

Curso 2006/07
CIENCIAS Y TECNOLOGÍAS/12
I.S.B.N.: 978-84-7756-754-7

NIEVES D. CASTRO RODRÍGUEZ

Luz difusa en cúmulos y grupos de galaxias

Directores

**J. ALFONSO LÓPEZ AGUERRI
FRANCISCO GARZÓN LÓPEZ**



SOPORTES AUDIOVISUALES E INFORMÁTICOS
Serie Tesis Doctorales

Agradecimientos

En primer lugar quiero agradecer al Instituto de Astrofísica de Canarias la oportunidad que me han dado para realizar este trabajo y poder así realizar mi sueño de entrar en este mundo de la astrofísica.

Quiero agradecer además a mis directores de tesis, Alfonso y Paco por toda su ayuda a lo largo de estos años de trabajo, tanto aquí como en Suiza y sobretodo por su apoyo como personas más que como jefes.

Agradecer su ayuda a la gente con la que he colaborado fuera del IAC: Ortwin Gerhard y Magda Arnaboldi en Suiza y Eduardo Battaner en Granada, que siempre me ha recibido con gran cariño. También a Evencio Mediavilla por sus consejos a la hora de redactar esta memoria.

Durante todos estos años de trabajo, tanto en el IAC como en Suiza, he tenido la oportunidad de conocer a gente extraordinaria que me ha ayudado mucho, tanto en el terreno profesional como en el personal. Me da miedo poner nombres porque puedo olvidar alguno, pero quisiera agradecerle a todos mis amigos durante estos años el haber estado ahí, tanto en las malos momentos como en los buenos. Gracias a Laura Ventura que estuvo conmigo al principio de esta epopeya de buscar beca para comenzar la tesis; a Carmen Padilla; Rosa Domínguez; Mary Díaz; Ana Monreal, Antonio Cabrera; Carolina Domínguez; Carlos López; Valeria Buenrostro; Breezy Ocaña; Kerttu Viironen; Silvia Fernández; Alejandro García; Alejandra Martín; Belén Vicente; Anselmo Sosa; Toñi Varela; Casiana Muñoz; Luis Martínez (por esas charlas en los desayunos de la cafetería); Laura Calero; Antonio Jiménez; a toda la gente del SIC (Carlos, Elito, Isabel, Joaquin, etc); Aníbal García; Aurora Ullán; Carlos Gutiérrez; Chema Rodríguez; Corrado Giammanco; John Beckman; Pablo Santos; David Cristobal; Santiago Vargas; Ernesto Rodríguez; Fabiola Martín; Leonel Gutiérrez; Maurizio Panniello; Miguel Santander; Miriam García; Nayra Rodríguez; Nina Dobrincic; Niranján Sambhus y Asmita (por su amistad en Suiza); a todos mis amigos de la zona de ingeniería del IAC (Fernando, Andrés; Elvio, Enrique, René, Guillermo, Juanlu, etc). Seguro que me olvido de alguien, porque ha sido mucha gente la que ha estado ahí durante estos años, pero se lo agradezco de igual manera. ¡Gracias a todos!

Quiero darle también las gracias especialmente a Martín López Corredoira, que con él comencé en Suiza esta aventura de la tesis y siempre me ha apoyado para que siga adelante. A mi familia, a mi hermano Norberto que ha seguido mis pasos en este mundo de la astrofísica (locura de familia) y en pocos años será él el que esté escribiendo los agradecimientos de su tesis. ¡Ánimo!. También recordar con mucho cariño y darle las gracias a mi madre, que siempre ha estado ahí, aguantando los días en que uno llegaba de mal humor a casa porque no salía algún programa. Te quiero mucho. Y finalmente también darle las gracias a Jose Miguel Delgado, que lo conocí en la fase final de mi tesis, pero me ha dado unos ánimos impresionantes en los momentos en los que se agotaban mis fuerzas a la hora de escribir todas estas páginas, mostrándome que yo podía hacerlo.

Resumen

Los cúmulos y supercúmulos de galaxias son las estructuras más masivas virializadas del Universo. Aunque, en la mayor parte de ellos la evolución continúa por medio de la acreción de galaxias, desde las partes externas del cúmulo hacia el interior. La naturaleza y las escalas de tiempo de los procesos más relevantes que intervienen en la evolución de las galaxias del cúmulo pueden ir desde unos pocos Mega años, para procesos relacionados con la pérdida de gas del disco de las galaxias, hasta unos Giga años, los que invierte una galaxia en caer hacia un cúmulo. Los cúmulos más ricos van a estar situados en las intersecciones de los filamentos que constituyen el Universo y se caracterizan por tener un elevado número de galaxias, con densidades del orden de 10^3 y unas dimensiones de 3-5 Mpc. Estas asociaciones de galaxias representan además laboratorios ideales en los que estudiar la influencia del entorno en la evolución de las galaxias. El papel que juega el entorno en los cambios que se producen en las galaxias, es algo que toda teoría de evolución galáctica debe de explicar. Las interacciones en los cúmulos ricos de galaxias van a ser mayoritariamente rápidas, ya que la velocidad de los encuentros es mayor que la velocidad circular de las galaxias. Estas interacciones son menos eficientes que encuentros más lentos (más comunes en galaxias de campo o en un ambiente de densidad intermedia, como son los grupos de galaxias). Además de estos encuentros, existen numerosos procesos dentro del cúmulo los cuales pueden afectar a la evolución de las galaxias que pertenecen a él.

Muchos de estos mecanismos implican que parte del material galáctico (estrellas y gas), es arrancado de las galaxias debido a las intensas fuerzas de marea que se generan en las fusiones o interacciones galaxia-galaxia o galaxia-potencial cumular. Este material queda flotando bajo la influencia del potencial cumular y constituye la luz difusa intracumular (**ICL**) o intragrupo (**IGL**). El estudio de esta componente cumular nos puede ayudar a entender el estado dinámico de los cúmulos y grupos de galaxias. Así como los procesos físicos que dominan en la evolución de las galaxias en cúmulos.

Existen dos formas principales de detectar la luz difusa. La primera consiste en detectar directamente colas de marea, filamentos de materia, o estructuras fuera de las galaxias que tengan un brillo superficial muy débil. La segunda forma de detección de la **ICL** es mediante una serie de trazadores que nos dan idea de la cantidad de luz difusa existente. Se han utilizado históricamente 4 tipos de estos trazadores: cúmulos globulares, supernovas, estrellas gigantes rojas (**RGB**) y nebulosas planetarias (**PN**). En la presente tesis analizaremos la luz difusa en el cúmulo de Virgo y en varios grupos de galaxias. Para ello, hemos detectado **PN** en las regiones alejadas de las galaxias de Virgo y de los grupos de Leo y HCG44.

La técnica observacional que utilizamos consiste en tener dos imágenes fotométricas de cada campo del cielo observado. Una de las imágenes será tomada en un filtro estrecho que contenga a la línea de $[\text{OIII}]\lambda 5007 \text{ \AA}$ (en la que las **PN** tiene el 15 % de su emisión y se puede detectar a grandes distancias) y la otra, en un filtro ancho que no la contenga. Esta técnica se denomina exposición "*dentro-fuera*" de banda (traducción de su nombre original en inglés: *on-off band*), la cual fue desarrollada inicialmente para detectar **PN** en galaxias elípticas pertenecientes al cúmulo de Virgo. En algunos campos se han tomado también imágenes en un filtro estrecho centrado en la línea de $\text{H}\alpha$ que es la segunda línea de emisión más fuerte de estos objetos. La detección de las **PN** en las imágenes fotométricas

ha sido realizada mediante un método automático desarrollado por nuestro grupo y validado espectroscópicamente en alguno de los candidatos fotométricos.

