, la banda-r' acumula información espectral de pobla-

ciones estelares de varios Gaños (Kennicutt 1998; Martin et al. 2005). La luminosidad en la banda-r' se puede entender como un grueso estimador de la masa en estrellas de la galaxia ($\Delta\text{dex}\sim 6$, ver figura 6.1) y, en cualquier caso, como una variable extensiva de la galaxia. El estudio de la actividad de FE en las galaxias mediante el diagrama color-magnitud (NUV-r)- M_r frente a otro tipo de diagramas más elaborados (e.g. SSFR- M_*) presenta la ventaja de ser observables (no dependientes del modelo asumido) y fácilmente comparables con otros trabajos. Además, la completitud en este diagrama es fácil de tratar; no ocurre igual en el diagrama SSFR- M_* (ver sección A). En el diagrama (NUV-r) vs. M_r la curva que determina la completitud es una recta $M_r\equiv\text{constante}$, puesto que trabajamos con una muestra seleccionada en la banda-r'. Mientras que el color NUV-r es completo por debajo de $\text{NUV-r}\sim 4$ (Martin et al. 2007) y es este el corte aproximado entre galaxias rojas y galaxias azules (Haines et al. 2008); son éstas últimas las que vamos a estudiar. Haines et al. (2008) describe el comportamiento del diagrama (NUV-r) vs. M_r en los ambientes extremos de la escala de densidad (cúmulo y campo) señalando como característica predominante el máximo en torno a $(\text{NUV-r})\sim 2$. Wyder et al. (2007) ajusta una función *tanh+lineal*¹ a la nube azul que va desde $\text{NUV-r}\sim 1.8$ hasta ~ 3 y desde $M_r\sim -17$ hasta $M_r\sim -23$.

Con el fin de estudiar cómo y cuánto afecta el ambiente del cúmulo a la actividad de la FE de las galaxias en el entorno del cúmulo, analizaremos las distribuciones del color NUV-r de la población de galaxias con FE en tres ambientes dinámicamente diferenciados; la región virial, la región de caída y el campo:

- La región virial se entiende como la región central del cúmulo donde se cumple aproximadamente la condición virial². La región virial, por tanto, alberga un sistema de galaxias estable en el tiempo en la que se dan velocidades relativas entre las galaxias de cientos de km s^{-1} y densidades de volumen de galaxias ~ 200 superiores a las del campo (Cox, A. N. 2000). A lo largo de la región virial se extiende una nube de plasma a una temperatura de 10^7 - 10^8 grados kelvin con emisión en rayos X y que permea el espacio intracúmulo, conocido como medio intracúmulo. Todo esto caracteriza un ambiente enormemente hostil al desarrollo de FE en las galaxias donde se ocurren una serie de procesos de interacción entre las galaxias y los componentes del cúmulo .
- La región de caída es, espacialmente, la región que envuelve la región virial de un cúmulo y donde, aunque con movimientos desordenados de las galaxias, el

¹ $(\text{NUV-r}) = c_0 + s(M_r - M_{r0}) + p \tanh\left(\frac{M_r - M_{r0}}{\Delta M}\right)$

siendo

$\tanh(x)$ la tangente hiperbólica

y c_0 , s , ΔM y p parámetros a ajustar

M_{r0} un valor arbitrario.

²Un sistema de n partículas que se halla en equilibrio dinámico cumple la condición determinada por el Teorema del Virial:

$$2\langle K \rangle + \langle V \rangle = 0$$

donde $\langle \rangle$ representa el promedio temporal

y siendo K y V , la energía cinética y la energía potencial del sistema, respectivamente.

promedio de la velocidad radial del conjunto de galaxias de la región de caída es de caída hacia el centro del cúmulo (Cuesta et al. 2008). Numerosos trabajos (Abraham et al. 1996; Balogh et al. 1997; 2004; Diaferio et al. 2001; Ellingson et al. 2001; Lewis et al. 2002; Gómez et al. 2003; Gray et al. 2004; Tanaka et al. 2004) apuntan a la lenta convergencia de la tendencia radial de la fracción de galaxia con líneas de emisión $f_{emi}(r)$ (i.e. con FE reciente) hacia los valores típicos del campo en varios radios viriales. Se han propuesto dos escenarios para explicar esta tendencia en los que la región de caída tiene, alternativamente, un papel clave o no tiene influencia alguna. Una de las posibles explicaciones es el preprocesado, en el que el conjunto de galaxias en la región de caída, sin haber alcanzado la región virial, sufre interacciones en el seno de grupos de galaxias que disminuyen su actividad de FE y son convertidas en galaxias sin líneas de emisión i.e. sin FE reciente. Otra explicación es el escenario de *backsplash* o galaxias rebotadas, donde las galaxias después de un paso por el perigeo, dentro de la región virial, vuelve a alejarse de ésta reapareciendo en la región de caída después de haber sufrido el ambiente de la región virial y haberse convertido en una galaxia pasiva.

- El campo se entiende, en este contexto, como toda región más allá de la región de caída y donde la densidad de volumen de galaxias es lo suficientemente baja como para considerar cada galaxia como aislada. Las numerosas correlaciones entre diferentes propiedades físicas de las galaxias son explicadas dentro de dos marcos teóricos: la *nurture hypothesis* o hipótesis exógena que propone estas relaciones como el producto final de una serie de procesos de interacción que han influido en la evolución de las galaxias a lo largo de historia del Universo y la *nature hypothesis* o hipótesis endógena que sostiene que estas relaciones fueron establecidas en un tiempo cósmico temprano (Kauffmann et al. 2004). Así, el campo representa un escenario idóneo para estudiar la evolución de galaxias libres de interacciones.

Para seleccionar las galaxias que pertenecen a cada uno de estos tres ambientes haremos uso tanto la información espacial como de la espectroscópica mediante un diagrama de fases³ ($\tilde{v}-\tilde{r}$) $\equiv (c\Delta z/\sigma_{cl})-(r_p/r_{200})$. En Rines et al. (2003) se elabora una curva cáustica⁴ $A(\tilde{r})$ en el diagrama de fases ($\tilde{v}-\tilde{r}$) del conjunto completo de las galaxias de toda una muestra de cúmulos del Universo Local, obteniéndose una curva que se puede aproximar de la siguiente forma:

$$A(\tilde{r}) \approx \begin{cases} \tilde{r} \leq 2.30137 & \tilde{v} = 2.5 - \frac{5}{7}\tilde{r} \\ \tilde{r} > 2.30137 & \tilde{v} = 1.0 - \frac{1}{16}\tilde{r} \end{cases}$$

Y definimos los tres ambientes aquí considerados de la siguiente forma:

³Otros trabajos emplean simplemente el radio proyectado sin información espectroscópica, en muchos de los casos porque no disponen de ella. Este tratamiento, al reducir la diferenciación de las regiones a una sola variable, difumina en mayor grado las fronteras que delimitan los distintos ambientes.

⁴Se denomina cáustica $A(\tilde{r})$ a una curva con una forma característica de trompeta de perfil en el espacio de fases ($\tilde{v}-\tilde{r}$) que puede ser interpretada como la velocidad de escape como función del radio, i.e. las galaxias fuera de la cáustica están también más allá del radio de retorno *turnaround radius* donde, la velocidad de escape se anula $v_{esc}(r_{ret})=0$. La cáustica define bastante bien una frontera entre las galaxias que finalmente conformarán el cúmulo y las galaxias intruso, galaxias que no pertenecen al cúmulo pero en proyección en el cielo parecen formar parte de éste.

- Región Virial: $\tilde{v} \leq A(\tilde{r}) \wedge \tilde{r} < 1$
- Región de Caída: $\tilde{v} \leq A(\tilde{r}) \wedge 1 < \tilde{r} < 5$
- Campo: $\tilde{v} > A(\tilde{r}) \vee \tilde{r} > 5$

cáustica como los límites que hemos elegido para definir las tres regiones están tomados del trabajo Rines et al. (2003) donde se obtiene para la muestra de cúmulos que utilizan en este trabajo, que el radio virial es del orden de $r_{vir} \approx r_{200}$ y el radio de retorno⁵ $r_{ret} \approx 5r_{200}$ (ver tabla 10). En cualquiera de los casos, la existencia de orbitas radiales y movimientos desordenados tiende a difuminar la posible segregación radial de diferentes tipos de galaxias, a lo que hay que añadir que estamos delimitando regiones del espacio tridimensional mediante su proyección en un diagrama de fases bidimensional; así pues, el resultado no dependerá fuertemente de la elección de unos determinados los límites que definan las regiones.

En nuestra muestra de galaxias en cúmulos hemos asociado cada galaxia al cúmulo de la muestra más cercano, según el módulo $\sqrt{\tilde{r}^2 + \tilde{v}^2}$, entendiendo que la estructura más cercana tiene mayor influencia sobre la galaxia que otra más alejada. Entendiendo que existe una anticorrelación (dispersa) entre el radio al centro del cúmulo y la densidad de volumen de galaxias i.e. a mayor alejamiento del centro del cúmulo, menor densidad de galaxias; esta asociación nos permite evitar que galaxias que habitan en estructuras de gran densidad (i.e núcleos de los cúmulos) sean tratadas como galaxias alejadas de la regiones viriales de los cúmulos. En cualquiera de los casos, no existe solapamiento entre las regiones viriales de los cúmulos de nuestra muestra. Esta asociación no evita que existan dos cúmulos de nuestra muestra, ABELL-2199 y WBL-514, que presentan en sus cercanías la acumulación central de otros cúmulos, los cuales no pertenecen a nuestra muestra de cúmulos. ABELL-2199 y WBL-514 tienen sendas acumulaciones de galaxias entre $\sim 2r_{200}$ y $\sim 3r_{200}$ (ver figura 2.1). En el caso del cúmulo WBL-514 esta acumulación corresponde al cúmulo WBL-518 situado a $\sim 3'$ de distancia proyectado en el cielo, con coordenadas $(\alpha, \delta) = (14h 40m 43.1s, +03d 27m 11s)$ y $z_{cl} = 0.027$. El cúmulo ABELL-2199 tiene al cúmulo ABELL-2197 a $\sim 6'$ en distancia proyectada, sus coordenadas son $(\alpha, \delta) = (16h 28m 10.4s, +40d 54m 26s)$ y el *redshift* central $z_{cl} = 0.0308$. Estas dos acumulaciones que corresponden a la región central de dos cúmulos tendrán la población de galaxias característica de una región virial, por lo que no sería apropiado incluir estas galaxias en la región de caída. De este modo, realizaremos el análisis excluyendo aquellas galaxias que perteneciendo a la región de caída de los cúmulos ABELL-2199 y WBL-514 formen parte de las regiones centrales de los cúmulos ABELL-2197 y WBL-518, respectivamente. Así, hemos excluido aquellas galaxias incluidas dentro de dos recuadros en coordenadas ecuatoriales definidos en la siguiente forma:

$$\text{ABELL-2197} : \alpha \otimes \delta = [40.4 , 41.8] \otimes [245.8 , 248.0]$$

$$\text{WBL-518} : \alpha \otimes \delta = [3.0 , 4.2] \otimes [219.80 , 220.75]$$

⁵Se define radio de retorno como aquel donde la velocidad de escape se hace cero $v_{esc}(r_{ret}) = 0$

En el apéndice se muestran los principales resultados en el caso de haber incluido las galaxias de la regiones centrales de ABELL-2197 y WBL-518.

En la figura 7.1 se muestra la distribución en un diagrama (NUV-r) vs. M_r de las galaxias con FEr que pertenecen a cada una de las regiones. El mapa de densidad está construido con un ancho de intervalo de $\Delta M_r \times \Delta(\text{NUV-r})$ con $\Delta = k\sigma/n^{1/5}$ (Turlach 1993; Silverman 1986) siendo σ y n la desviación estándar la respectiva variable y el número de las galaxias en ese rango de magnitud. Hemos fijado $k=2.5$ arbitrariamente⁶ para una mejor apariencia de las curvas.

⁶La regla empírica $\Delta = k\sigma/n^{1/5}$ para determinar el ancho del intervalo de suavizado/muestreado proviene de exigir la minimización de la media del error cuadrático integrado:

$$E[\int \{f_{\Delta}(x_i) - f(x_i)\}^2 dx] \text{ con } \Delta \rightarrow 0 \text{ y } n\Delta \rightarrow \infty \text{ (Turlach 1993)}$$

siendo

$f(x)$ la función generatriz

$f_{\Delta}(x) = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n K_{\Delta}(x - x_i)$ la función construida a partir de la distribución x_i utilizando el suavizado/muestreado y

$K_{\Delta}(u) = K(u/\Delta)/\Delta$ siendo K la función de suavizado/muestreado y n el número de ensayos x_i

Esta regla se obtiene para el caso de una distribución en una dimensión resultando $k \sim 1$. En el caso de dos dimensiones, k dependerá de la forma concreta de la distribución y solo en el caso de que se pueda descomponer en un producto de dos distribuciones en cada dimensión k será del orden de 1.

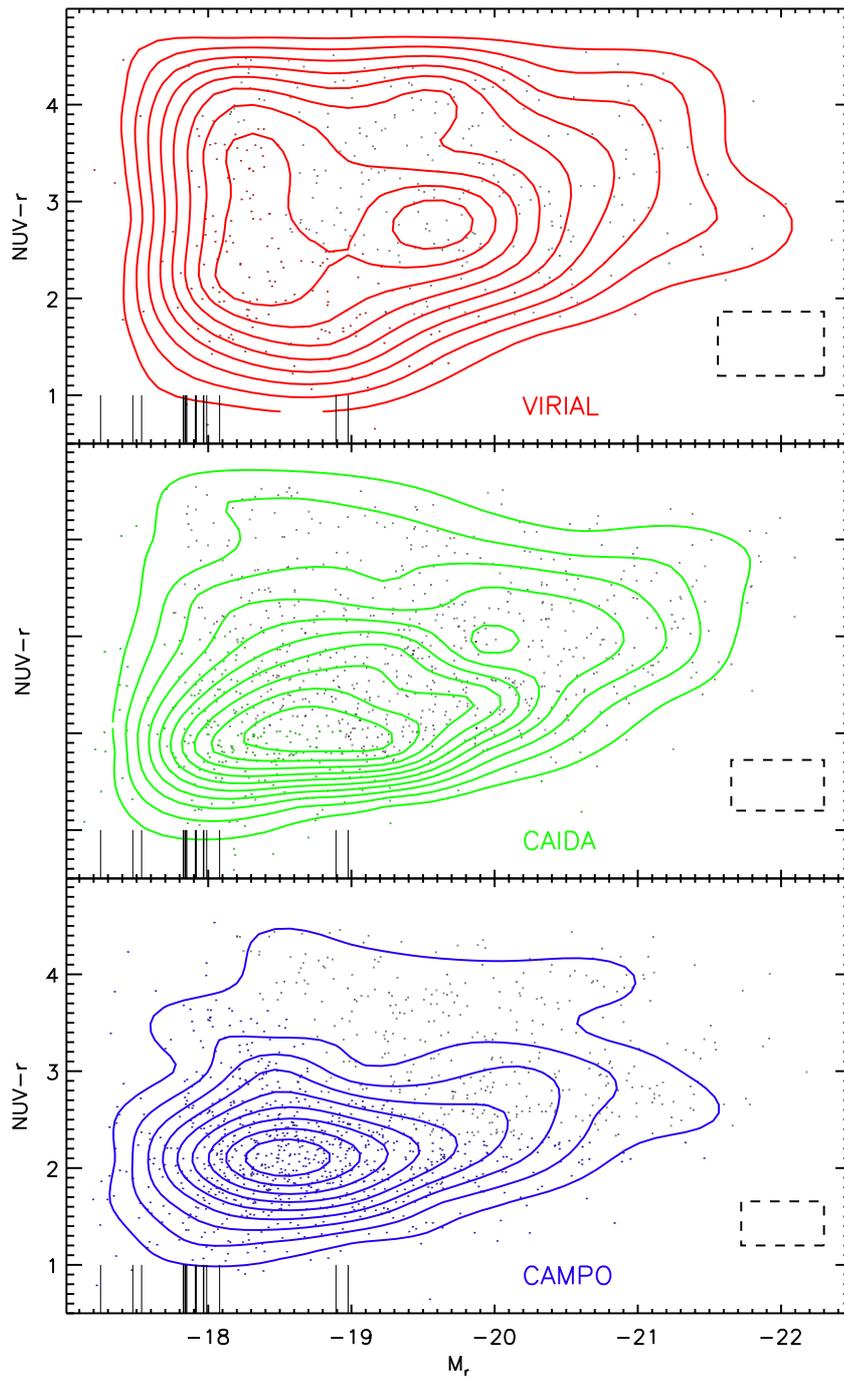


Figura 7.1: (NUV-r) vs. M_r . Las curvas cerradas en color representan las curvas de equidensidad en el diagrama color-magnitud para el conjunto de galaxias de cada región. Los recuadros corresponden, de arriba a abajo; a la región virial, la región de caída, el campo según están definidas en el texto. Las líneas verticales en la parte inferior izquierda de cada panel indican el límite de completitud en M_r de los diferentes cúmulos. El recuadro en la zona inferior derecha de cada panel muestra el tamaño del intervalo utilizado para construir la función bidimensional de densidad.