Los principales resultados científicos obtenidos han sido:

- En los grupos de Leo y HCG44 la luz difusa representa una pequeña fracción de la luz total de los grupos.
- La **IGL** en el campo de Leo se estudió en una región localizada en la nube de HI que presenta este grupo en el medio *intragrupo*. La no detección de **IGPN** en esta región, ha impuesto un límite superior a la luminosidad de la componente estelar en esta región de Leo, resultando $L_B \leq 4.4 \cdot 10^{-3} L_{\odot} \text{pc}^{-2}$. A partir de las medidas de la masa de esta nube de estudios anteriores, hemos deducido que su M/L es >100 , lo cual indica que posiblemente sea de origen primordial y no producida por la desintegración de galaxias enanas.
- La baja fracción de luz difusa detectada en HCG44 indica que este grupo es dinámicamente joven y que se encuentra en las primeras fases de ensamblaje.
- Hemos encontrado una correlación entre la fracción de luz difusa en los grupos compactos de galaxias y la fracción E/SO presente en ellos. Grupos con una mayor fracción de E/SO presentan también una mayor fracción de luz difusa. Esto indica que posiblemente la luz difusa está unida a los procesos de formación de las galaxias E/SO.
- Hemos cartografiado la **ICL** en un área de 3.3 grados cuadrados en el cúmulo de Virgo. En la zona nuclear del cúmulo hemos encontrado que la luz difusa tiene un brillo superficial medio de $\mu_B = 29.3 \text{ mag/arcsec}^2$. Y representa en media hasta el 5% de la luz total del cúmulo en esa zona. Su distribución ha resultado ser altamente inhomogénea.
- Fuera de la región nuclear del cúmulo no hemos detectado **ICPN** y el límite superior del brillo superficial de la **ICL** es mucho menor que en el centro del cúmulo, $\mu_B > 32.32 \text{ mag/arcsec}^2$. Esto indica que la luz difusa en Virgo está asociada con los grandes halos de las galaxias más brillantes del cúmulo (M87, M84 y M86). Estando su formación ligada a la de los halos galácticos. Esto indica que son las fusiones de galaxias las que producen la mayoría de la componente *intracumular*. Además, su alta inhomogeneidad indica que no está relajada con el potencial cumular y que su formación se ha producido hace pocos Giga años.

Summary

Galaxy clusters and superclusters are the most massive gravitationally bound structures known in the Universe. They contain a large number of gravitationally bound galaxies interacting with one another and with the global cluster gravitational potential. These high density regions of the Universe are thus ideal laboratories for understanding the role played by environment in galaxy evolution. This evolution is linked with the formation of the cluster itself. Hence, as galaxies fall into the cluster potential they evolve and build up the cluster. However, the way in which galaxy clusters are assembled is still a matter for some debate. Clusters can be built up through continuous infalling of individual galaxies into the cluster potential, or can grow through the merging of small sub-cluster units. The dynamical state of a galaxy cluster indicates its state of assembly. Dynamically, young clusters are those that are still in the process of assembly. In contrast, dynamically evolved clusters show a relaxed and virialized state.

The strong gravitationally interactions suffered by the galaxies during their fall into the cluster potential cause some of their stars to be torn from the galaxies and ejected into the intracluster region. This intracluster population is the so-called intracluster or diffuse light (**ICL**) or intragroup light (in galaxy groups, **IGL**). Numerical simulations show that the magnitude of this cluster component depends on the cluster mass and evolutionary state. Thus, the study of the amount, distribution and kinematics of the **ICL** can provide information about the dynamical state of the cluster.

The **ICL** has been studied using two main observational techniques: direct detection by deep photometric images and the detection of individual stars in the intracluster region that trace the diffuse stellar component. They are globular clusters; supernovae; **RGB** stars and planetary nebulae (**PNe**). In this thesis I have used the detection of ein the Virgo cluster and the Leo and HCG44 galaxy groups.

To search for planetary nebulae in the intracluster or intragroup region, we adopted the “on–off band” technique, developed for the detection of **PNe** in elliptical galaxies. This technique consist of two photometric images, one in a wide-band filter centred on the wavelength of the [OIII] λ 5007 Å emission line at the redshift of the target (the on-band filter), plus a broad V-band (the off-band filter). The reason is that **PNe** can be detected by deep photometric surveys because of their strong emission in the [OIII] λ 5007 Å line.

The main results of this thesis are:

- In the Leo and HCG44 galaxy groups, the diffuse light represents a very low fraction of the total light of the groups.
- The absence of **PNe** in this field constrains the amount of light associated with the Leo HI cloud. For an old stellar population, the upper limit to the B-band surface brightness is $\mu_{B,*} > 32.8 \pm 1.0$ mag arcsec⁻², about a factor of ten fainter in flux than previous limits. The corresponding lower limit on the HI mass to B-band luminosity ratio is $M(\text{HI})/L_B > 110 M_{\odot}/L_{\odot}$, much larger than for dwarf galaxies. This indicates that the intergalactic gas in Leo is primordial.
- The lower upper limit of **IGL** in HCG 44 together with the non-detection of extended X-ray emission in this group and the fact that the group contains only three spiral

galaxies, all point towards the interpretation that this group is a dynamically young system.

- We have found a correlation between the fraction of elliptical galaxies and the amount of diffuse light in Hickson compact groups. Those with a large fraction of diffuse light are those with large fractions in number and luminosity of E/S0 galaxies. This indicates that the diffuse light is mainly created in dynamical processes during the formation of bright elliptical galaxies in major mergers.
- We have surveyed an area of 3.3 degree² in the Virgo cluster. Four pointings around the core region of the Virgo Cluster have been analysed to determine the amount of the intracluster light via intracluster planetary nebulae (**ICPNe**). In the nuclear regions, the diffuse light has a mean surface brightness of $\mu_B=29.3$ mag/arcsec². When the fraction of the **ICL** is computed for our four fields in the Virgo core, it amounts to 5% of the total galaxy light. However, the diffuse stellar population in Virgo is inhomogeneous on scales of 30–90': we observe substantial field-to-field variations in the number density of **PNe** and the inferred amount of **ICL**.
- We have not detected **ICPNe** in the outer regions of Virgo cluster. The upper limit in **ICL** surface brightness is $\mu_B > 32.32$ mag/arcsec². These results indicate that the formation of this cluster component is related to the formation of large galaxy halos located in the core region (M87, M84 and M86). We conclude that the **ICL** in clusters is mostly formed during the major merger processes that form the brightest cluster galaxies.

Índice

1	Introducción	1
1.1	Cúmulos de galaxias	1
1.2	Grupos de galaxias	7
1.3	Luz difusa en asociaciones de galaxias	10
1.3.1	Propiedades de la luz difusa en cúmulos y grupos de galaxias	10
1.3.2	Detección de la luz difusa.	11
1.3.3	Características principales de las nebulosas planetarias	14
1.3.4	Nebulosas Planetarias como trazadores de poblaciones estelares intracúmulos.	18
1.3.5	Simulaciones numéricas de la formación de la ICL	19
2	Objetivos y esquema de la tesis	23
2.1	Motivación	23
2.2	Selección de la muestra	24
2.3	Objetivos de esta tesis	24
2.4	Estructura de esta tesis	25
3	Observaciones	26
3.1	Instrumentación utilizada	26
3.2	Observaciones de los campos	31
4	Reducción, astrometría y calibración de los datos	37
4.1	Reducción de datos fotométricos	37
4.1.1	Sustracción de <i>Bias</i>	38
4.1.2	Corrección de <i>Flat Field</i>	39
4.1.3	Superflat	39
4.1.4	Sustracción de cielo	41
4.2	Astrometría y combinación de imágenes	41
4.2.1	Astrometría de la <i>WFI</i>	41
4.2.2	Astrometría de la <i>WFC</i>	44
4.3	Calibración de las imágenes en flujo	48
4.4	Reducción de datos espectroscópicos	52

5	Método de detección y clasificación de los objetos	55
5.1	Extracción de los objetos de las imágenes científicas.	55
5.1.1	Umbral de detección y magnitud límite	60
5.1.2	Objetos puntuales o extensos	65
5.2	Diagrama Color Magnitud (CM)	67
5.2.1	Candidatos a ICPN o IGPN	69
5.2.2	Objetos contaminantes	70
5.2.3	Objetos emisores en [OII]	71
5.2.4	Objetos con emisión en el continuo	73
5.2.5	Galaxias Ly α	73
5.2.6	Contaminación por objetos débiles	74
5.3	Diagrama Color-Color(CC)	76
5.3.1	Candidatos a ICPN	77
6	Luz difusa en grupos de galaxias	81
6.1	Grupo de Leo (Grupo M96)	81
6.1.1	Observaciones y reducción de datos	83
6.1.2	Catálogo de candidatos a IGPN	83
6.1.3	Función de luminosidad	86
6.1.4	Certificación espectroscópica	90
6.1.5	Conclusión del estudio de Leo	95
6.2	HCG 44	97
6.2.1	Candidatos fotométricos a IGPN.	98
6.2.2	Contaminación de la muestra.	99
6.2.3	Búsqueda de PN en las galaxias que forman HCG44	102
6.2.4	Estimación de IGL en HGC44	105
6.3	IGL y la evolución de los grupos compactos de Hickson.	106
6.4	Conclusiones	107
7	Luz difusa en el cúmulo de Virgo	109
7.1	Una breve descripción del cúmulo de Virgo	109
7.2	Zonas centrales de Virgo (<i>Core</i>)	112
7.2.1	Observaciones, reducción de datos y descripción de los campos	114
7.2.2	Fotometría, extracción de catálogos y confirmación de candidatos a PN	116
7.2.3	Fuentes de contaminación	124
7.2.4	Confirmación espectroscópica	127
7.2.5	Estudio de las funciones de luminosidad	128
7.2.6	Naturaleza de las PN brillantes y del corte brillante de la LF	128
7.2.7	Distancias relativas de M87 y M84	131
7.2.8	Densidad superficial y fracción de ICL	131
7.2.9	Fracción de ICL en las regiones centrales de Virgo	135
7.3	Zonas periféricas de Virgo	138
7.3.1	Observaciones, reducción de datos y descripción de los campos	140

7.3.2	Fotometría, extracción de catálogos y confirmación de candidatos a PN	145
7.3.3	Comparación de los diagramas CM y CC en SUB2 y SUB3	150
7.3.4	Fuentes de contaminación	152
7.3.5	Densidad superficial y fracción de ICL	157
7.4	Conclusiones sobre la luz difusa en Virgo	160
8	Conclusiones y trabajo futuro	171
8.1	Conclusiones	171
8.1.1	Grupo de Leo	171
8.1.2	Grupo de HCG44	172
8.1.3	Cúmulo de Virgo	173
8.2	Trabajo futuro	174
A	Glosario	175
B	Direcciones electrónicas	181
C	Bibliografía	182

1

Introducción

1.1 Cúmulos de galaxias

Los cúmulos y supercúmulos de galaxias son las estructuras más masivas virializadas del Universo. Aunque en la mayor parte de ellos la evolución continúa por medio de la acreción de galaxias desde las partes externas del cúmulo hacia el interior. La naturaleza y las escalas de tiempo de los procesos más relevantes que intervienen en la evolución de las galaxias del cúmulo pueden ir desde unos pocos Mega años, para procesos relacionados con la pérdida de gas del disco de las galaxias, hasta unos Giga años, los que invierte una galaxia en caer hacia un cúmulo. Los cúmulos más ricos van a estar situados en las intersecciones de los filamentos que constituyen el Universo (ver figura 1.1) y se caracterizan por tener un elevado número de galaxias, con densidades del orden de 10^3 y unas dimensiones de 3-5 Mpc. Las componentes básicas que forman los cúmulos son las siguientes:

- **Materia oscura:** No emite radiación o no es posible detectarla con los medios actuales, y sólo es posible inferir su existencia gravitacionalmente a partir de sus interacciones con el resto de los elementos del cúmulo o por el efecto que ejerce sobre los rayos de luz de objetos lejanos (arcos gravitatorios y efecto lente débil). Se cree que la mayor parte de la masa de los cúmulos existe bajo esta forma, representando $\sim 80-90\%$ de la masa total.
- **Galaxias:** Los cúmulos de galaxias contienen desde cientos hasta miles de galaxias contenidas en unos pocos Mpc. Estas galaxias representan tan sólo entre $\sim 5-10\%$ de la masa total del cúmulo.
- **Medio intracumular (ICM¹),** compuesto por gas caliente poco denso ($T \sim 10^7$ K) que emite fuertemente en rayos X (**RX**), distribuido más o menos de forma homogénea dentro del cúmulo; y estrellas que forman la luz difusa o luz intracumular (**ICL**). Estas componentes formarían el $\sim 5-15\%$ restante de la masa del cúmulo.

¹Todos los acrónimos que aparecen en el texto corresponden de las siglas de su nombre en inglés. En un apéndice final vienen catalogados en un glosario todos estos acrónimos (apéndice A).

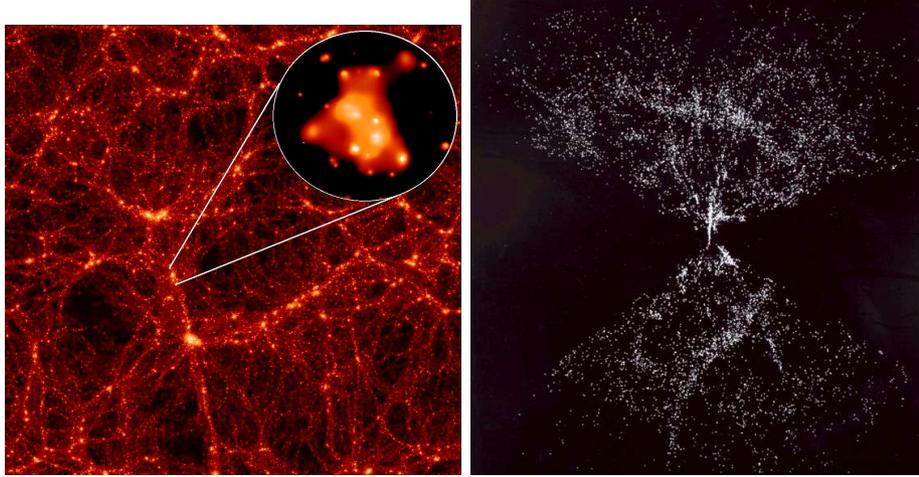


Figura 1.1: Izquierda: Simulaciones cosmológicas usando un modelo de CDM (Jenkins et al. 1998) con una imagen de un cúmulo tomada en **RX** superpuesta para ilustrar la formación de los cúmulos de galaxias en las zonas más densas del Universo. Derecha: Distribución observada de galaxias en el Universo (Geller et al., 1985 *CfA Redshift Survey*).