En una primera inspección de las gráficas observamos como en las tres regiones existe un máximo de densidad característico en torno a $(\text{NUV-r}) \sim 2$ y $M_r \approx -18.5$ ⁷. En Haines et al. (2007) también encontramos un máximo en torno a $(\text{NUV-r}) \gtrsim 2$ y que se extiende más allá de $M_r = -18$, debido a un límite de completitud más profundo. Pero mientras este máximo destaca claramente en el campo, pierde predominancia en la región de caída e incluso no es el máximo de mayor importancia en la región virial. Así, la tendencia observada desde el campo hasta la región virial es hacia mayores luminosidades y colores más rojos.

Para ir más allá de la descripción hemos procedido a dividir las galaxias en cuatro subgrupos; galaxias con $M_r \leq -21$ que denominaremos galaxias AL (alta luminosidad), con $-20 < M_r \leq -19$ que denominaremos galaxias LI (luminosidad intermedia) y con $-19 < M_r \leq -18.1$ que denominaremos galaxias BL (baja luminosidad); para analizar sus distribuciones de color NUV-r en los distintos ambientes, tal y como mostramos en la figura 7.2. En estas distribuciones solo se han incluido los cúmulos cuyo límite de completitud es mayor (en magnitud) que el extremo superior del intervalo que define los dos subgrupos, así sin sesgos debidos a la completitud podremos computar estadísticos rigurosos de cara a comparar las distribuciones.

En la figura 7.2 se observa en los tres ambientes, las distribuciones (NUV-r) de las galaxias están más azuleada hacia menores luminosidades, como se espera de la tendencia de la nube azul en un diagrama color-magnitud (e.g. Baldry et al. 2004; Haines et al. 2008). También se comprueba como un máximo tanto de las galaxias BL como de las galaxias LI en torno $(\text{NUV-r}) \sim 2$ se repite sistemáticamente en todos los ambientes, con menor peso dentro de la distribución a medida que nos desplazamos hacia regiones cercanas al centro del cúmulo, hasta casi desaparecer en la región virial.

También se observa el paulatino desplazamiento de la media en todos los rangos de luminosidad muestreados hacia colores más azules en regiones más alejadas del cúmulo (ver tabla 7.1). Para el caso de las galaxias BL $\langle \text{NUV-r} \rangle: \{2.855 \rightarrow 2.415 \rightarrow 2.366\}$, aunque el desplazamiento de la media se produce casi completamente desde la región virial a la región de caída mientras el campo y la región de caída tienen una media muy próxima. El azuleamiento del color hacia regiones más alejadas del centro de los cúmulos se da en las galaxias LI $\langle \text{NUV-r} \rangle: \{2.933 \rightarrow 2.610 \rightarrow 2.567\}$ acumulándose la mayor parte en el cambio de la región virial a la región de caída. En las galaxias AL, $\langle \text{NUV-r} \rangle: \{3.088 \rightarrow 2.949 \rightarrow 2.880\}$, las cuales experimentan un cambio más gradual desde la región virial hasta el campo.

Para establecer de forma rigurosa la discernibilidad entre las distribuciones NUV-r en los tres ambientes, hemos aplicado la prueba Kolmogorov-Smirnov (K-S) a las distribuciones que provee dos estadísticos, $D_{n,n'}$ el estadístico K-S propiamente dicho y la

⁷Para este subgrupo de galaxias con $(\text{NUV-r}): \{1.5, 2.5\}$, $M_r: \{-18, -19\}$; la SFR y la SSFR está comprendida en los rangos

$$\log \text{SSFR} \sim \{-1, +1\}$$

$$\log \text{SFR} \sim \{-10.5, -9\}$$

con unas medias y desviaciones estándar de

$$\log \text{SSFR} : \mu \pm \sigma : -9.34880 \pm 0.297253$$

$$\log \text{SFR} : \mu \pm \sigma : -0.187800 \pm 0.275137$$

Tabla 7.1: Medias de la distribución NUV-r en las diferentes regiones.

Ambientes	$\langle \text{NUV-r} \rangle \pm \sigma_{\text{Bootstrap}}$
BL ($-19 < M_r \lesssim -18$)	
Virial	2.855 ± 0.080
Caída	2.415 ± 0.047
Campo	2.366 ± 0.032
LI ($-20 < M_r < -19$)	
Virial	2.933 ± 0.074
Caída	2.610 ± 0.046
Campo	2.567 ± 0.038
AL ($M_r < -20$)	
Virial	3.088 ± 0.074
Caída	2.949 ± 0.048
Campo	2.880 ± 0.048

probabilidad P de que las dos distribuciones provengan de la misma función generatriz⁸. Los resultados de la prueba K-S se muestran en la tabla 7.2 y una representación gráfica de las probabilidades cruzadas $P(x_i, x_{i'})$ en la figura 7.3.

Tabla 7.2: Resultado de la prueba Kolmogorov-Smirnov.

Submuestras	$D_{n,n'}$	$P(x_i, x_{i'})$
AL ($M_r < -20$)		
Virial - Caída	0.115266	0.352
Caída - Campo	0.0973315	0.282
Virial - Campo	0.157324	0.0647
LI ($-20 < M_r < -19$)		
Virial - Caída	0.227349	0.000123
Caída - Campo	0.0661911	0.508
Virial - Campo	0.255734	$3.13 \cdot 10^{-6}$
BL ($-19 < M_r \lesssim -18$)		
Virial - Caída	0.233287	$6.95 \cdot 10^{-5}$
Caída - Campo	0.104437	0.0473
Virial - Campo	0.303583	$2.58 \cdot 10^{-9}$

⁸ $D_{n,n'} = \max\{ F_{1,n}(x) - F_{2,n'}(x) \}$

$\lambda = \sqrt{\frac{nn'}{n+n'}} D_{n,n'}$

$P = 2 \sum_{j=1}^{\infty} (-1)^{j-1} \exp\{-2 j^2 \lambda^2\}$ (Press et al. 1986)

donde F_1 (F_2) es la función acumulada generatriz de la distribución x_i ($x_{i'}$) con n (n') ensayos.

En el caso de las galaxias AL ($M_r \leq -20$), la similitud de las poblaciones entre la región virial y la región de caída y entre la región de caída y el campo es evidente, $P \sim 35\%$ y $P \sim 28\%$ respectivamente. E incluso la diferencia no es clara entre las poblaciones de dos regiones de ambientes tan diferentes como la región virial y el campo, $P \sim 6.5\%$. Con lo que, aunque existe un ligero (sobre todo, teniendo en cuenta los errores, ver tabla 7.1) y monótono azuleamiento de las galaxias gigantes hacia afuera del cúmulo, esta tendencia se da entre poblaciones poco distinguibles entre sí desde el punto de vista estadístico.

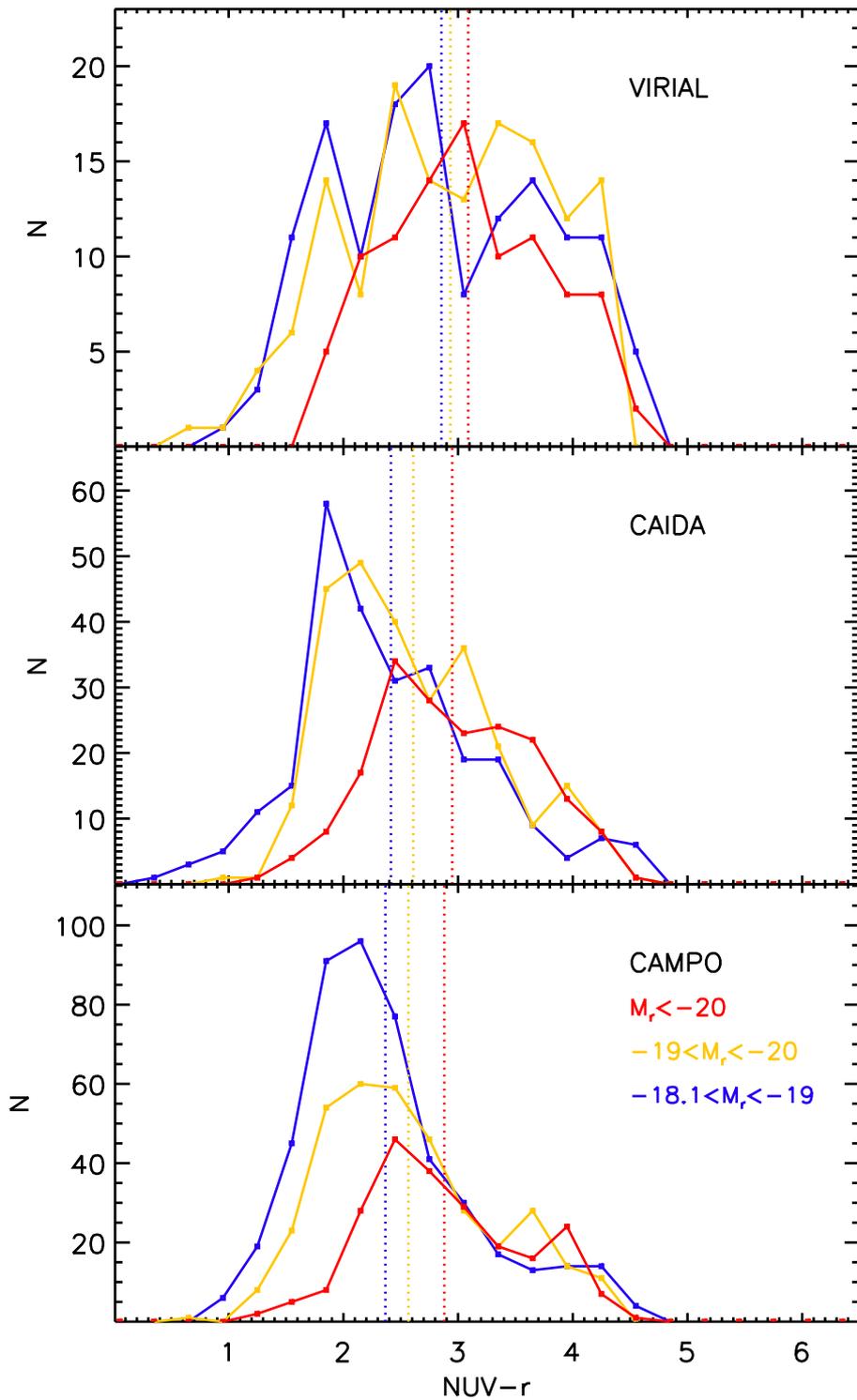


Figura 7.2: Histogramas de NUV-r en los distintos ambientes. La disposición de los recuadros va de arriba a abajo, la región virial, la región de caída y el campo. Los histogramas son las distribuciones del color NUV-r de las respectivas submuestras. El código de colores es: rojo, galaxias AL; amarillo, galaxias LI y azul, galaxias BL. Las líneas discontinuas verticales marcan la media de cada distribución con el código de colores anterior.

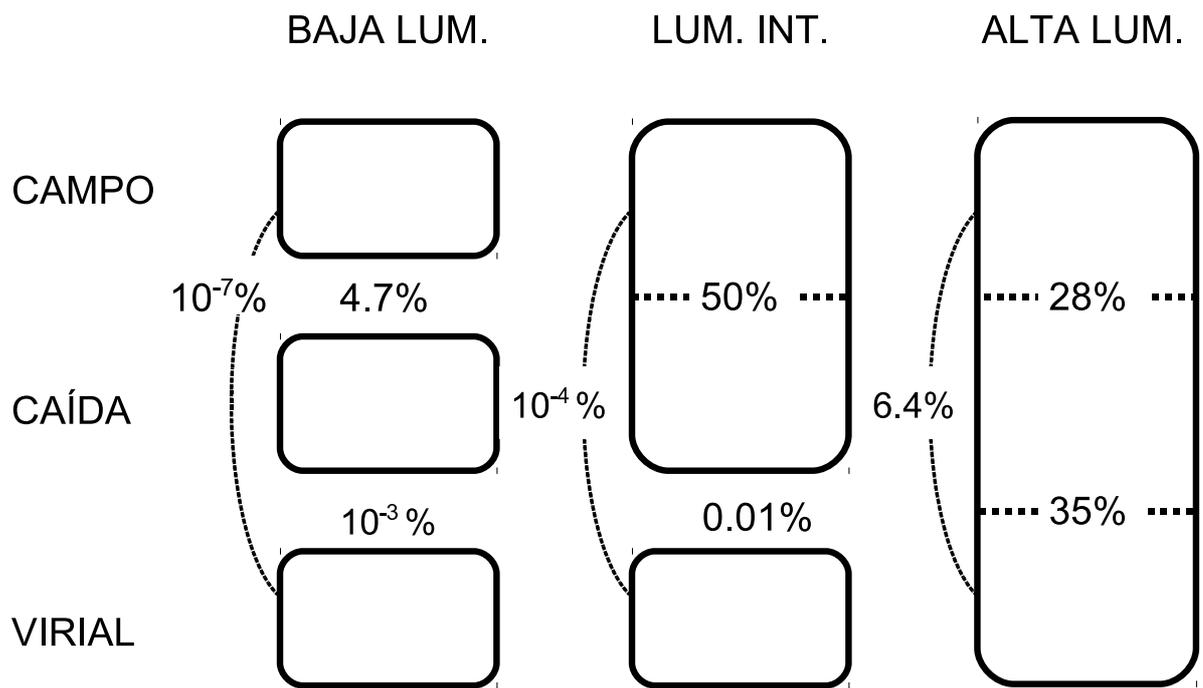


Figura 7.3: Representación gráfica de las probabilidades cruzadas $P(x_i, x_{i'})$ entre las submuestras de galaxias con FEr. Los números muestran el valor de $P(x_i, x_{i'})$ entre cada submuestra.

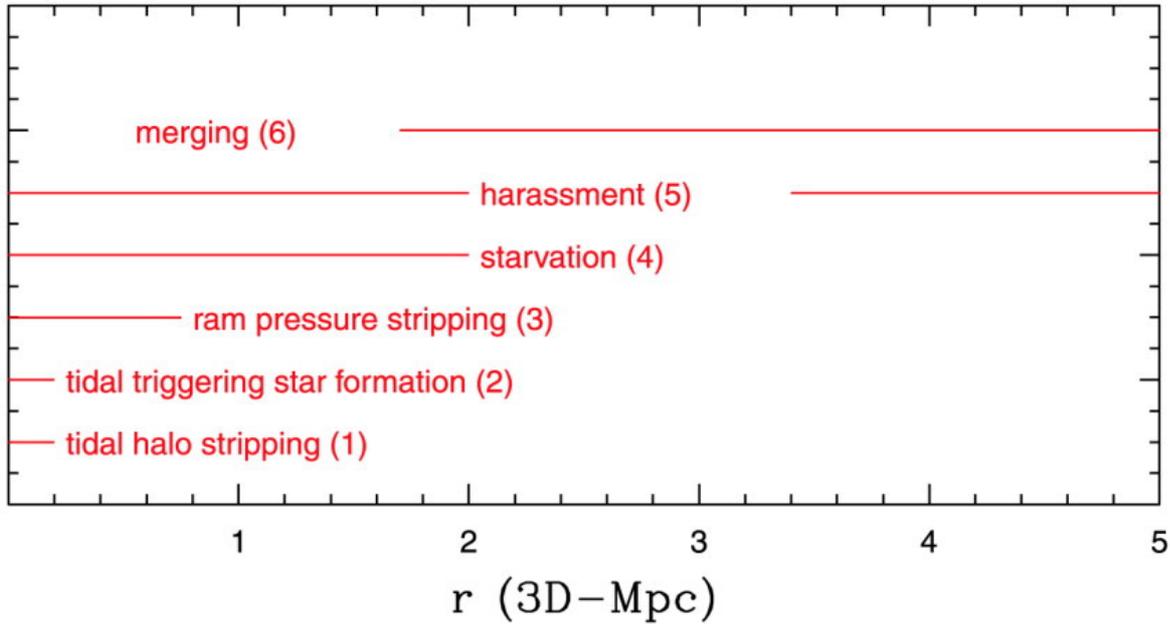


Figura 7.4: Esquema sobre la distribución radial de las regiones donde operan los diferentes mecanismos. Tomado de Treu et al. (2003). Este trabajo toma como radio virial $r_{vir} \approx 1.7$ Mpc

En el rango de LI ($-20 < M_r \leq -19$), las población de galaxias de la región de caída es tremendamente parecida a la del campo $P \sim 50\%$ mientras que presente una clara diferencia respecto de la población de la región virial $P \sim 10^{-2}\%$, a lo que hay que añadir la ínfima probabilidad de las poblaciones de la región virial y la del campo de proceder de la misma distribución $P \sim 10^{-4}\%$. Así, parece existir una gran similitud entre las poblaciones de galaxias LI de campo y caída, pero estas dos poblaciones aparecen claramente diferenciadas de la de la región virial. Este resultado se puede interpretar como que el tipo de interacción que conduce a tal diferencia solo operan en las regiones más internas de la región virial. Atendiendo a los rangos de radio desde el centro del cúmulo en los que actúan los diferentes procesos, podemos apuntar como posibles mecanismos al despojamiento de gas por presión de empuje, disparo de la FE por fuerzas de marea y la *starvation* via interacción con el halo.

Con las galaxias BL ($-19 < M_r \leq -18.1$) ocurre que, la P cruzada entre la población de las regiones virial y de caída es despreciable $P \sim 10^{-3}\%$ i.e. la podemos considerar lo suficientemente baja como para tomar estas dos poblaciones como estadísticamente discernibles. Donde también es baja la P es entre la región de caída y el campo $P \sim 4.7\%$ y del orden de $10^{-7}\%$ entre la región virial y el campo. Así, las poblaciones de las tres regiones parecen ser distinguibles entre sí y por lo tanto el proceso que haya actuado sobre la historia de FE debe haberlo hecho ya desde la región de caída a varios radios viriales. Tomando de nuevo el esquema de escalas radiales de Treu et al. (2003), los procesos más probables para esta segregación entre regiones pueden ser el acoso galáctico o la *starvation* en su interacción con el ICM.

Atendiendo siempre al tiempo típico de FE que traza la luminosidad vUV $\tau_{vUV} \sim 10^8$ años, el hecho de que la distribución del color óptico-UV de las galaxias con FEr, tanto

las BL como las galaxias LI, en la región virial sea estadísticamente diferente a la del campo, apunta a que los procesos de interacción, propios de ambientes densos y responsables de modular la actividad de FE en las galaxias con FEr transformándolas en galaxias pasivas operan en escalas de tiempo del orden o superiores a τ_{vUV} , permitiendo observar a una fracción importante de galaxias con FEr en el proceso de transformación a galaxias pasivas. En caso contrario las distribuciones serían similares, puesto que; la FE se deprimiría más rápidamente que τ_{vUV} excluyendo la galaxia del conjunto de galaxias con FEr sin poder observar suficientes galaxias en el proceso de transformación o la transición ocurrió en un tiempo cósmico que no haya sido muestreado por el vUV i.e. $t \lesssim t_a - \tau_{vUV}$ ⁹. Y esto es lo que puede haber ocurrido para las galaxias AL en todo el rango de distancias al centro del cúmulo y a las galaxias LI entre la región de caída y la región virial, donde se observa una disminución de la FEr, esto es un enrojecimiento del $\langle \text{NUV-r} \rangle$ hacia regiones interiores del cúmulo; pero esta disminución no es estadísticamente significativa, tanto desde el punto de vista de las promedios ($\sim 2\sigma$) como de la prueba K-S.

Por otro lado, una supresión relativamente abrupta de la FE dejaría en la galaxia una combinación de rasgos espectrales fácilmente reconocibles; una moderada absorción espectral en la línea de $H\beta$ sin emisión apreciable en la línea de $H\alpha$ por un tiempo de ~ 1 Gyr (Poggianti et al. 1999). Las galaxias con estos rasgos espectrales, originalmente clasificadas por Dressler & Gunn (1983), son conocidas como galaxias E+A ó K+A¹⁰. Este tipo de galaxias que están seleccionadas con criterios basados en líneas espectrales, se encuentran dentro de un diagrama color-color óptico-vUV localizadas con colores ópticos similares a los de la nube azul y colores óptico-vUV cercanos a las galaxias pasivas en FE (Kaviraj et al. 2007a). Basta una rápida inspección del diagrama óptico-vUV de las galaxias en cúmulos (ver figura 4.1) para comprobar la práctica ausencia de galaxias K+A en nuestra muestra de galaxias en cúmulos del Universo Local, tal y como encuentran otros trabajos para los cúmulos del Universo Local (e.g. Fabricant et al. 1991). Por lo tanto, sean cuales fueren los procesos ambientales que hayan influido en la historia de FE de las galaxias en nuestra muestra de cúmulos, no lo ha hecho de forma abrupta en, aproximadamente, al menos el último \sim Gaño. Y es esto lo que puede haber ocurrido a las galaxias AL con FEr, que hayan sido transformadas en galaxias pasivas mediante interacciones con los diferentes componentes del cúmulo (otras galaxias, halo de materia oscura, ICM) pero la duración de esta interacción ha sido de corta duración (menos de $\sim 10^8$ años) en un pasado más allá de esos 10^8 años típicos del τ_{vUV} .

Atendiendo al resumen acerca de los procesos de interacción de las galaxias que hemos expuesto en la introducción (ver sección 1.1), entre los procesos lentos (con respecto a t_{vUV}) se encuentran los procesos denominados *starvation* ya sea por interacción con el ICM o con el halo y *galaxy harassment* que afectan a la galaxia a lo largo de varios Gaños, mientras que podemos llamar procesos rápidos los otros dos grupos; las fuertes

⁹t la variable independiente tiempo para un Universo que comienza en $t=0$
 t_a la edad actual del Universo.

¹⁰La denominación “+A” esta relacionada con la componente estelar dominada por estrellas de tipo espectral A, con marcada absorción en las líneas de la serie de Balmer. Mientras que la denominación “E+” ó “K+” tiene que ver con la presencia de una población estelar subyacente envejecida, como en el caso de la galaxias elípticas (E) o con predominancia de estrellas de tipo K.

interacciones entre galaxias y las interacciones con el ICM (*thermal evaporation*, *turbulent/viscous stripping* y el *ram pressure gas stripping* que englobaremos en un solo proceso tomando como referencia el *ram pressure gas stripping* ya que sus efectos son muy similares y acumulativos y el *pressure-triggered SF*) que afectan a las galaxias en escalas de tiempo relativamente menores que van desde varios 10^7 años hasta $\sim 10^8$ años. Dado que existe una variación en la distribución del color (NUV-r) de las galaxias BL y LI entre los distintos ambientes, son los procesos aquí denominados lentos los más indicados para ser responsables de este sesgo. Este último hecho también concuerda con que estos procesos (*starvation* o *galaxy harassment*) apagan la FE, enrojando la distribución de colores óptico-vUV de las galaxias, tal y como ocurre en la tendencia desde el campo hasta la región virial.

Reuniendo por un lado, el análisis temporal basado en el tiempo característico t_{vUV} del color NUV-r y las escalas de tiempo a lo largo de la cual actúan cada tipo de interacción; y por otro lado, el análisis espacial que ha tenido en cuenta el rango de distancias donde operan cada proceso, aparte de otras consideraciones, se ha llegado a aislar la *starvation* vía interacción con el halo como el proceso ambiental más plausible que interviene en la evolución de la población estelar de las galaxias LI ($-20 < M_r \leq -19$) con FER en los últimos Gaños mientras que, para las galaxias BL ($-19 < M_r \leq -18.1$) se apunta tanto al acoso galáctico como a la *starvation* en su interacción con el ICM como los mecanismos físicos que modulan su historia de FE en los últimos Gaños.

Atendiendo a las características de estos dos últimos procesos propuestos para intervenir en la evolución de las galaxias BL, no será difícil distinguir cual de ellos es el predominante o único que actúa sobre las galaxias, si dispusiéramos de información de las galaxias más allá de la espectral. La *starvation* (Bekki et al. 2002) tiene unas consecuencias a nivel morfológico de la componente estelar claramente diferenciables de los efectos del acoso galáctico (Moore et al. 1996), mientras la *starvation* provoca una paulatina desaparición de la estructura espiral del disco de la galaxia que sufre este proceso, el acoso galáctico da lugar, a lo largo del proceso que deja una galaxia lenticular como remanente, a una serie de estructuras deformadas (anillos, colas, etc) que conforman la galaxia y que se apartan de la simetría propia de una galaxia espiral. En nuestro caso, las variables que hemos utilizado en esta sección (luminosidad en la banda-r, color NUV-r y las regiones características de los cúmulos) solo permiten llegar a las conclusiones que hemos expuesto.

Existen en la bibliografía otros resultados que refuerzan los mostrados en esta sección. El trabajo de Haines et al. (2008) nos permite comparar los resultados obtenidos a base de la línea de emisión $H\alpha$ con los basados en el color NUV-r. Haines et al. (2008) mostró como la secuencia roja en un diagrama (NUV-r) vs. M_r de una población de galaxias en el Universo Local tiene una baja contaminación $\lesssim 10\%$ de galaxias con líneas de emisión en $H\alpha$. Así, aunque la emisión en $H\alpha$ y el vUV tienen diferentes escalas temporales, en una población de galaxias la emisión en $H\alpha$ y en vUV presenta estadísticamente una fuerte correlación. Haines et al. (2007) obtiene la dependencia del promedio de la $EW(H\alpha)$ desde el extremo alto de densidad (núcleos de los cúmulos) hasta las densidades más bajas (el campo) en intervalos de luminosidad parecidos a los utilizados aquí $\{-18 < M_r < -19, -19 < M_r < -20, -20 < M_r\}$ encontrando una anticorrelación estadísticamente

significativa para los dos rangos de menor luminosidad, pero no encuentra correlación alguna para las galaxias más luminosas. Haines et al. (2007) observa que la mayor caída en la $EW(H\alpha)$ ocurre en el rango de densidad identificado con la transición entre galaxias de dentro y de fuera de estructuras gravitatoriamente ligadas $\rho \approx 0.5-2 \text{ Mpc}^{-2}$ para las galaxias en los dos intervalos de menor luminosidad $\{-18 < M_r < -19\}$ y $\{-19 < M_r < -20\}$, resultado que se puede acordar con nuestros resultados (tanto en los promedios como en la prueba K-S) con la diferencias existentes entre la población de la región virial y la región de caída. En el caso de las gigantes, aunque en Haines et al. (2007) existe una ligera correlación de los promedios de $EW(H\alpha)$ con la densidad, esta no es estadísticamente significativa, en acuerdo nuestro resultado de que existe una única distribución del color (NUV-r) para las galaxias de mayor luminosidad $M_r \leq -21$ sin una tendencia del promedio del color estadísticamente significativa. Si atendemos a otro trazador de la actividad de FE como el color óptico (u-r), en este caso en una escala temporal mayor (varios Gaños), Haines et al. (2007) presentan en sus gráficas un cambio de tendencia del promedio del (u-r) en sus dos intervalos de menor luminosidad en el citado rango de densidades que identifican con el radio virial $1 \lesssim \rho < 4$. También Sánchez-Janssen et al. (2008) estudian la tendencia del promedio del (u-r) de las galaxias azules ($u-r < 2.2$) con $-19.8 < M_r$ con el radio al centro del cúmulo en una muestra de cúmulos del Universo Local y encuentra un cambio de tendencia a la altura del $\sim 1r_{200}$ con un promedio que enlaza con los valores del campo ($u-r \sim 1.5$ a $\sim 3r_{200}$ partiendo de ($u-r \sim 2$ en la partes más internas de la región virial).

Resultados estadísticos incluyendo los cúmulos ABELL-2197 y WBL-514.

Es este apartado discutimos los resultados de la prueba K-S, incluyendo la regiones centrales de los cúmulos ABELL-2197 y WBL-514, mostrados en la tabla 7.3.

Tabla 7.3: Resultado de la prueba Kolmogorov-Smirnov.

Submuestras	$D_{n,n'}$	$P(x_i, x_{i'})$
<hr/>		
AL ($M_r < -20$)		
Virial - Caída	0.0915841	0.625428
Caída - Campo	0.120987	0.0829786
Virial - Campo	0.157324	0.0646967
<hr/>		
LI ($-20 < M_r < -19$)		
Virial - Caída	0.219501	0.000198489
Caída - Campo	0.0737104	0.351083
Virial - Campo	0.255734	$3.12913 \cdot 10^{-6}$
<hr/>		
BL ($-19 < M_r \lesssim -18$)		
Virial - Caída	0.196349	0.000966608
Caída - Campo	0.136413	0.00182975
Virial - Campo	0.303583	$2.58518 \cdot 10^{-9}$

Si comparamos los resultados de la prueba K-S incluyendo ABELL-2197 y WBL-514,

observamos como las P cruzadas entre la región de caída y el campo para las galaxias BL baja del 4.7 % al 0.2 %, para las galaxias LI pasa de 50 % al 35 % y para las galaxias AL del 28 % al 8.3 %, o sea, incluyendo la regiones centrales de estos cúmulos en la región de caída las poblaciones entre estas dos regiones (campo-caída) pasan a diferenciarse entre sí. Al contrario, las P cruzadas virial-caída aumentan para las galaxias BL desde $7 \cdot 10^{-3}$ % a 0.1 %, para las galaxias LI pasa del 0.012 % al 0.02 % y ya para las galaxias AL pasa de 35 % al 62 % i.e. crece la similitud entre región virial y caída incluyendo las regiones centrales de estos dos cúmulos en la región de caída. Estos resultados refuerzan la idea de que la población de galaxias azules de la región virial se diferencia de la de la región de caída, más claramente en el caso de las galaxias AL y en menor medida para las galaxias de LI y por tanto, era conveniente excluir los citados cúmulos de la región de caída aunque el esquema de explicación que hemos expuesto no diferiría sustancialmente de lo expuesto en esta sección.