Estas asociaciones de galaxias representan además laboratorios ideales en los que estudiar la influencia del entorno en la evolución de las galaxias. El papel que juega el entorno en los cambios que se producen en las galaxias, es algo que toda teoría de evolución galáctica debe de explicar. Debido a las altas densidades galácticas presentes en los cúmulos de galaxias, son las interacciones gravitatorias las que van a gobernar la evolución de un cúmulo. Su importancia se puede estimar a través de un sencillo cálculo usando la ecuación 1.1 para un cúmulo con propiedades similares a las del cúmulo de Coma (Mihos et al. 2003).

$$N \approx 4 \left(\frac{n}{250 Mpc^{-3}} \right) \left(\frac{r_p}{20 kpc} \right)^2 \left(\frac{\sigma_v}{1000 km s^{-1}} \right) \left(\frac{t}{10 Gaños} \right) \quad (1.1)$$

Donde N es el número de encuentros, n es la densidad de galaxias en el cúmulo, r_p es el parámetro de impacto para las interacciones (donde la sección eficaz sería $\sigma = \pi r_p^2$), v es la velocidad de los encuentros (siendo $v = \sqrt{2}\sigma_v$), y t la edad del cúmulo. Este cálculo muestra que una galaxia en un cúmulo va a experimentar varias interacciones con el resto de los miembros a lo largo de su existencia. Las cuales van a modificar sus propiedades y estructura.

Las interacciones de galaxias en los cúmulos van a ser mayoritariamente rápidas, ya que la velocidad de los encuentros es mayor que la velocidad circular de las galaxias. En estos casos, las perturbaciones producidas en la estructura de las galaxias debidas a los encuentros, van a ser más leves que para el caso de encuentros lentos (más comunes en galaxias de campo o en un ambiente de densidad intermedia, como son los grupos de galaxias). Además de estos encuentros, existen numerosos procesos dentro del cúmulo que pueden afectar a la evolución de las galaxias que pertenecen a él. Básicamente se pueden describir tres mecanismos que van a jugar un papel importante en la evolución de las galaxias en cúmulos:

- **Interacciones galaxia-galaxia.** Pueden ser de dos tipos dependiendo de la velocidad relativa del encuentro entre ellas.
 - Interacciones lentas entre galaxias de igual masa, que dan lugar a una fusión. Generalmente dan como resultado una galaxia elíptica con un perfil característico de $r^{1/4}$ (Mihos 1995; Bekki 1998). Estas interacciones son las que dan lugar a la formación de las galaxias E y las galaxias más brillantes de los cúmulos de galaxias. Son menos frecuentes cuanto más rico es el cúmulo.
 - El hostigamiento galáctico (o *Harassment* en su forma inglesa) propuesto por Moore et al. (1996, 1999). En este caso, tendremos interacciones de alta velocidad entre las galaxias y el potencial cumular (ver figura 1.2, donde se esquematiza una simulación de la evolución con z de una galaxia espiral de bajo brillo superficial afectada por este mecanismo). Este mecanismo va a alterar drásticamente la morfología y la formación estelar de las galaxias en escalas de tiempo menores de 1 Giga año. Este efecto es capaz de explicar procesos como la formación de elípticas enanas (Moore et al. 1999), la alimentación de los **AGNs** (Lake et al. 1998) y la destrucción de las galaxias de bajo brillo superficial en cúmulos (Moore et al. 1999; Mastropietro et al. 2005).
- **Interacciones galaxia-medio intracumular:**

- *Ram-pressure stripping.* Consiste en que el gas neutro frío del disco galáctico, es expulsado del mismo (ver figura 1.3) debido a la presión que ejerce el medio intracumular caliente sobre la galaxia (Gunn & Gott 1972; Quilis et al. 2000). Este mecanismo va a provocar también una disminución de la formación estelar galáctica al eliminar una fracción importante de gas de la galaxia. Quilis et al. (2000) consideran este mecanismo como el desencadenante de la formación de galaxias SO en los cúmulos, las cuales no contienen gas atómico ni signos de formación estelar reciente. Una galaxia moviéndose en el medio intracumular, va a experimentar una presión que viene dada por la ecuación 1.2.

$$P_{Ram} = \rho_{ICM} v_{ICM}^2 \quad (1.2)$$

donde ρ_{ICM} representa la densidad del **ICM** y v_{ICM} la velocidad relativa entre el **ICM** y la galaxia (Roedinger et al. 2005).

En general, las galaxias situadas en cúmulos, van a tener discos más deficientes en HI que las galaxias de campo. Las simulaciones demuestran además que este mecanismo es más eficiente en las zonas centrales del cúmulo (Solanés et al. 2001), aunque se encuentran galaxias deficientes en HI también a grandes distancias del centro, lo que indicaría que también éstas han tenido que pasar por las zonas centrales en etapas anteriores de su evolución (Cayatte et al. 1994). La figura 1.4, muestra un ejemplo de una galaxia afectada por *ram pressure* en el cúmulo de Virgo, NGC 4522 (Kenney et al. 2004).

- *Starvation*, que engloba los mecanismos capaces de expulsar el medio interestelar (Cowie & Songaila 1977, Nulsen 1982) o el gas caliente del halo (Bekki et al. 2002), atenuando así la posible retroalimentación.