Conclusiones

Del estudio comparativo de las distribuciones del color NUV-r de la población de galaxias segregadas por luminosidad y por regiones dinámico-espaciales hemos obtenido los siguientes resultados:

- Las galaxias AL, más luminosas que $M_r = -20$, no presentan una distribución de NUV-r estadísticamente diferenciable en las tres regiones en la que hemos dividido el ambiente de las galaxias; región virial, región de caída y campo.
- Las galaxias LI en el rango de luminosidad $-20 < M_r < -19$ no presentan similitud estadística en la distribución de NUV-r entre la región virial y las regiones de caída y campo, que entre sí muestran una gran similitud en sus distribuciones.
- Las galaxias BL con $-19 < M_r < -18.1$ (el rango de menor luminosidad y justo por arriba del límite que tradicionalmente se ha utilizado para discriminar entre galaxias gigantes y enanas) presenta un comportamiento de estadísticamente clara y continua diferenciación de las distribuciones de NUV-r desde la región virial al campo, tendencia a lo largo de la cual el máximo de estas galaxias en torno a $NUV-r \sim 2$ que se encuentra en el campo disminuye hasta desaparecer en la región virial.

Atendiendo a el color NUV-r, la luminosidad en la banda-r y la regiones dinámico-espaciales como las variables utilizadas para caracterizar a las galaxias hemos propuesto la siguientes conclusiones:

- Cualquiera que sea el mecanismo que pueda afectar ambientalmente a las galaxias $M_r < -20$, si es que lo hace, debiere ser un mecanismo de corta duración $\tau \lesssim 10^8$ años e.g. despojamiento del gas.
- Las galaxias de $-20 < M_r < -19$ parecen estar afectadas por un mecanismo de larga duración $\tau \gtrsim 10^8$ años en la región virial. El mecanismo más indicado que afecte a las galaxias de $-19 < M_r < -20$ en la región virial apunta a la *starvation* vía interacción de marea con el halo de materia oscura del cúmulo.

- Las galaxias de $-19 < M_r < -18.1$ que muestran una clara diferencia poblacional respecto de las galaxias aisladas (i.e. el campo) ya en la región de caída apuntan más a estar afectadas por el denominado acoso galáctico o también la *starvation*, esta vez, a través de la interacción con el gas intracumular.

7.1.2. SSFR de las galaxias con FEr en los distintos ambientes del cúmulo.

En este estudio hemos incluido las galaxias activas en FE que además tuvieran tanto detecciones en el óptico como en el vUV y no solo con detecciones en el óptico, para tener una adecuada determinación en el valor de la SSFR de los últimos $\sim 10^8$ años. Aun así, hemos comprobado la indeterminación de la SSFR¹¹ en el conjunto completo y en las galaxias con detección en vUV y hemos comprobado que tanto la distribución como las medias no difieren en gran medida. Por otro lado, las galaxias sin detección en el vUV constituyen 300 frente a las más de 2800 galaxias con FEr en conjunto. En cualquiera de los casos, la inclusión de las galaxias sin detección en el vUV no modifica en lo sustancial ni los resultados ni las conclusiones de este estudio.

¹¹Se define indeterminación de una propiedad como la diferencia entre los valores que acumulan el 2.5 % y el 97.5 % de la distribución acumulada pesada por la densidad de espectros simulados (FDAP) y da idea de cuán amplio es el rango de valores de la citada propiedad donde el espectro de una galaxia está mejor ajustado.

En el panel superior de la figura 7.5 se observa como la nube de puntos se distribuye desde altas luminosidades ($M_r \sim -22.5$) y las más bajas SSFRs extraídas de la familia de galaxias simuladas ($\log SSFR \sim -10.5$) hasta barrer el rango completo de $SSFR$ $-10.5 \lesssim \log SSFR \lesssim -8.5$ alrededor de $M_r \sim -18$, sin aparente segregación entre las galaxias de diferentes regiones. Si atendemos a la tendencia trazada por los promedios, esta va desde el extremo de alta luminosidad y baja SSFR de la distribución hasta, a baja luminosidad, la zona más poblada de la nube, $M_r \sim -18$ y $\log SSFR \sim -9.5$.

Comparado con el trabajo de Brinchmann et al. (2004), nuestros resultados muestran SSFR más altas $\log SSFR \sim -9.5$ a baja luminosidad $M_r \sim -18$ frente a $\log SSFR \sim -9.8$, mientras encontramos $\log SSFR \sim -10.4$ en torno a $M_r = -22$, ligeramente inferiores a las mostradas por Brinchmann et al. (2004), $\log SSFR \sim -10.3$. Aunque existen ciertas cortapisas para hacer una comparación en pie de igualdad entre nuestros resultados y este trabajo, Brinchmann et al. (2004) extrae el SFR de la luminosidad en H_α al contrario que el SFR extraído de todo el proceso ya expuesto y escogido para trazar la emisión en vUV. Los valores aquí expuestos provienen del máximo del mapa de densidad en el caso de Brinchmann et al. (2004) y valores medios, en el caso de nuestro trabajo. Esta y otras diferencias generan sesgos entre los dos trabajos que no permiten una comparación directa, aun así los valores mostrados están de acuerdo dentro de lo esperado.

Por intervalos, las tres curvas son prácticamente idénticas entre $M_r \sim -21.5$ y $M_r \sim -19$; en la parte de baja luminosidad solo la curva asociada a la región virial presenta una clara disminución ya por debajo de $M_r > -18.5$ mientras que en la parte de alta luminosidad $M_r < -21.5$ las tres curvas divergen, aunque se podría obviar ese comportamiento debido tanto a las barras de error como al número de galaxias contabilizadas en ese intervalo.

Para estudiar las diferencias entre las curvas, mostramos en el panel central de la figura 7.5, la diferencia de las curvas de las regiones virial y de caída respecto de la del campo:

$$\Delta \langle SSFR \rangle = \log \langle SSFR \rangle(M_r) - \log \langle SSFR \rangle_C(M_r) = \log \frac{\langle SSFR \rangle(M_r)}{\langle SSFR \rangle_C(M_r)}$$

donde $SSFR_C(M_r)$ es el promedio de la SSFR de las galaxias de campo en un determinado intervalo en torno a M_r . Y en el panel inferior mostramos la diferencia anteriormente descrita normalizada a la suma cuadrática de los errores en la estimación de los promedios esto es:

$$\frac{\Delta \langle SSFR \rangle}{\sigma_{SSFR}} = \frac{\langle SSFR \rangle(M_r) - \langle SSFR \rangle_C(M_r)}{\sqrt{\sigma^2 + \sigma_C^2}}$$

donde

$\langle SSFR \rangle(M_r)$ el promedio de la SSFR de las galaxias en un determinado intervalo en torno a M_r

$\langle SSFR \rangle_C(M_r)$ el promedio para el campo

σ el error en la estimación de la media $\langle SSFR \rangle(M_r)$

σ_C el error en la estimación de la media $\langle SSFR \rangle_C$

Si observamos el cociente de la región de caída, tanto en el panel central como en el inferior (línea verde), en todos los intervalos los valores de la SSFR, o están sistemática-

mente más abajo o en un entorno muy cercano a cero. El promedio pesado con los errores en todo el rango de M_r es de $\mu \pm \sigma = -0.018 \pm 0.017$. Así, aunque en promedio y en el rango completo de M_r la SSFR es un 3.8 % menor que para el conjunto de galaxias de campo y una tendencia del SSFR con la magnitud idéntica a la del campo, esta reducción no es significativa. Para el caso de la región virial, en la relación de la SSFR con la M_r vamos distinguir tres rangos de diferente comportamiento. Para $M_r < -21.5$ la SSFR promedio parece estar por encima de la mostrada por el campo y aunque rompe con la tendencia de la SSFR por encima de $M_r > -21.5$, tanto el número de galaxias en ese rango como la separación de la tendencia del campo comparada con el error la hacen estadísticamente no significativa. En el rango $-21.5 < M_r < -18.5$, las galaxias en la región virial presentan un comportamiento similar a las galaxias de la región de caída, los promedios están con poca significancia estadística sistemáticamente por debajo de la tendencia descrita por el campo. El promedio pesado en este rango de la SSFR es; $\mu \pm \sigma = -0.124 \pm 0.021$ lo que resulta en un 24.8 % menos que la SSFR promedio del campo. Por encima de $M_r = -18.5$ encontramos el promedio del rango $-18.5 < M_r < -18$ por debajo de la relación encontrada para el campo con una significancia estadística mayor de 3σ , cosa que no ocurre para el rango de menor luminosidad $\sim 1\sigma$. Este clara separación de la tendencia SSFR- M_r del campo, esta de acuerdo con la diferencia de las distribuciones del color (NUV-r) entre la región virial y la de caída o el campo en el intervalo de luminosidad $-18.5 < M_r < -18.1$ galaxias BL (ver tabla 7.2).

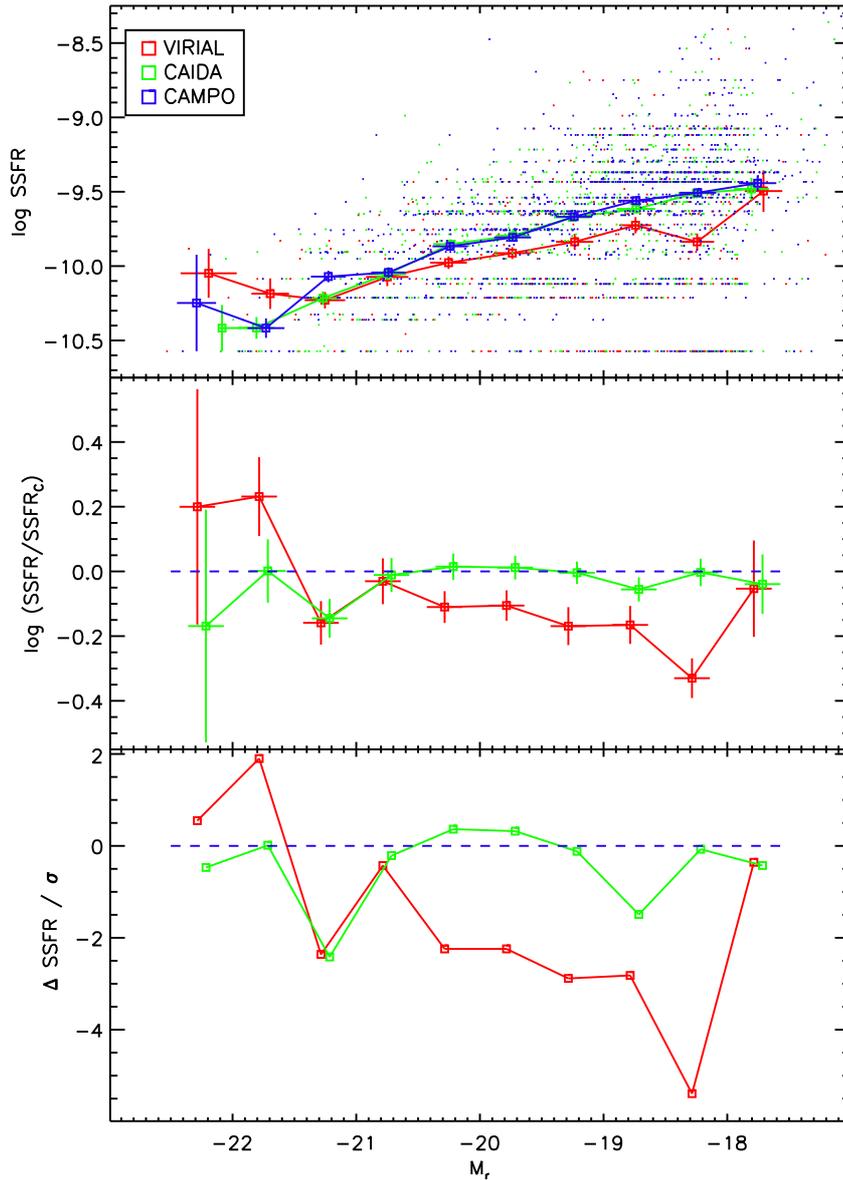


Figura 7.5: SSFR vs. M_r . **Panel superior:** La nube de puntos corresponden a la distribución de las galaxias de la muestra y las líneas continuas unen los promedios de SSFR y M_r en intervalos de 0.5 mag; los segmentos verticales y horizontales en cada recuadro corresponden, respectivamente, al error en la estimación de la media y la dispersión en magnitudes dentro del intervalo. El color rojo corresponde a la región virial, el verde a la región de caída y el azul a el campo. Los números que figuran encima de las curvas indican el número de galaxias en cada intervalo y cada región, acorde al código de color ya utilizado. **Panel central:** Las líneas quebradas unen los puntos que representan la diferencia de la SSFR en cada intervalo de magnitud respecto a la SSFR del campo. Los segmentos verticales asociados a los recuadros corresponden a la suma cuadrática de los errores en la correspondiente región y la del campo. Al segmento vertical se le ha asignado nominalmente un ancho $= 0.5/2\sqrt{3}$ entendido como la dispersión dentro del intervalo. **Panel inferior:** Las líneas quebradas unen los puntos que representan la diferencia de la SSFR en cada intervalo de magnitud respecto a la SSFR del campo, normalizada a la suma cuadrática de los errores en ambas. La línea discontinua marca una SSFR igual a la del campo.