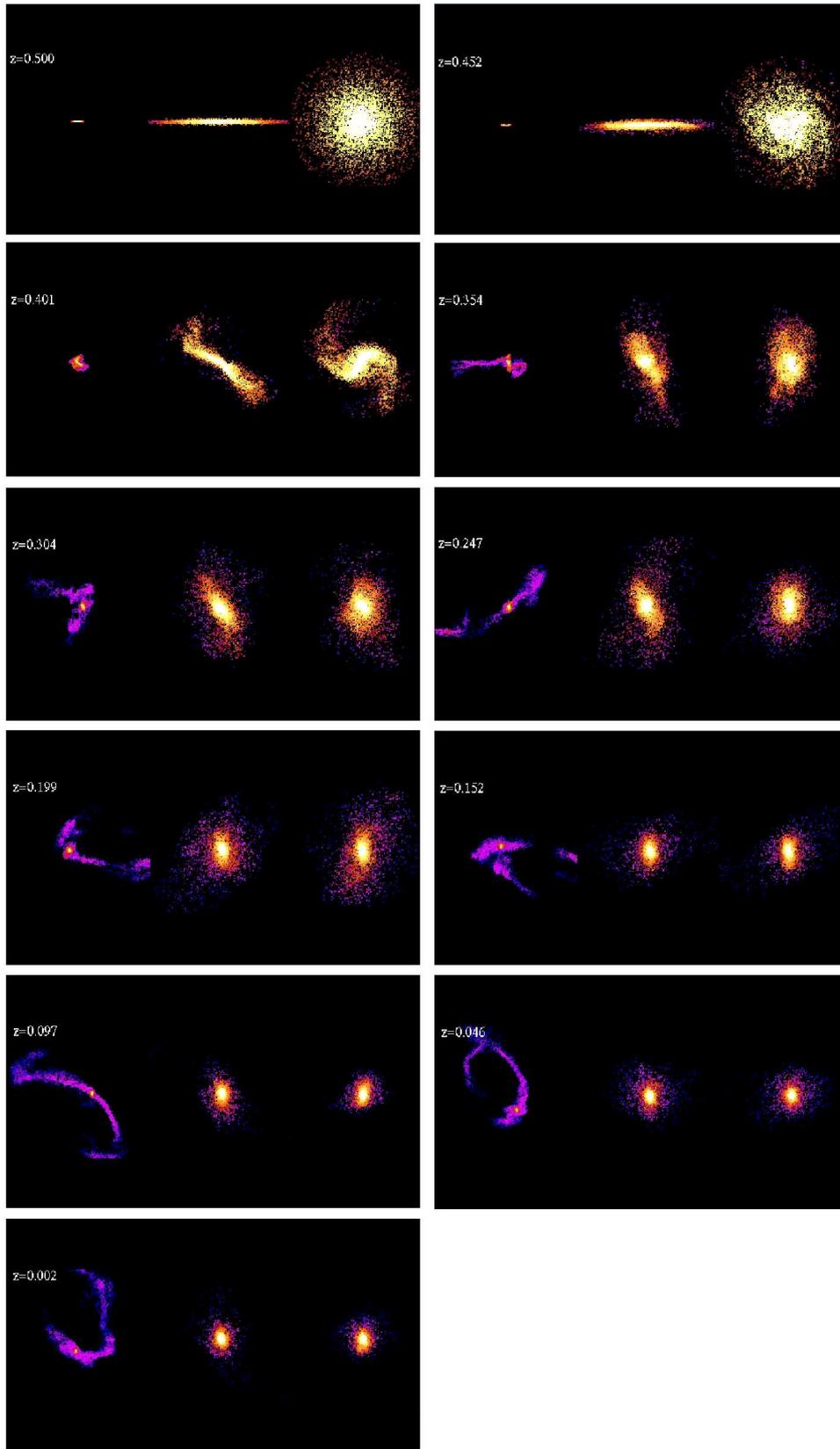


Figura 1.2: Evolución con z de una galaxia espiral de bajo brillo superficial (**LSB**) que sufre *harassment* (Moore et al. 1999; http://www-theorie.physik.unizh.ch/research_groups/astrophysics/movies.html). Los tres objetos dentro de una misma imagen representan tres puntos de vista de la misma galaxia (izquierda: vista de canto con zoom grande; centro: vista de canto; derecha: vista de cara).

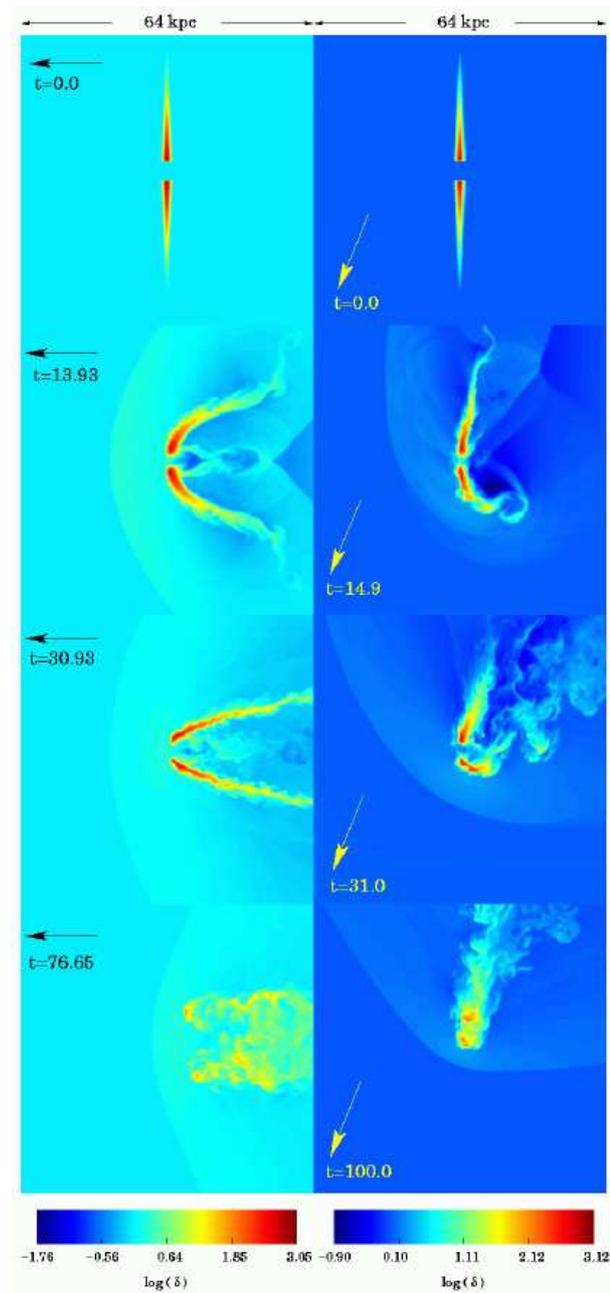


Figura 1.3: Evolución del gas neutro en una galaxia espiral que se mueve a través del medio intracumular (*ram-pressure*) para dos orientaciones distintas del movimiento de la galaxia indicadas mediante una flecha en cada imagen. Simulación obtenida de Vicent Quilis ([http : //www – theorie.physik.unizh.ch/research_groups/astrophysics/movies.html](http://www-theorie.physik.unizh.ch/research_groups/astrophysics/movies.html)).

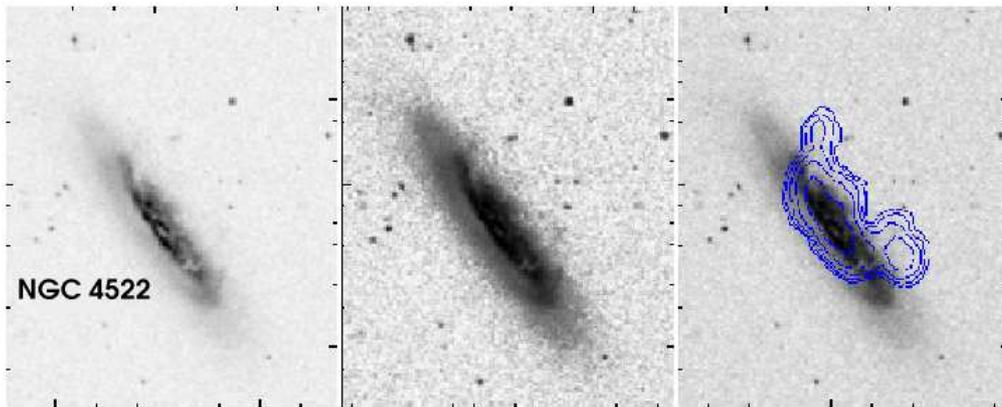


Figura 1.4: Ejemplo de galaxia (NGC 4522) afectada por la ram-pressure en el cúmulo de Virgo (Kenney et al. 2004). Las distintas imágenes representan la galaxia en el filtro H α (panel izquierdo), B (panel central) y R con contornos de HI superpuestos (panel derecho).