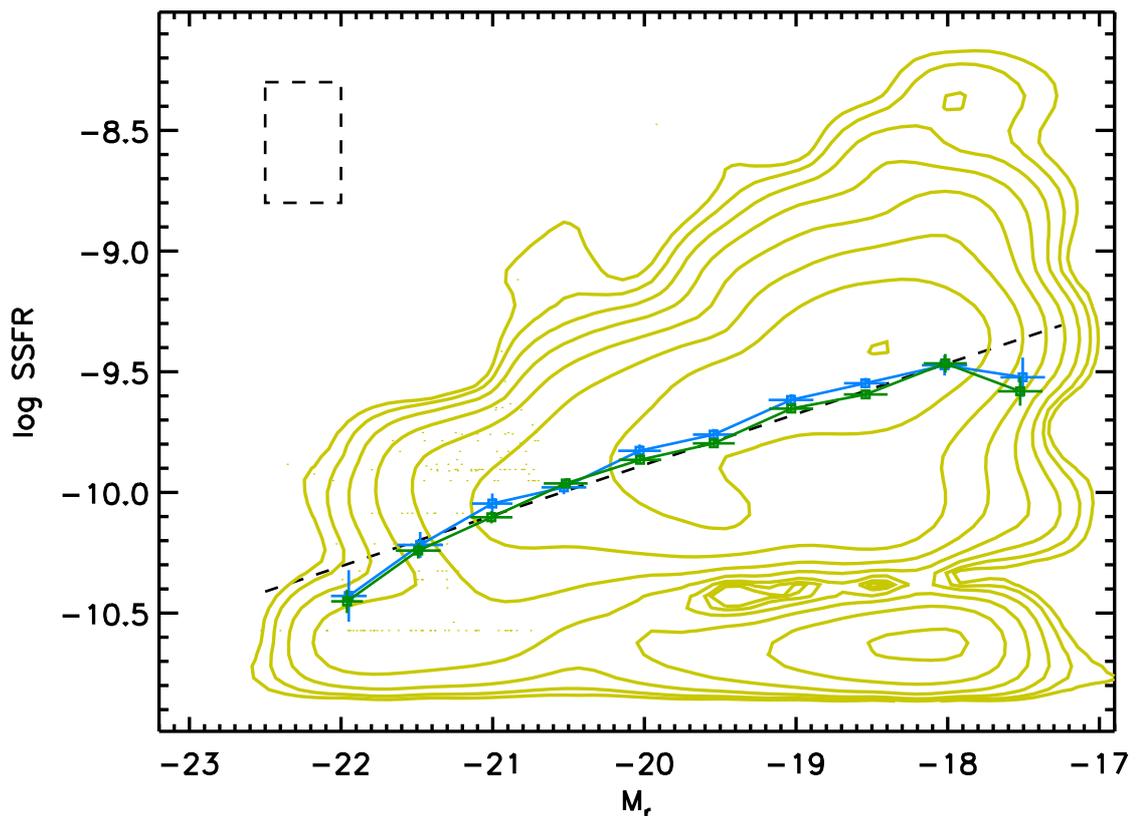


Figura 7.6: Relación SSFR vs. M_r . Promedio de la SSFR del conjunto de galaxias con FEr como función de la luminosidad en azul oscuro. En azul claro, se muestra el promedio del campo como referencia. La línea discontinua muestra un ajuste lineal a la relación, exceptuando los dos últimos datos. Las contornos de isodensidad están en escala logarítmica. El recuadro en línea discontinua muestra el tamaño de intervalo utilizado para construir el mapa de densidad.

En la gráfica 7.6 se muestra la relación SSFR vs. M_r para la muestra completa de galaxias con FEr (en azul oscuro). Como se puede observar y sobre todo, debido a la mayor estadística aportada por la muestra de galaxias de campo al conjunto completo de galaxias con FEr, la relación general y la del campo son estadísticamente indiscernibles. Exceptuando los extremos en el rango de luminosidad $M_r < -21.5$ y $M_r > -18$, el promedio SSFR- M_r está perfectamente descrito por una relación lineal, que se muestra en la figura. Es en este rango $M_r < -18$ donde finalmente se ha ajustado la función lineal, comprobando que la inclusión o exclusión del extremo de alta luminosidad no modifican apreciablemente el ajuste.

Otro aspecto es que la tendencia lineal traza bastante bien la evolución del máximo de densidad (i.e. la moda de la SSFR) con la luminosidad hasta $M_r \sim -21.5$ para luego transitar hasta una zona entre esta secuencia de una SSFR promedio mayor y el máximo a $M_r \sim -22$ y $\log \text{SSFR} \sim -10.5$. Esta secuencia de mayor SSFR promedio va desde $M_r \sim -22$ y $\log \text{SSFR} \sim -10.25$ hasta $M_r \sim -17.5$ y $\log \text{SSFR} \sim -9.5$. Esta secuencia de mayor SSFR promedio estaría relacionada con el pico o máximo en el lado azul que se observa en la distribución (NUV-r) 7.2 en el rango completo de luminosidad y en todas

las regiones, excepto talvez, en la región virial. Y la parte de la distribución de menor SSFR con el ala menos azul de la distribución de (NUV-r) que se observa en todo el rango de luminosidad y en todas las regiones, pero más claramente a altas luminosidades. Con la intención de comprobar si existen en la distribución de (NUV-r) dos secuencias solapadas que corresponderían a la secuencia más azul y el ala menos azul respectivamente, hemos intentado ajustar una gaussiana doble a los histogramas (NUV-r) en los diferentes intervalos de luminosidad indicados en la sección 7.1.1. En ninguno de los intervalos, el ajuste converge, ni siquiera cuando se intento ajustar una sola gaussiana a lado más azul de la distribución. Lo que implica que no existen dos secuencias solapadas, al menos con la forma funcional de una gaussiana doble en la distribución de (NUV-r).

Por debajo de $M_r > -18$ la relación se aparta claramente de la tendencia (lineal) general, hacia valores más deprimidos de la FE. La separación estadística de este último intervalo de menor luminosidad está a más de 3σ . El hecho de que esta separación de de la tendencia lineal se establezca a un luminosidad en torno al límite clásico de separación entre galaxias gigantes y galaxias enanas $M_r \sim -18$ nos invita a creer que este cambio de tendencia se puede mantener a más baja luminosidad, indicando un cambio de modo o de régimen de FE; continua vs. episódica (Bauer et al. 2005), una historia de FE relativamente suave y continua para las galaxias gigantes frente a una historia salpicada de brotes de FE temporalmente cortos (~ 10 -500 Megaaños, Grebel 2001). Este cambio de tendencia en torno a $M_r \sim -18$ es similar al que ocurre en el campo (ambiente libre de interacciones con otros elementos) lo que nos da a entender que el cambio de régimen de FE se debe a procesos internos de la galaxia y determinados por condiciones iniciales internas, tales como la masa del halo de materia oscura o el espín de éste. Este cambio de tendencia que tambien se da en el campo, aparece de forma más pronunciada en la región virial (ver figura 7.5, panel central) con una bajada estadísticamente significativa de hasta el $\sim 54\%$ del promedio de la SSFR respecto del campo en el intervalo $-18.5 < M_r < -18$. Es este caso, un promedio de SSFR deprimido respecto del campo como el de la galaxias con $M_r < -18.5$ en la región virial se puede atribuir a procesos ambientales propios de la región virial que mengúan la FE y que hemos discutido en la subsección 7.1.1.

Conclusiones

El estudio de la relación SSFR- M_r en las diferentes regiones dinámico-espaciales explora de forma cuantitativa el efecto del ambiente en la FE.

- La tendencia general SSFR- M_* es la observada en anteriores estudios (e.g. Brinchmann et al. (2004)), en este estudio; desde $(M_r, \log SSFR) \sim (-22.5, -10.5)$ hasta $(M_r, \log SSFR) \sim (-18, -9.5)$, barriendo todo el rango de valores de SSFR hacia baja luminosidad pero concentrando en torno a $\log SSFR \sim -10.5$ para alta luminosidad.
- Por comparación con la tendencia del campo; la región de caída presenta una tendencia paralela a la del campo deprimida en un $\sim 3.8 \pm 3.8\%$, mientras que la región virial presentan en el rango $-21.5 < M_r < -18.5$ una tendencia igualmente paralela disminuida en un $\sim 24.8 \pm 3.6\%$. El cociente virial/campo de la relación

SSFR- M_* presenta una depresión estadísticamente significativa ($\gtrsim 3\sigma$) en el intervalo $\langle M_r \rangle = -18.25$.

La relación SSFR- M_* de la población de galaxias sin discriminar la regiones dinámico-espaciales (vista la similitud entre la regiones) esta bien descrita por una relación lineal desde $M_r = -21.5$ hasta $M_r > -18$, donde se aparta de una forma estadísticamente significativa. Este cambio de tendencia se podría deber a un cambio de modo o régimen de FE asociado a la transición desde galaxias (con FEr) gigantes hasta galaxias (con FEr) enanas.

7.2. Actividad de formación estelar en los distintos cúmulos.

Existe una tendencia general en el conjunto de propiedades que caracterizan a los cúmulos que recorre desde los cúmulos relativamente compactos, dinámicamente relajados y ricos en galaxias elípticas con el cúmulo de Coma como prototipo, hasta los cúmulos de aspecto irregular, espacialmente extensos, apartados del equilibrio dinámico y relativamente ricos en galaxias espirales, como es el caso del cúmulo de Virgo (Bahcall 1977).

Hay una colección de trabajos (Smail et al. (1998), Andreon & Ettori (1999), Ellingson et al. (2001), Fairley et al. (2002), De Propris et al. (2004), Wilman et al. (2005), Andreon et al. (2006)) que apuntan a que no existe una tendencia clara de la fracción de galaxias azules, f_B con propiedades globales del cúmulo, e.g. masa del halo de materia oscura subyacente. Además, contrariamente a la interpretación del efecto Butcher-Oemler como un efecto genuino de los cúmulos, mantienen que no parece existir una evolución diferencial de galaxias en los cúmulos respecto de regiones menos densas, i.e. el campo.

Por el contrario otros trabajos (Martínez et al. (2002) Biviano et al. (1997), Zabludoff & Mulchaey (1998), Margoniner et al. (2001)) mantienen que ciertas propiedades de la población de galaxias en cúmulos, como la fracción de galaxias con líneas de emisión f_{em} , de galaxias azules f_B o la función de luminosidad, están relacionadas con propiedades (extensivas o intensivas escalables a propiedades extensivas) que caracterizan a los cúmulos como un todo, tales como la dispersión de velocidades σ_{cl} , la riqueza del cúmulo N_{gal} .

Con el fin de estudiar la actividad de la FEr en la población de galaxias de los cúmulos y cómo pudiera estar determinada por la masa del halo de materia oscura subyacente, hemos obtenido el balance de galaxias con FEr a galaxias pasivas f_{FEr} frente a la σ_{cl} de los cúmulos, el cual se muestra en la gráfica 7.7.

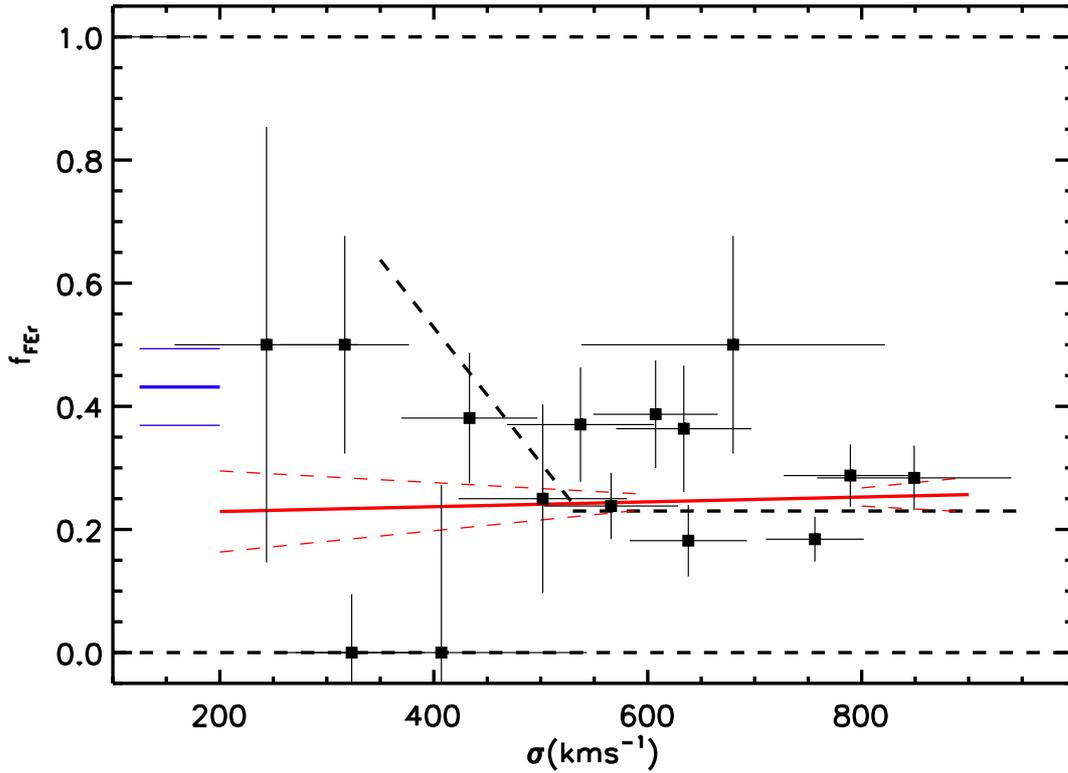


Figura 7.7: Fracción de galaxias gigantes con FEr en la región virial vs. σ_{cl} . Los segmentos verticales y horizontales asociados a cada punto reflejan los errores binomial en la fracción y en la σ_{cl} (método *bootstrap*), respectivamente. La línea roja representan el ajuste lineal bi-cuadrático a los datos, excepto el correspondiente a cúmulo de menor σ_{cl} y las líneas discontinuas rojas, el error asociado. Las líneas horizontales azules representan la fracción de galaxias con FEr del campo las delgadas, el error asociado. La línea quebrada discontinua negra representa el ajuste propuesto por Poggianti et al. (2006) para cúmulos del Universo Local.

Con el fin de tener un buen grado completitud en la muestra de galaxias a estudiar, nos hemos centrado en las galaxias gigantes. Para disminuir al máximo un sesgo hacia galaxias con FEr hemos utilizado un corte de masa en estrellas, en vez de un corte en luminosidad, así hemos escogido las galaxias con una masa en estrellas mayor de $M_* = 10^{10,20} M_\odot$ (ver discusión en torno a la figura 6.1 en la sección 6.1 y las figuras 6.2 y siguientes). Por otro lado, la segregación entre galaxias con FEr y pasivas se hace según el criterio expuesto en la subsección 4.2.4. Puesto que la muestra de galaxias en cúmulos está principalmente cubierta en la rango óptico-UV, este criterio de segregación está fuertemente basado en los colores óptico-UVs. Y ya en el trabajo de Haines et al. (2008) se mostró la robustez del color (NUV-r') como segregador entre galaxias con y sin emisión en $H\alpha$.

En primer lugar, las diferencias en los errores de las fracciones, están en relación con el número de galaxias masivas en la región virial, lo que da cuenta de las diferencias en la parte alta de la Función de Masa Estelar entre los distintos cúmulos (ver sección 6.1. Para

los cúmulos más masivos ($\sigma_{cl} \gtrsim 550 \text{ km s}^{-1}$) las fracciones de galaxias con FEr, con errores relativamente p, se agrupan en torno a un valor aproximado de $f_{FEr} \sim 30\%$. Esta fracción solo es ligeramente superior y dentro de la dispersión de los valores, al mostrado por otros trabajos basados en líneas de emisión nebulares Poggianti et al. (2006) en [OII]; Finn et al. (2008) en $H\alpha$). Dentro de los cúmulos masivos, destaca por apartarse claramente de esta tendencia el cúmulo WBL-205 ($\sigma_{cl}=679.8 \text{ km s}^{-1}$ y $f_{FEr}=0.177$); si observamos la distribución de velocidad radial este cúmulo, podemos comprobar que presenta dos subestructuras dinamicamente segregadas. Este hecho puede haber sobrestimado la σ_{cl} colocandolo en el grupo de los cúmulos masivos. Mientras que los cúmulos de baja masa $\sigma_{cl} \lesssim 550 \text{ km s}^{-1}$ muestran un comportamiento más disperso debido, al menos en parte, a su pobre estadística en galaxias. Dos de los cúmulos de baja masa (UGCl 148 NED01 y WBL 234) muestran, aunque con una gran incertidumbre, fracciones mayores que la del campo, estando la fracción deducida para el campo ($f_{FEr} \sim 45\%$) razonablemente de acuerdo con las fracciones deducidas por otros trabajos basados en $H\alpha$ para el Universo Local Balogh et al. (2004), Rines et al. (2005b). Mientras que otros dos cúmulos (UGCl 391 y UGCl 271) muestran fracciones nulas de galaxias con FEr. Por otro lado, el ajuste bicuadrático sugiere una tendencia plana de la f_{FEr} con la σ_{cl} con el centro de gravedad de la ajuste situado en la nube de puntos asociada a los cúmulos más masivos mientras que a baja σ_{cl} , el rango de valores de fracción se sitúa a medio camino entre los cúmulos de baja masa de baja y alta actividad de FEr. Si comparamos nuestro estudio de la actividad de FEr en cúmulos con la tendencia propuesta por Poggianti et al. (2006) para cúmulos en el Universo Cercano, solo los cúmulos masivos trazan aproximadamente esta tendencia, resultado encontrado por otros autores e.g. Finn et al. 2008.