• Interacciones galaxia-potencial del cúmulo:

- La compresión de las nubes de gas debido a interacciones de marea con el potencial cumular, aumenta temporalmente la formación estelar (Fujita 1998). El análisis en galaxias afectadas por fuerzas de marea debidas al cúmulo, presentan una tasa de formación estelar (**SFR**) 3-4 veces superior que en galaxias de campo (Byrd & Valtonen 1990; Henriksen & Byrd 1996; Elmegreen & Efremov 1997). Esta formación estelar alcanza un máximo poco después de que la galaxia haya pasado por el centro del cúmulo, volviéndose significativamente más azul.
- Truncamiento de las regiones más externas de las galaxias mediante interacciones con el potencial cumular (Merrit 1984; Moore et al. 1996). Este mecanismo va a alterar los perfiles de luminosidad de las galaxias (Gutiérrez et al. 2004; Aguerri et al. 2004; Florido et al. 2001).

No todos los mecanismos anteriores van a actuar en la misma zona del cúmulo. Las galaxias según su localización dentro del cúmulo, estarán afectadas más por un mecanismo u otro. La figura 1.5, explica con detalle el radio de acción de cada uno de ellos. Hay mecanismos, como el *harassment*, que van a afectar a las galaxias en todo el cúmulo, mientras que otros como el *gas stripping*, tienen su radio de acción sólo en las partes centrales, donde la densidad del gas *intracumular* es mayor.

En resumen, todos estos mecanismos van a provocar una segregación de poblaciones y tipos morfológicos dentro del cúmulo. Las galaxias tempranas tienden a localizarse en las zonas centrales del cúmulo (E, S0), mientras que los tipos tardíos (S) se encuentran principalmente en la periferia del mismo (Dressler et al. 1981). Además, van a arrancar estrellas ligadas a las galaxias depositándolas en la región intracumular bajo la influencia del potencial del cúmulo, formando la llamada *luz difusa* o luz intracumular. La presente tesis trata del estudio de esta componente cumular en el cúmulo de Virgo. Vamos a caracterizar

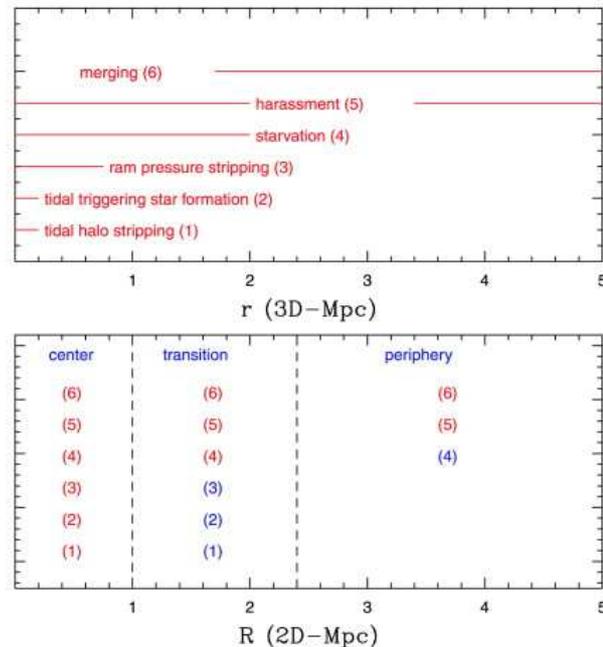


Figura 1.5: Regiones donde operan los distintos mecanismos de interacción que producen la evolución de las galaxias en cúmulos (Treu et al. 2003). Arriba: Las líneas horizontales indican las regiones radiales donde los distintos mecanismos son más efectivos. Abajo: Para cada región del cúmulo se han identificado los procesos que más afectan a las galaxias (rojo). Los números azules indican los procesos que afectan sólo marginalmente en cada región del cúmulo.

la luz difusa en Virgo e intentar entender cual de estos mecanismos es el que forma esta componente intracumular.

1.2 Grupos de galaxias

Además de las grandes acumulaciones de galaxias como las encontradas en los cúmulos, la gravedad crea una gran variedad de estructuras, entre ellas los grupos de galaxias ya mencionados en el apartado anterior, formados por unas pocas decenas de miembros. Estos grupos de galaxias pueden estar constituidos por: asociaciones de satélites alrededor de una galaxia gigante; un conjunto de decenas de galaxias agrupadas; o varias galaxias muy próximas (la separación entre las galaxias es del orden del tamaño de las mismas) que formarían los grupos compactos de galaxias, con una densidad comparable a la existente en los núcleos de los cúmulos ricos en galaxias (como es el caso de los grupos compactos de Hickson; Hickson 1995). La estabilidad de estas asociaciones de galaxias, ha sido probada mediante simulaciones numéricas (Gómez-Flechoso & Domínguez-Tenreiro 2001). Sin embargo, el hecho de que sólo podamos medir propiedades proyectadas de los grupos de galaxias, puede implicar que éstos no sean asociaciones de galaxias físicamente ligadas. En este sentido, se han propuesto diversas interpretaciones sobre los grupos de galaxias a lo largo de los años: configuraciones densas de galaxias transitorias (Rose et al. 1977; Sargent & Turner

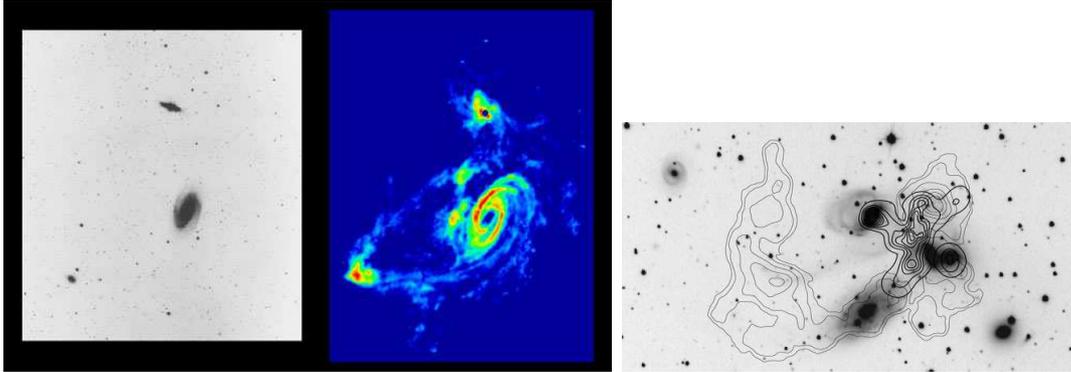


Figura 1.6: a) Interacciones entre las galaxias en el grupo de M81; a la izquierda en visible y a la derecha en hidrógeno neutro (Yun et al. 2002). Se observa claramente la intensidad de las interacciones en la banda de 21 cm (segunda imagen). b) Quinteto de Stephan, compuesto por cinco galaxias. Los contornos de HI están superpuestos a la imagen en óptico (Williams et al 2002; Gutiérrez et al 2002).

1977); alineaciones en cadena de grupos *loose* (Mamon 1986, 1993; Walke & Mamon 1989); filamentos vistos de canto (Hernsquit et al. 1995).