No debemos olvidar que Popesso et al. (2007) no encuentran correlación entre la fracción de galaxias con FEr, definidas en su caso mediante un corte en $SSFR=10^{-10.5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ con la SFR obtenida a partir de la emisión en $H\alpha$ por Brinchmann et al. (2004). En un artículo corto posterior Popesso & Biviano (2006) encuentran que la tendencia encontrada por Poggianti et al. (2006) se debe enteramente a la aportación a la emisión en [OII] de la actividad nuclear y no a la actividad de FEr, a la vez que encuentra un comportamiento completamente plano con la σ_{cl} de la fracción de galaxias con emisión en $H\alpha$ cuando elimina las galaxias que bajo un criterio de diagrama BPT tienen actividad nuclear. Si bien es cierto que no hemos descontaminado de AGNs bajo un criterio de cocientes de líneas de emisión por las razones explicadas en la sección 5.1, también es cierto que solo hemos incluido en nuestro estudio aquellas galaxias significativamente bien ajustadas a un espectro de origen estelar, desechando por tanto, aquellas galaxias cuyo espectro contenga una importante componente de núcleos activos. Asumiendo un caso extremo, la contribución del núcleo activo al bulbo de la galaxia en $UV \sim 3300 \text{ \AA}$ es del orden de 30% (Muñoz Marín et al. (2007), así pues en el grueso de la población de galaxias la contribución de la componente estelar a la luminosidad integrada de la galaxia es absolutamente dominante.

Conclusiones

El comportamiento observado de la fracción de galaxias con FEr f_{FEr} con respecto a la σ_{cl} se puede resumir en dos puntos:

- Los cúmulos en la muestra estudiada más allá de $\sigma_{cl}=550 \text{ km s}^{-1}$ parecen presentar una f_b independiente de la σ_{cl} y de aproximadamente el 25 %, excepto por el cúmulo WBL 205 compuesto por dos subgrupos claramente segregados en velocidad (ver panel 2.4). Otros autores encuentran este comportamiento para los cúmulos masivos e.g Popesso & Biviano (2006); Finn et al. (2008)
- Por debajo de $\sigma_{cl}=550 \text{ km s}^{-1}$ los cúmulos muestran un comportamiento muy disperso debido, al menos en parte, a su pobre estadística en galaxias.

Capítulo 8

Conclusiones y trabajo futuro

La Tesis ha llevado a cabo la construcción de una muestra representativa de cúmulos de galaxias del Universo Local:

- La muestra contiene cúmulos que sondan todo el rango de diversas propiedades que caracterizan a los cúmulos como la morfología del cúmulo, la masa gravitatoria, la luminosidad de la galaxia más brillante del cúmulo, etc.
- Se han compilado flujos en banda ancha y de líneas de emisión para cada galaxia que cubren un amplio rango espectral de la emisión de las galaxias que van desde el ultravioleta de vacío ($\lambda \lesssim 3000 \text{ \AA}$) hasta el infrarrojo lejano ($\lambda \sim 100 \mu\text{m}$).
- La muestra de galaxias en estos cúmulos cubre distancias desde el centro del cúmulo de hasta varios radios viriales, que van desde la región virial hasta el campo, pasando por la región de caída de los cúmulos.
- El rango de luminosidad de la muestra de galaxias en cúmulos va desde las galaxias gigantes hasta el umbral de luminosidad que separa galaxias gigantes de galaxias enanas $M_r \sim -18$.

A partir de la muestra de galaxias se han obtenido numerosas propiedades astrofísicas relacionadas con la formación estelar (masa en estrellas, ritmo de formación estelar, ritmo de formación estelar específica, clasificación espectral, etc) mediante un código de reproducción de espectros de las galaxias normales (GRASIL). Varias facetas del comportamiento de estas propiedades se han analizado de forma estadística en los distintos ambientes del cúmulos, llegando a las siguientes conclusiones:

- De la comparación de la FME del campo y la FME de las regiones viriales, hemos concluido:
 - La FME de las galaxias de campo obtenida presenta una pendiente $\alpha = 1.12 \pm 0.11$ y una masa estelar característica de $\log(M^*/M_\odot) = 10.992 \pm 0.091$. La pendiente α esta de acuerdo dentro de errores con la obtenida por Cole et al. (2001) mientras que la M^* es 0.15 dex menor. Esta diferencia se podría deber a las diferencias en la IMF utilizada.

- La FMEg de la población de galaxias en la región virial de los cúmulos es estadísticamente indiscernible de la FME obtenida para el campo; así, los procesos del entorno que acurren en las regiones viriales y sus alrededores no han acrecentado o disminuido sustancialmente la masa en estrellas de la población de galaxias de los cúmulos.
 - La FMEc, como promedio de las FMEs de los cúmulos presenta un comportamiento errático, presentando una mella significativa en torno a $M_* = 10^{11.3} M_\odot$ respecto de la FME del campo.
- Con la estadística utilizada (16 cúmulos) y en el rango de masas estudiado $M_* > 10^{10} M_\odot$, obtenemos que los cúmulos de baja masa no presentan una FME apreciablemente diferente de la de los cúmulos de alta masa, lo que implica que:
- ni la función de distribución de masa de halos de galaxias varía en función de la masa del cúmulo es una función universal que no depende de la masa del halo del cúmulo al menos para la parte alta de la función y hasta la certidumbre dada por el tamaño de la muestra de cúmulos construida
 - ni los procesos determinados por el ambiente han actuado de forma cuantitativa o cualitativamente diferente entre cúmulos masivos y cúmulos de baja masa.
- Del estudio de la FME de las poblaciones de galaxias pasivas y galaxias con FEr hemos concluido:
- La pendiente α de la FME para galaxias con FEr es mayor que α de la FME conjunta y es claramente mayor a la de la FME de las galaxias pasivas. Ésta última llega a alcanzar valores negativos (i.e. pendiente ascendente):

$$\alpha(\text{FEr}) > \alpha(\text{total}) > \alpha(\text{pasivas})$$
 - La masa característica M^* de la FME conjunta y la de las galaxias pasivas es similar y mayor en 0.2 dex a la de FME de las galaxias con FEr

$$M^*(\text{FEr}) + 0.2 \approx M^*(\text{total}) \approx M^*(\text{pasivas}) \approx 10^{11} M_\odot$$
 - Las FME de galaxias con FEr y de las galaxias pasivas convergen en un punto de cruce en torno a $\sim 10^{9.8} M_\odot$.
- Algunos cúmulos de baja masa de la muestra presentan galaxias con luminosidades lo suficientemente alta como para que consideremos a partir de la FL en UV de la población de galaxias en cúmulos que:
- Los cúmulos de baja masa ($\sigma_{cl} < 500 \text{ km s}^{-1}$) presentan una mayor luminosidad UV promedio que los cúmulos de alta masa ($\sigma_{cl} > 500 \text{ km s}^{-1}$) (i.e. $L_{UV}^*(\text{baja masa}) > L_{UV}^*(\text{alta masa})$) a la vez que estos últimos presentan una FL en UV muy similar a la encontrada para el campo. Estos resultados se pueden interpretar como una mayor actividad de FE en los cúmulos de baja masa, si así fuere la inducción de esta alta FE se podrá deber a interacciones fuertes entre galaxias.

- Del estudio comparativo de las distribuciones del color NUV-r de la población de galaxias segregadas por luminosidad y por regiones dinámico-espaciales hemos obtenido los siguientes resultados:
 - Las galaxias AL, más luminosas que $M_r = -20$, no presentan una distribución de NUV-r estadísticamente diferenciable en las tres regiones en la que hemos dividido el ambiente de las galaxias; región virial, región de caída y campo.
 - Las galaxias LI en el rango de luminosidad $-20 < M_r < -19$ no presentan similitud estadística en la distribución de NUV-r entre la región virial y las regiones de caída y campo, que entre sí muestran una gran similitud en sus distribuciones.
 - Las galaxias BL con $-19 < M_r < -18.1$ (el rango de menor luminosidad y justo por arriba del límite que tradicionalmente se ha utilizado para discriminar entre galaxias gigantes y enanas) presenta un comportamiento de estadísticamente clara y continua diferenciación de las distribuciones de NUV-r desde la región virial al campo, tendencia a lo largo de la cual el máximo de estas galaxias en torno a $NUV-r \sim 2$ que se encuentra en el campo disminuye hasta desaparecer en la región virial.

Atendiendo a el color NUV-r, la luminosidad en la banda-r y la regiones dinámico-espaciales como las variables utilizadas para caracterizar a las galaxias hemos propuesto la siguientes conclusiones:

- Cualquiera que sea el mecanismo que pueda afectar ambientalmente a las galaxias $M_r < -20$, si es que lo hace, debiere ser un mecanismo de corta duración $\tau \lesssim 10^8$ años e.g. despojamiento del gas.
 - Las galaxias de $-20 < M_r < -19$ parecen estar afectadas por un mecanismo de larga duración $\tau \gtrsim 10^8$ años en la región virial. El mecanismo más indicado que afecte a las galaxias de $-19 < M_r < -20$ en la región virial apunta a la *starvation* vía interacción de marea con el halo de materia oscura del cúmulo.
 - Las galaxias de $-19 < M_r < -18.1$ que muestran una clara diferencia poblacional respecto de la galaxias aisladas (i.e. el campo) ya en la región de caída apuntan más a estar afectadas por el denominado acoso galáctico o también la *starvation*, esta vez, a través de la interacción con el gas intracumular.
- El estudio de la relación SSFR- M_r en las diferentes regiones dinámico-espaciales explora de forma cuantitativa el efecto del ambiente en la FE.
 - La tendencia general SSFR- M_* es la observada en anteriores estudios (e.g. Brinchmann et al. (2004)), en este estudio; desde $(M_r, \log SSFR) \sim (-22.5, -10.5)$ hasta $(M_r, \log SSFR) \sim (-18, -9.5)$, barriendo todo el rango de valores de SSFR hacia baja luminosidad pero concentrando en torno a $\log SSFR \sim -10.5$ para alta luminosidad.

- Por comparación con la tendencia del campo; la región de caída presenta una tendencia paralela a la del campo deprimida en un $\sim 3.8 \pm 3.8\%$, mientras que la región virial presentan en el rango $-21.5 < M_r < -18.5$ una tendencia igualmente paralela disminuida en un $\sim 24.8 \pm 3.6\%$. El cociente virial/campo de la relación SSFR- M_* presenta una depresión estadísticamente significativa ($\gtrsim 3\sigma$) en el intervalo $\langle M_r \rangle = -18.25$.

La relación SSFR- M_* de la población de galaxias sin discriminar la regiones dinámico-espaciales (vista la similitud entre la regiones) esta bien descrita por una relación lineal desde $M_r = -21.5$ hasta $M_r > -18$, donde se aparta de una forma estadísticamente significativa. Este cambio de tendencia se podría deber a un cambio de modo o régimen de FE asociado a la transición desde galaxias (con FEr) gigantes hasta galaxias (con FEr) enanas.

- El comportamiento observado de la fracción de galaxias con FEr f_{FEr} con respecto a la σ_{cl} se puede resumir en dos puntos:
 - Los cúmulos en la muestra estudiada más allá de $\sigma_{cl} = 550 \text{ km s}^{-1}$ parecen presentar una f_b independiente de la σ_{cl} y de aproximadamente el 25%, excepto por el cúmulo WBL 205 compuesto por dos subgrupos claramente segregados en velocidad (ver panel 2.4). Otros autores encuentran este comportamiento para los cúmulos masivos e.g Popesso & Biviano (2006); Finn et al. (2008)
 - Por debajo de $\sigma_{cl} = 550 \text{ km s}^{-1}$ los cúmulos muestran un comportamiento muy disperso debido, al menos en parte, a su pobre estadística en galaxias.

Apéndice A

Completitud en el diagrama SSFR vs. M_* de una muestra seleccionada en la banda-r'

Con el fin de estudiar el comportamiento de una población de galaxias en un diagrama SSFR- M_* , debemos conocer la completitud en el seno de este diagrama de una muestra seleccionada en la banda-r'. Puesto que el cómputo de la M_* contaba con las siete bandas en el rango óptico de Sloan e incluía tres bandas del NIR procedentes del mapeado 2MASS, la estimación de la masa estelar es suficientemente fiable (Bell et al. 2003; de Jong 1996b). Además, la muestra no está restringida en colores ópticos por lo que no existe sesgo alguno en la relación masa-a-luminosidad (ver gráfica 6.1), así para cada luminosidad en la banda-r' existe todo el rango de masa en estrellas que puede tener una población de galaxias típica. La muestra de galaxias en cúmulos también incluye la banda NUV de GALEX para todas las galaxias con FER¹. Si asumimos los colores vUV-óptico y vUV-NIR como magnitudes escalables a la SSFR₈ (Martin et al. 2007) no existe restricción a priori en la SSFR₈ más que la propia de una población de galaxias seleccionadas en la banda-r'.

Lo que sí existe es una tendencia, con cierta dispersión, con la luminosidad en la banda-r' y el color (NUV-r) de estas dos variables, M_* y SSFR₈, respectivamente. Pero la propia dispersión de la relación no permite tomar una relación única para computar desde un límite de completitud de $r' \sim 17.7$ cuál es la frontera de completitud correspondiente en el diagrama SSFR₈- M_* . Así hemos decidido, observar como evoluciona la distribución de la muestra de galaxias segregada por magnitud absoluta r' , $M_{r'}$. El resultado se muestra en la figura A.1. El mapa de densidad está construido con un ancho de intervalo de $\Delta M_* \times \Delta \text{SSFR}$ con $\Delta = k\sigma/n^{1/5}$ (Turlach 1993; Silverman 1986) siendo σ y n la desviación estándar la respectiva variable y el número de las galaxias en ese rango de magnitud. Hemos fijado $k=5$ arbitrariamente para mejor apariencia de las curvas. Dentro de cada intervalo de magnitud solo cuentan aquellos cúmulos cuyo límite de completitud es mayor (menor en luminosidad) que el límite superior (inferior en

¹La completitud del GALEX AIS es de NUV ~ 22 , por lo que solo las galaxias más débiles y solo a partir de NUV-r $\gtrsim 4$ (galaxias rojas) no incluyen información de esta banda.

luminosidad) del intervalo. Los diferentes cortes en densidad (normalizado al máximo de densidad, normalizado al número de objetos en cada intervalo y fijado a densidad ~ 1 cuenta dentro de cada intervalo $\Delta M_* \times \Delta \text{SSFR}$) responden a la búsqueda de la posible dependencia de la distribución de las galaxias en el plano SSFR- M_* asumiendo diferentes suposiciones. Como se observa, aún con ligeras variaciones de la forma de las distribución dentro de cada intervalo de magnitud, se conserva tanto la tendencia con la magnitud como la distinguibilidad de las distribuciones entre diferentes intervalos de magnitud.