Debido a la pequeña dispersión de velocidades que presentan los grupos, los encuentros entre galaxias van a ser principalmente lentos. Las galaxias en estos grupos están fuertemente afectadas por fuerzas de marea, lo que propicia un escenario magnífico para el estudio de las consecuencias de los encuentros cercanos y lentos sobre las galaxias. La búsqueda de signos de interacciones en grupos de galaxias se ha hecho hasta ahora usando distintos trazadores: colas de marea, contenido de HI en las galaxias, y emisión en **RX**. Las colas de marea depositarán estrellas en el medio que constituirán la luz difusa, que será mayor en los grupos más evolucionados. Dichos grupos también mostrarán signos de pérdida de HI (Verdes-Montenegro et al. 2001) y emisión en **RX** (Ebeling et al. 1994; Pildis et al. 1995a). Un ejemplo viene ilustrado en la figura 1.6a que representa al grupo de M81. Los mapas de HI revelan un complejo diseño de filamentos conectando las diversas galaxias, los cuales no se observan en el óptico. Otro grupo como el Quinteto de Stephan (Gutiérrez et al. 2002) muestra fuertes signos de interacción en varias longitudes de onda (ver figura 1.6b).

Verdes-Montenegro et al. (2001), propusieron una secuencia evolutiva para los grupos compactos basándose en la "anemia" de HI que presentan las galaxias que los componen. En este estudio se analizaron 72 grupos compactos de Hickson, encontrando que 48 de ellos estaban formados por galaxias con una apreciable falta de HI en sus discos. Según este estudio, este fenómeno se debe a la alta eficiencia de las interacciones entre galaxias que arrastraría el HI desde los discos galácticos hasta el medio circundante. Basándose en esta propiedad, Verdes-Montenegro et al. (2001) realizan una clasificación de los grupos compactos de Hickson según la fase evolutiva en la que se encuentran (ver figura 1.7). Distinguieron tres fases:

- En la *fase 1*, la distribución del HI y la cinemática de las galaxias del grupo no están perturbadas, y el 90 % del HI está localizado en el disco de las galaxias (por ejemplo,

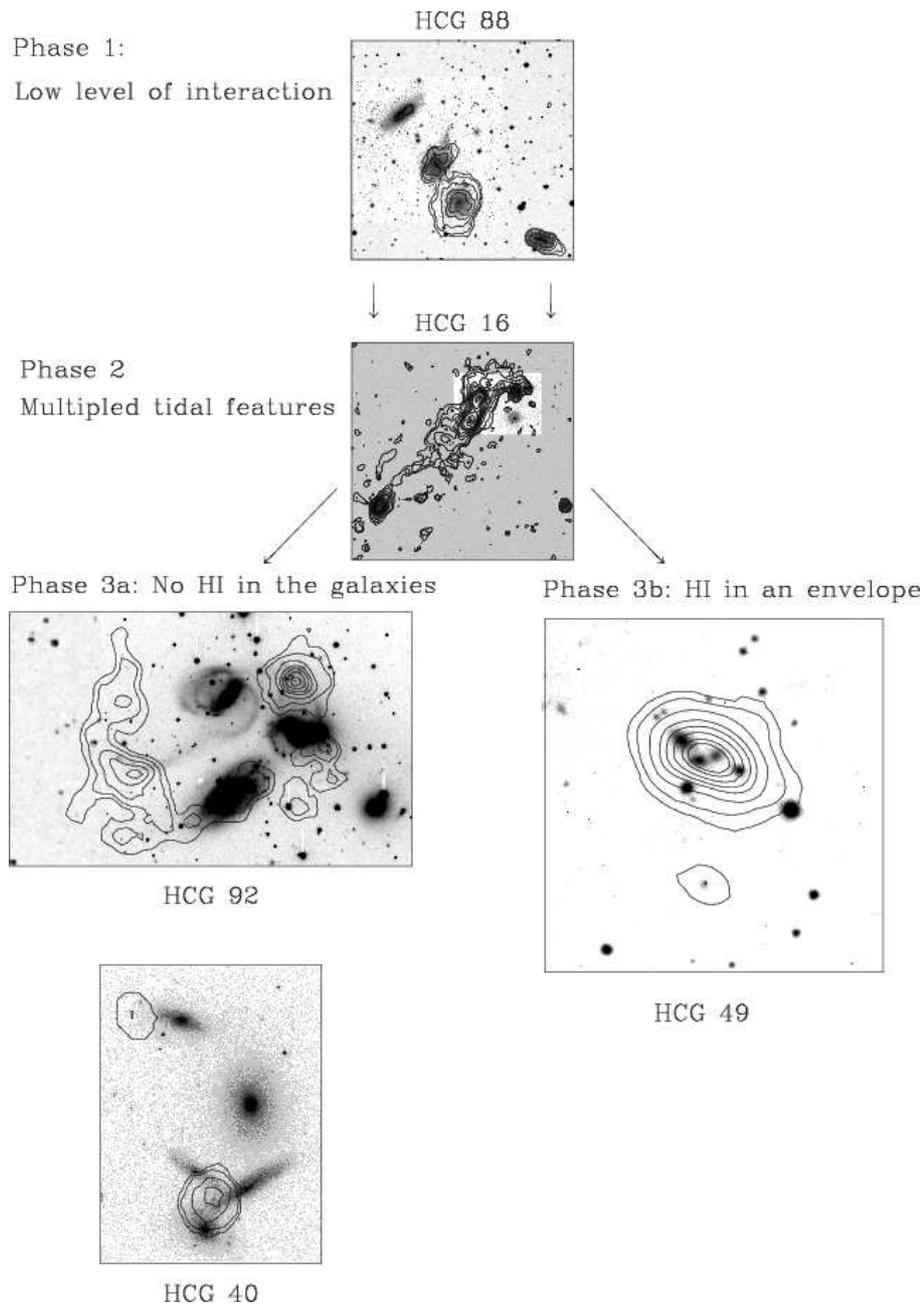


Figura 1.7: Secuencia evolutiva para los grupos compactos de Hickson propuesta por Verdes-Montenegro et al (2001) basándose en la deficiencia de HI de las galaxias individuales. Esta figura ha sido tomada de Verdes-Montenegro et al. (2001).

HCG 88).

- En la *fase 2*, las galaxias aun mantienen una cantidad significativa de HI en sus discos, mientras que entre un 30 y un 60 % del mismo estará formando parte de colas de marea producidas en las interacciones entre los elementos del grupo (un ejemplo en este caso es HCG 16).
- En la *fase 3a*, la mayor parte del gas ha sido expulsado del disco y se encuentra en las colas de marea (HCG 92). El siguiente escalón evolutivo sería la *fase 3b*. Es una de las fases menos comunes, donde el HI ha formado una gran nube que contiene a todas las galaxias del grupo (HCG 49).

Pero no sólo el gas es arrancado de las galaxias, las interacciones gravitatorias entre galaxias en los grupos hacen también que las estrellas ligadas a las galaxias inicialmente, sean arrancadas con el paso del tiempo de las mismas en forma de largas colas y filamentos de marea. Transcurrido el tiempo, el brillo superficial de estas colas se diluye y forma parte de la región intragrupo dando lugar a la luz difusa intragrupo (**IGL**), como en el caso de los cúmulos de galaxias. En este trabajo queremos también estudiar las propiedades de la luz difusa en los grupos de galaxias de Leo y el grupo compacto HCG44.

1.3 Luz difusa en asociaciones de galaxias

En las secciones anteriores hemos descrito los diferentes mecanismos a través de los cuales evolucionan las galaxias en cúmulos y grupos. Muchos de estos mecanismos implican que parte del material galáctico (estrellas y gas) es arrancado de las galaxias debido a las intensas fuerzas de marea que se generan en las interacciones galaxia-galaxia, galaxia-potencial cumular o en las fusiones de galaxias. Este material queda *flotando* bajo la influencia del potencial cumular y constituye la luz difusa intracumular (**ICL**) o intragrupo (**IGL**).