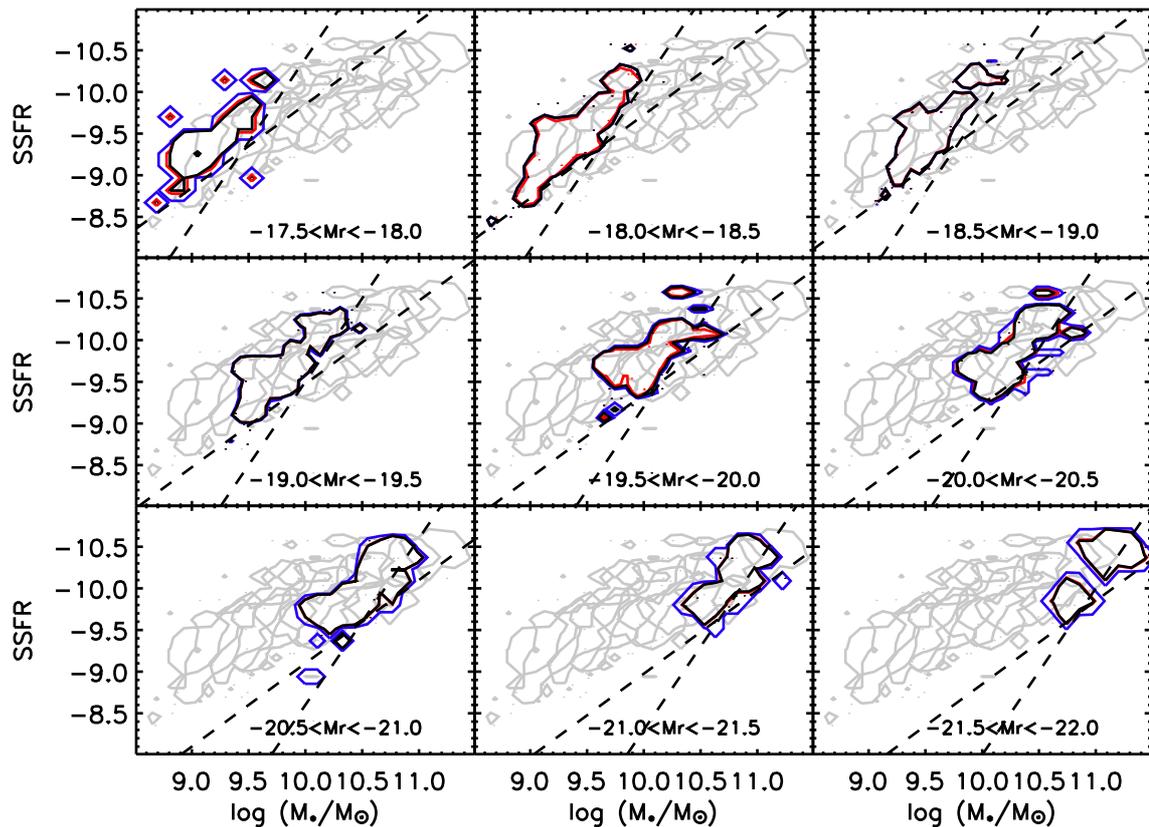


Figura A.1: Mapas de densidad en el diagrama SSFR vs. M_* para diferentes rangos de M_r . Los diferentes recuadros van de arriba a abajo y de izquierda a derecha, de menor a mayor luminosidad (mayor a menor magnitud absoluta, indicada en la parte baja de cada recuadro). La curvas cerradas resaltadas en azul, negro y rojo en cada recuadro representa el límite (entendido como el primer isocontorno de la densidad de galaxias) de la región donde se sitúan las galaxias del intervalo de magnitud correspondiente. La curva roja es el límite para el primero de quince niveles normalizados al máximo de densidad. La curva azul corresponde al caso de normalización al número de galaxias en cada intervalo de magnitud. La curva negra esta fijada a una densidad $\sim 1/(\Delta M_* \times \Delta \text{SSFR})$. La maraña de curvas grises representan el conjunto de límites de las regiones donde se distribuye cada rango de magnitud. Las dos líneas diagonales discontinuas en cada recuadro representan el límite de completitud de cada distribución.

En una primera inspección de la gráfica se puede observar la tendencia desde; las galaxias más luminosas (abajo a la derecha) con una distribución de masa en estrellas

desplazada hacia los valores más altos esperados para galaxias azules $M_* \lesssim 10^{12} M_\odot$, hasta las primeras (=de mayor masa en estrellas) enanas azules (arriba a la izquierda) con masas típicas de $M_* \lesssim 10^{9.5} M_\odot$. También existe una tendencia con M_r para la SSFR que va; desde las galaxias más luminosas y más masivas con los valores mínimos de SSFR de la distribución para galaxias con FEr, hasta las galaxias menos luminosas y menos masivas que llegan a alcanzar valores de $SSFR^{-1} \sim 10^{8.5}$, esto es, asumiendo la FE del νUV^2 estas galaxias han ensamblado toda su masa estelar en los últimos ~ 300 Myr.

Hemos optado por determinar la completitud en el diagrama SSFR- M_* como función de la M_r límite en la siguiente forma:

- Hemos considerado suficiente dos rectas (o una sola recta por encima de cierta magnitud) en el plano SSFR- M_* para trazar el borde derecho de la distribución.
- Hemos variado linealmente con M_r los parámetros de las dos rectas cuidando que trazarán en la forma más certera posible el conjunto de las fronteras a la derecha de la distribuciones a lo largo de toda la secuencia.
- La relación lineal entre los parámetros del conjunto de rectas y M_r que hemos obtenido será utilizada para determinar la completitud en SSFR- M_* como función del límite de completitud en M_r .

El resultado de este procedimiento se resume en:

Límite para baja masa: $SSFR = -M_* - 0.25M_r - 4.4125$ (1)

Límite para alta masa: $SSFR = -2M_* - 0.60M_r - 1.3500$ (2)

con el punto de cruce en $M_* = -0.35M_r + 3.0625$

y solo se tiene en cuenta unicamente el límite para alta masa para $M_r < -19.25$.

²Se denomina FE actual a aquella deducida de la emisión en H α correspondiente a los últimos 10^{6-7} años y de menor tiempo retrospectivo que se obtiene observacionalmente. Para el caso de la emisión νUV se suele asumir como la FE promedio de los últimos $\sim 10^8$ años

Bibliografía

- Abadi, M. G., Moore, B., & Bower, R. G. 1999, MNRAS, 308, 947
- Abell, G. O. 1958, ApJS, 3, 211
- Abell, G. O. 1965, ARA&A, 3, 1
- Abell, G. O. 1975, Clusters of Galaxies (the University of Chicago Press), 601–+
- Abraham, R. G., Smecker-Hane, T. A., Hutchings, J. B., et al. 1996, ApJ, 471, 694
- Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al. 2008, ApJS, 175, 297
- Andreon, S. 1998, in Untangling Coma Berenices: A New Vision of an Old Cluster, ed. A. Mazure, F. Casoli, F. Durret, & D. Gerbal, 99–+
- Andreon, S. 2010, MNRAS, 407, 263
- Andreon, S. & Ettori, S. 1999, ApJ, 516, 647
- Andreon, S., Quintana, H., Tajer, M., Galaz, G., & Surdej, J. 2006, MNRAS, 365, 915
- Antonucci, R. 1993, ARA&A, 31, 473
- Arimoto, N. & Yoshii, Y. 1987, A&A, 173, 23
- Arnouts, S., Schiminovich, D., Ilbert, O., et al. 2005, ApJL, 619, L43
- Avni, Y. 1976, ApJ, 210, 642
- Bahcall, N. A. 1977, ARA&A, 15, 505
- Baldry, I. K., Glazebrook, K., Brinkmann, J., et al. 2004, ApJ, 600, 681
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5
- Balogh, M., Eke, V., Miller, C., et al. 2004, MNRAS, 348, 1355
- Balogh, M. L., Morris, S. L., Yee, H. K. C., Carlberg, R. G., & Ellingson, E. 1997, ApJL, 488, L75+
- Balogh, M. L., Navarro, J. F., & Morris, S. L. 2000, ApJ, 540, 113

- Barteldrees, A. & Dettmar, R. 1994, *A&AS*, 103, 475
- Bauer, A. E., Drory, N., Hill, G. J., & Feulner, G. 2005, *ApJL*, 621, L89
- Bautz, L. P. & Morgan, W. W. 1970, *ApJL*, 162, L149+
- Beers, T. C. 1990, *AJ*, 99, 323
- Beers, T. C., Kriessler, J. R., Bird, C. M., & Huchra, J. P. 1995, *AJ*, 109, 874
- Bekki, K. & Couch, W. J. 2003, *ApJL*, 596, L13
- Bekki, K., Couch, W. J., & Shioya, Y. 2002, *ApJ*, 577, 651
- Bell, E. F., McIntosh, D. H., Katz, N., & Weinberg, M. D. 2003, *ApJS*, 149, 289
- Berta, Z. K., Jimenez, R., Heavens, A. F., & Panter, B. 2008, *MNRAS*, 391, 197
- Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., & Nasi, E. 1994, *A&AS*, 106, 275
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Binney, J. & Tremaine, S. 1987, *Galactic dynamics* (Princeton University Press)
- Biviano, A., Katgert, P., Mazure, A., et al. 1997, *A&A*, 321, 84
- Blanton, M. R., Hogg, D. W., Bahcall, N. A., et al. 2003, *ApJ*, 594, 186
- Blanton, M. R., Schlegel, D. J., Strauss, M. A., et al. 2005, *AJ*, 129, 2562
- Blitz, L. & Shu, F. H. 1980, *ApJ*, 238, 148
- Boissier, S. & Prantzos, N. 1999, *MNRAS*, 307, 857
- Bolzonella, M., Kovac, K., Pozzetti, L., et al. 2009, *ArXiv e-prints*
- Boselli, A. & Gavazzi, G. 2006, *PASP*, 118, 517
- Boselli, A., Lequeux, J., & Gavazzi, G. 2002, *ApS&S*, 281, 127
- Bower, R. G., Lucey, J. R., & Ellis, R. S. 1992, *MNRAS*, 254, 601
- Bressan, A., Chiosi, C., & Fagotto, F. 1994, *ApJS*, 94, 63
- Bressan, A., Granato, G. L., & Silva, L. 1998, *A&A*, 332, 135
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2004, *MNRAS*, 351, 1151
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- Butcher, H. & Oemler, Jr., A. 1984, *ApJ*, 285, 426
- Byrd, G. & Valtonen, M. 1990, *ApJ*, 350, 89

- Calzetti, D., Kennicutt, Jr., R. C., Bianchi, L., et al. 2005, *ApJ*, 633, 871
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Charlot, S. & Fall, S. M. 2000, *ApJ*, 539, 718
- Chary, R. & Elbaz, D. 2001, *ApJ*, 556, 562
- Cole, S., Norberg, P., Baugh, C. M., et al. 2001, *MNRAS*, 326, 255
- Cooper, M. C., Newman, J. A., Coil, A. L., et al. 2007, *MNRAS*, 376, 1445
- Cooper, M. C., Newman, J. A., Weiner, B. J., et al. 2008, *MNRAS*, 383, 1058
- Cortese, L., Boselli, A., Gavazzi, G., et al. 2005, *ApJL*, 623, L17
- Cortese, L., Gavazzi, G., & Boselli, A. 2008, *MNRAS*, 390, 1282
- Cortese, L., Gavazzi, G., Boselli, A., Iglesias-Paramo, J., & Carrasco, L. 2004, *A&A*, 425, 429
- Courtes, G., Viton, M., Deharveng, J. M., et al. 1981, *Advances in Space Research*, 1, 81
- Cowie, L. L. & Songaila, A. 1977, *Nature*, 266, 501
- Cox, A. N., ed. 2000, *Allen's astrophysical quantities* (AIP-Press)
- Cuesta, A. J., Prada, F., Klypin, A., & Moles, M. 2008, *MNRAS*, 389, 385
- Dale, D. A., Helou, G., Contursi, A., Silbermann, N. A., & Kolhatkar, S. 2001, *ApJ*, 549, 215
- de Jong, R. S. 1996a, *A&A*, 313, 45
- de Jong, R. S. 1996b, *A&A*, 313, 377
- De Lucia, G., Poggianti, B. M., Halliday, C., et al. 2009, *MNRAS*, 400, 68
- De Propris, R., Colless, M., Peacock, J. A., et al. 2004, *MNRAS*, 351, 125
- Desai, V., Dalcanton, J. J., Aragón-Salamanca, A., et al. 2007, *ApJ*, 660, 1151
- Devriendt, J. E. G., Guiderdoni, B., & Sadat, R. 1999, *A&A*, 350, 381
- Diaferio, A., Kauffmann, G., Balogh, M. L., et al. 2001, *MNRAS*, 323, 999
- Dopita, M. A., Groves, B. A., Fischera, J., et al. 2005, *ApJ*, 619, 755
- Draine, B. T. & Lee, H. M. 1984, *ApJ*, 285, 89
- Dressler, A. 1980, *ApJ*, 236, 351

- Dressler, A. & Gunn, J. E. 1983, *ApJ*, 270, 7
- Dressler, A., Oemler, Jr., A., Couch, W. J., et al. 1997, *ApJ*, 490, 577
- Dressler, A., Oemler, Jr., A., Poggianti, B. M., et al. 2004, *ApJ*, 617, 867
- Dressler, A., Smail, I., Poggianti, B. M., et al. 1999, *ApJS*, 122, 51
- Elbaz, D., Daddi, E., Le Borgne, D., et al. 2007, *A&A*, 468, 33
- Ellingson, E., Lin, H., Yee, H. K. C., & Carlberg, R. G. 2001, *ApJ*, 547, 609
- Elmegreen, B. G. 2002, *ApS&S*, 281, 83
- Evrard, A. E. 1991, *MNRAS*, 248, 8P
- Faber, S. M. 1973, *ApJ*, 179, 731
- Fabricant, D. G., McClintock, J. E., & Bautz, M. W. 1991, *ApJ*, 381, 33
- Fairley, B. W., Jones, L. R., Wake, D. A., et al. 2002, *MNRAS*, 330, 755
- Fanti, C., Fanti, R., Ficarra, A., & Padrielli, L. 1974, *A&AS*, 18, 147
- Fasano, G., Poggianti, B. M., Couch, W. J., et al. 2000, *ApJ*, 542, 673
- Finlator, K., Ivezić, Ž., Fan, X., et al. 2000, *AJ*, 120, 2615
- Finn, R. A., Balogh, M. L., Zaritsky, D., Miller, C. J., & Nichol, R. C. 2008, *ApJ*, 679, 279
- Finn, R. A., Zaritsky, D., McCarthy, Jr., D. W., et al. 2005, *ApJ*, 630, 206
- Fioc, M. & Rocca-Volmerange, B. 1997, *A&A*, 326, 950
- Fujita, Y. 1998, *ApJ*, 509, 587
- Fujita, Y. 2001, *ApJ*, 550, 612
- Fujita, Y. 2004, *PASJ*, 56, 29
- Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., et al. 1996, *AJ*, 111, 1748
- Ghigna, S., Moore, B., Governato, F., et al. 1998, *MNRAS*, 300, 146
- Gladders, M. D. & Yee, H. K. C. 2000, *AJ*, 120, 2148
- Gladders, M. D. & Yee, H. K. C. 2005, *ApJS*, 157, 1
- Gómez, P. L., Nichol, R. C., Miller, C. J., et al. 2003, *ApJ*, 584, 210
- Gonzalez, A. H., Zaritsky, D., Dalcanton, J. J., & Nelson, A. 2001, *ApJS*, 137, 117

- Goto, T., Okamura, S., Yagi, M., et al. 2003a, PASJ, 55, 739
- Goto, T., Yamauchi, C., Fujita, Y., et al. 2003b, MNRAS, 346, 601
- Granato, G. L. & Danese, L. 1994, MNRAS, 268, 235
- Gray, M. E., Wolf, C., Meisenheimer, K., et al. 2004, MNRAS, 347, L73
- Grebel, E. K. 2001, Astrophysics and Space Science Supplement, 277, 231
- Gunn, J. E. & Gott, III, J. R. 1972, ApJ, 176, 1
- Gursky, H. & Schwartz, D. A. 1977, ARA&A, 15, 541
- Haines, C. P., Gargiulo, A., La Barbera, F., et al. 2007, MNRAS, 381, 7
- Haines, C. P., Gargiulo, A., & Merluzzi, P. 2008, MNRAS, 385, 1201
- Hamilton, A. J. S. & Tegmark, M. 2004, MNRAS, 349, 115
- Harutyunian, H. A. 2008, Astrophysics, 51, 141
- Heckman, T. M. 2005, in Astrophysics and Space Science Library, Vol. 329, Starbursts: From 30 Doradus to Lyman Break Galaxies, ed. R. de Grijs & R. M. González Delgado, 3–+
- Henry, J. P. & Arnaud, K. A. 1991, ApJ, 372, 410
- Hernquist, L. & Barnes, J. E. 1991, Nature, 354, 210
- Hubble, E. & Humason, M. L. 1931, ApJ, 74, 43
- Iglesias-Páramo, J., Buat, V., Hernández-Fernández, J., et al. 2007, ApJ, 670, 279
- Iglesias-Páramo, J., Buat, V., Takeuchi, T. T., et al. 2006, ApJS, 164, 38
- Jarrett, T. H., Chester, T., Cutri, R., et al. 2000, AJ, 119, 2498
- Jerjen, H. & Tammann, G. A. 1997, A&A, 321, 713
- Johnstone, R. M., Allen, S. W., Fabian, A. C., & Sanders, J. S. 2002, MNRAS, 336, 299
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., et al. 2003a, MNRAS, 346, 1055
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., et al. 2003b, MNRAS, 341, 33
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., et al. 2003c, MNRAS, 341, 54
- Kauffmann, G., White, S. D. M., Heckman, T. M., et al. 2004, MNRAS, 353, 713
- Kaviraj, S., Kirkby, L. A., Silk, J., & Sarzi, M. 2007a, MNRAS, 382, 960
- Kaviraj, S., Rey, S., Rich, R. M., Yoon, S., & Yi, S. K. 2007b, MNRAS, 381, L74

- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kennicutt, Jr., R. C., Roettiger, K. A., Keel, W. C., van der Hulst, J. M., & Hummel, E. 1987, *AJ*, 93, 1011
- Kewley, L. J., Jansen, R. A., & Geller, M. J. 2005, *PASP*, 117, 227
- Kitzbichler, M. G. & White, S. D. M. 2007, *MNRAS*, 376, 2
- Kodama, T. & Bower, R. G. 2001, *MNRAS*, 321, 18
- Kodama, T., Smail, I., Nakata, F., Okamura, S., & Bower, R. G. 2001, *ApJL*, 562, L9
- Kong, X., Charlot, S., Brinchmann, J., & Fall, S. M. 2004, *MNRAS*, 349, 769
- Koopmann, R. A. & Kenney, J. D. P. 2004, *ApJ*, 613, 866
- Lacey, C. & Cole, S. 1993, *MNRAS*, 262, 627
- Larson, R. B. & Tinsley, B. M. 1978, *ApJ*, 219, 46
- Larson, R. B., Tinsley, B. M., & Caldwell, C. N. 1980, *ApJ*, 237, 692
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D., et al. 1999, *ApJS*, 123, 3
- Lewis, I., Balogh, M., De Propris, R., et al. 2002, *MNRAS*, 334, 673
- Lilly, S. J., Le Fevre, O., Hammer, F., & Crampton, D. 1996, *ApJL*, 460, L1+
- Lupton, R., Gunn, J. E., Ivezić, Z., Knapp, G. R., & Kent, S. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 238, *Astronomical Data Analysis Software and Systems X*, ed. F. R. Harnden Jr., F. A. Primini, & H. E. Payne, 269–+
- Lupton, R. 2005, <http://www.sdss.org/DR6/algorithms/sdssUBVRITransform.html#Rodgers2005>
- Madau, P., Ferguson, H. C., Dickinson, M. E., et al. 1996, *MNRAS*, 283, 1388
- Madau, P., Pozzetti, L., & Dickinson, M. 1998, *ApJ*, 498, 106
- Mahdavi, A., Böhringer, H., Geller, M. J., & Ramella, M. 2000, *ApJ*, 534, 114
- Mahdavi, A. & Geller, M. J. 2001, *ApJL*, 554, L129
- Mahdavi, A. & Geller, M. J. 2004, *ApJ*, 607, 202
- Margoniner, V. E., de Carvalho, R. R., Gal, R. R., & Djorgovski, S. G. 2001, *ApJL*, 548, L143
- Martin, D. C., Fanson, J., Schiminovich, D., et al. 2005, *ApJL*, 619, L1
- Martin, D. C., Small, T., Schiminovich, D., et al. 2007, *ApJS*, 173, 415

- Martínez, H. J., Zandivarez, A., Domínguez, M., Merchán, M. E., & Lambas, D. G. 2002, *MNRAS*, 333, L31
- Mathews, W. G. & Baker, J. C. 1971, *ApJ*, 170, 241
- Merluzzi, P., Mercurio, A., Haines, C. P., et al. 2010, *MNRAS*, 402, 753
- Merritt, D. 1983, *ApJ*, 264, 24
- Merritt, D. 1984, *ApJ*, 276, 26
- Mihos, J. C. 2004, *Clusters of Galaxies: Probes of Cosmological Structure and Galaxy Evolution*, 277
- Mihos, J. C. & Hernquist, L. 1994, *ApJL*, 431, L9
- Mihos, J. C. & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 464, 641
- Miller, C. J., Nichol, R. C., Gómez, P. L., Hopkins, A. M., & Bernardi, M. 2003, *ApJ*, 597, 142
- Miller, C. J., Nichol, R. C., Reichart, D., et al. 2005, *AJ*, 130, 968
- Milliard, B., Laget, M., & Donas, J. 1992, *IAU Commission on Instruments*, 2, 49
- Mobasher, B., Colless, M., Carter, D., et al. 2003, *ApJ*, 587, 605
- Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., & Oemler, A. 1996, *Nature*, 379, 613
- Moore, B., Lake, G., & Katz, N. 1998, *ApJ*, 495, 139
- Moore, B., Lake, G., Quinn, T., & Stadel, J. 1999, *MNRAS*, 304, 465
- Moran, S. M., Ellis, R. S., & Treu, T. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 399, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, ed. T. Kodama, T. Yamada, & K. Aoki, 344–+
- Morrissey, P., Conrow, T., Barlow, T. A., et al. 2007, *ApJS*, 173, 682
- Moshir, M., Copan, G., Conrow, T., et al. 1993, *VizieR Online Data Catalog*, 2156, 0
- Muñoz Marín, V. M., González Delgado, R. M., Schmitt, H. R., et al. 2007, *AJ*, 134, 648
- Natarajan, P., Kneib, J., Smail, I., & Ellis, R. S. 1998, *ApJ*, 499, 600
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1997, *ApJ*, 490, 493
- Neugebauer, G., Habing, H. J., van Duinen, R., et al. 1984, *ApJL*, 278, L1
- Nulsen, P. E. J. 1982, *MNRAS*, 198, 1007

- Obrić, M., Ivezić, Ž., Best, P. N., et al. 2006, *MNRAS*, 370, 1677
- Oemler, Jr., A. 1974, *ApJ*, 194, 1
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei* (Mill Valley, Calif. : University Science Books, ©1989.)
- Panuzzo, P., Granato, G. L., Buat, V., et al. 2007, *MNRAS*, 375, 640
- Piovan, L., Tantaló, R., & Chiosi, C. 2006, *MNRAS*, 370, 1454
- Poggianti, B. M. 2006, in *The Many Scales in the Universe: JENAM 2004 Astrophysics Reviews*, ed. J. C. Del Toro Iniesta, E. J. Alfaro, J. G. Gorgas, E. Salvador-Sole, & H. Butcher, 71–+
- Poggianti, B. M., Bridges, T. J., Komiyama, Y., et al. 2004, *ApJ*, 601, 197
- Poggianti, B. M., Smail, I., Dressler, A., et al. 1999, *ApJ*, 518, 576
- Poggianti, B. M., von der Linden, A., De Lucia, G., et al. 2006, *ApJ*, 642, 188
- Popescu, C. C., Misiriotis, A., Kyllafis, N. D., Tuffs, R. J., & Fischera, J. 2000, *A&A*, 362, 138
- Popesso, P. & Biviano, A. 2006, *A&A*, 460, L23
- Popesso, P., Biviano, A., Romaniello, M., & Böhringer, H. 2007, *A&A*, 461, 411
- Popesso, P., Böhringer, H., Brinkmann, J., Voges, W., & York, D. G. 2004, *A&A*, 423, 449
- Postman, M., Franx, M., Cross, N. J. G., et al. 2005, *ApJ*, 623, 721
- Postman, M. & Geller, M. J. 1984, *ApJ*, 281, 95
- Pozzetti, L., Bolzonella, M., Zucca, E., et al. 2009, *ArXiv e-prints*
- Press, W. H., Flannery, B. P., & Teukolsky, S. A. 1986, *Numerical recipes. The art of scientific computing* (Press Syndicate of the University of Cambridge)
- Quilis, V., Moore, B., & Bower, R. 2000, *Science*, 288, 1617
- Ramella, M., Pisani, A., & Geller, M. J. 1997, *AJ*, 113, 483
- Ramirez, A. C. & de Souza, R. E. 1998, *ApJ*, 496, 693
- Richstone, D. O. 1976, *ApJ*, 204, 642
- Rines, K., Geller, M. J., Kurtz, M. J., & Diaferio, A. 2003, *AJ*, 126, 2152
- Rines, K., Geller, M. J., Kurtz, M. J., & Diaferio, A. 2005a, *AJ*, 130, 1482

- Rines, K., Geller, M. J., Kurtz, M. J., & Diaferio, A. 2005b, *AJ*, 130, 1482
- Rood, H. J. & Sastry, G. N. 1971, *PASP*, 83, 313
- Rosolowsky, E., Keto, E., Matsushita, S., & Willner, S. P. 2007, *ApJ*, 661, 830
- Rothschild, R., Boldt, E., Holt, S., et al. 1979, *Space Science Instrumentation*, 4, 269
- Rowan-Robinson, M., Lari, C., Perez-Fournon, I., et al. 2004, *MNRAS*, 351, 1290
- Saintonge, A., Tran, K., & Holden, B. P. 2008, *ApJL*, 685, L113
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Samland, M. & Hensler, G. 1996, in *IAU Symposium, Vol. 171, New Light on Galaxy Evolution*, ed. R. Bender & R. L. Davies, 23–+
- Sánchez-Janssen, R., Aguerri, J. A. L., & Muñoz-Tuñón, C. 2008, *ApJL*, 679, L77
- Sandage, A. 1986, *A&A*, 161, 89
- Sandage, A. & Binggeli, B. 1984, *AJ*, 89, 919
- Saunders, W., Sutherland, W. J., Maddox, S. J., et al. 2000, *MNRAS*, 317, 55
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, *A&AS*, 96, 269
- Schechter, P. 1976, *ApJ*, 203, 297
- Schiminovich, D., Ilbert, O., Arnouts, S., et al. 2005, *ApJL*, 619, L47
- Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
- Sérsic, J. L. 1963, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 6, 41
- Silva, L. 1999, PhD thesis, SISSA - Trieste (Italy)
- Silva, L., Granato, G. L., Bressan, A., & Danese, L. 1998, *ApJ*, 509, 103
- Silverman, B. W. 1986, *Density estimation for statistics and data analysis* (Chapman & Hall/CRC)
- Smail, I., Edge, A. C., Ellis, R. S., & Blandford, R. D. 1998, *MNRAS*, 293, 124
- Solanes, J. M., Manrique, A., García-Gómez, C., et al. 2001, *ApJ*, 548, 97
- Springel, V., Di Matteo, T., & Hernquist, L. 2005, *ApJL*, 620, L79
- Stetson, P. 2010, <http://www3.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/community/STETSON/index.html>

- Strateva, I., Ivezić, Ž., Knapp, G. R., et al. 2001, *AJ*, 122, 1861
- Strauss, M. A., Weinberg, D. H., Lupton, R. H., et al. 2002, *AJ*, 124, 1810
- Struble, M. F. & Rood, H. J. 1982, *AJ*, 87, 7
- Tanaka, M., Goto, T., Okamura, S., Shimasaku, K., & Brinkmann, J. 2004, *AJ*, 128, 2677
- Tantalo, R., Chiosi, C., Bressan, A., & Fagotto, F. 1996, *A&A*, 311, 361
- Thuan, T. X. & Martin, G. E. 1981, *ApJ*, 247, 823
- Tinsley, B. M. 1978, *ApJ*, 222, 14
- Tinsley, B. M. 1980, *ApJ*, 241, 41
- Toniazzo, T. & Schindler, S. 2001, *MNRAS*, 325, 509
- Toomre, A. & Toomre, J. 1972, *ApJ*, 178, 623
- Treu, T., Ellis, R. S., Kneib, J., et al. 2003, *ApJ*, 591, 53
- Truemper, J. 1982, *Advances in Space Research*, 2, 241
- Turlach, B. A. 1993, in *CORE and Institut de Statistique*
- Urry, C. M. & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803
- Wang, Q. D. & Ulmer, M. P. 1997, *MNRAS*, 292, 920
- White, R. A., Bliton, M., Bhavsar, S. P., et al. 1999, *AJ*, 118, 2014
- White, S. D. M., Clowe, D. I., Simard, L., et al. 2005, *A&A*, 444, 365
- Whitmore, B. C., Gilmore, D. M., & Jones, C. 1993, *ApJ*, 407, 489
- Wilman, D. J., Balogh, M. L., Bower, R. G., et al. 2005, *MNRAS*, 358, 71
- Wu, X., Xue, Y., & Fang, L. 1999, *ApJ*, 524, 22
- Wyder, T. K., Martin, D. C., Schiminovich, D., et al. 2007, *ApJS*, 173, 293
- Wyder, T. K., Treyer, M. A., Milliard, B., et al. 2005, *ApJL*, 619, L15
- Yi, S. K. 2003, *ApJ*, 582, 202
- Yoachim, P. & Dalcanton, J. J. 2006, *AJ*, 131, 226
- Zabludoff, A. I. & Mulchaey, J. S. 1998, *ApJ*, 496, 39
- Zwicky, F. 1937, *ApJ*, 86, 217

Zwicky, F. 1957, *Morphological astronomy* (Springer-Verlag)

Zwicky, F., Herzog, E., & Wild, P. 1961, *Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies*, Vol. I (California Institute of Technology)

Zwicky, F., Herzog, E., & Wild, P. 1968, *Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies* (California Institute of Technology)