1.3.1 Propiedades de la luz difusa en cúmulos y grupos de galaxias

Las primeras noticias que se tienen de la luz difusa vienen de estudios de Zwicky en 1951, quien descubrió un exceso de luz entre las galaxias del cúmulo de Coma. En ese trabajo se propuso que este exceso de luz era debido a la existencia de un conjunto de estrellas distribuidas de forma irregular en el cúmulo y que no estaban ligadas a las galaxias individuales que forman el mismo. Esta componente cumular fue denominada luz difusa. Durante los años posteriores se trató de estudiar la **ICL** mediante técnicas fotográficas (Welch & Sastry 1971; Melnick, White, & Hossel 1977; Thuan & Kormendy 1977) y posteriormente, en los años 90 se usaron CCDs (Guldheus 1989; Uson, Boughn & Kuhn 1991; Bernstein et al. 1995; Vilchez-Gómez et al. 1994). Todos los estudios enumerados anteriormente, se han encontrado con dos problemas principales debido a la naturaleza de esta componente:

- El brillo superficial de la **ICL** es menor que el 1% del brillo superficial del cielo nocturno, siendo éste de $\mu_B \approx 28 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Esto explica que se necesiten imágenes muy profundas para poder detectar esta componente.

- Es difícil distinguir entre la luz asociada a los halos extensos de las galaxias cD que se encuentran en el centro de muchos cúmulos y la **ICL** propiamente dicha (Berstein et al 1995). Además, habrá una contribución de otras fuentes discretas como son galaxias enanas o irregulares por debajo del límite de detección.

Es por esto que la **ICL** ha sido una componente muy difícil de detectar y su naturaleza y propiedades han sido una incógnita hasta nuestros días. Sin embargo, el estudio de sus propiedades y localización espacial puede proporcionarnos importante información sobre la historia evolutiva del cúmulo y de las galaxias que lo forman. Hay dos teorías principales sobre el origen de la **ICL**: a) fusiones de galaxias e interacciones entre las galaxias y el potencial cumular; b) origen primordial. En el primer caso, el material que ha sido arrancado de las galaxias por distintos procesos, va a trazar órbitas siguiendo las de la galaxia perturbada, formando puentes y filamentos. Estos filamentos se irán diluyendo y es de esperar que, si estos procesos han ocurrido en épocas recientes, la **ICL** aún conserve esta estructura filamentosa. Es decir, no estará relajada con el potencial cumular y presentará una distribución no homogénea. Por el contrario, si la luz difusa se ha formado en los periodos iniciales de la vida del cúmulo, estará relajada con el potencial cumular, por ello se espera una distribución homogénea. Además, el estudio del color de esta componente difusa va a ser también importante para catalogar la historia del cúmulo. De esta manera, si el color es más rojo que las galaxias del cúmulo, estas estrellas debieron de ser arrancadas de las galaxias en épocas tempranas de la vida del cúmulo, mientras que si su color es similar, han podido ser arrancadas recientemente. También la metalicidad de la **ICL** nos dará idea de su origen. Así, si se trata de una componente muy metálica, indicaría que ha sido arrancada de galaxias evolucionadas, por el contrario, podría venir de las partes externas de las galaxias elípticas, discos galácticos o de las galaxias enanas. Por estas razones, es importante el estudio de esta componente y poder así trazar la historia evolutiva de los cúmulos.

1.3.2 Detección de la luz difusa.

Existen dos formas principales de detectar la luz difusa. La primera consiste en detectar directamente colas de marea, filamentos de materia, o estructuras fuera de las galaxias que tengan un brillo superficial muy débil. La segunda forma de detección de la **ICL** es mediante una serie de trazadores que nos dan idea de la cantidad de luz difusa existente.

La aparición en los años 90 de cámaras CCD propició la detección de colas y filamentos de bajo brillo superficial entre las galaxias ($\mu_B \approx 27.8 \text{ mag arcsec}^{-2}$). Trabajos como los de Gregg & West (1998); Trentham & Mobassher (1998); Calcáneo-Roldán et al. (2000) detectaron este tipo de estructuras e infirieron el brillo superficial de la luz difusa en cúmulos de galaxias. Concretamente en el cúmulo de Coma encontraron que estos arcos y filamentos tenían un brillo superficial de $\mu_B \sim 26.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ (Trentham & Mobassher, 1998) y $\mu_B \sim 27.8 \text{ mag arcsec}^{-2}$ (Calcáneo-Roldán, 2000). Una técnica parecida fue la utilizada por Feldmeier et al (2004) para cúmulos de galaxias sin cD. Realizaron una sustracción de las galaxias presentes en las imágenes fotométricas muy profundas de 4 cúmulos del catálogo de Abell y definieron el exceso de luz resultante como luz difusa, concluyendo que el 10-20% de la luz total podría hallarse en forma de luz difusa en estos cúmulos. Mihos et

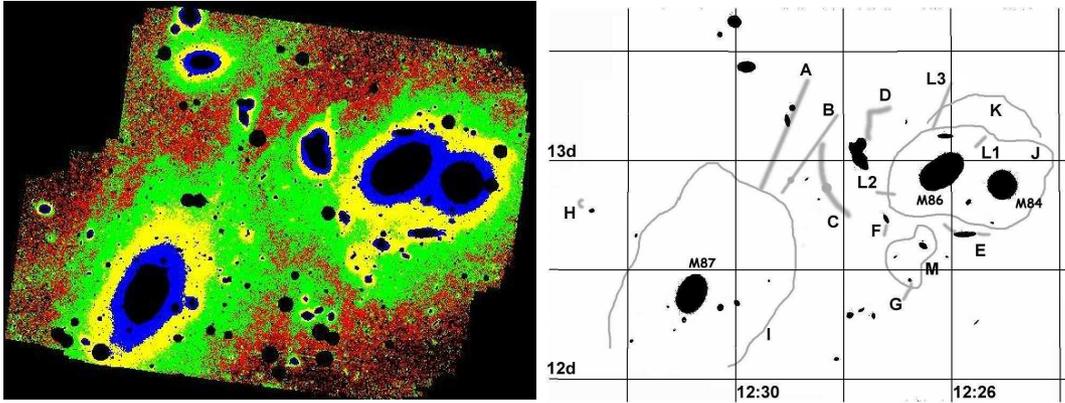


Figura 1.8: Izquierda: Luz difusa en el *core* del cúmulo de Virgo según estudios de Mihos et al. (2005). El código de colores representa: Azul: $\mu_V=25-26$; Amarillo: $\mu_V=26-27$; Verde: $\mu_V=27-28$; Rojo: $\mu_V=28-29$. Derecha: Diagrama en el que se muestra de forma esquemática las colas y demás estructuras de la luz difusa en las partes centrales de Virgo.

al. (2005), usando fotometría muy profunda de una zona del *core* de Virgo (parte central del cúmulo alrededor de M87, M84 y M86), han encontrado complejas estructuras y colas que indicarían una fuerte evolución en el centro del cúmulo, así como una gran complejidad en la distribución de la luz difusa (ver figura 1.8). Estos estudios ponen de manifiesto que la luz difusa puede estar asociada con la formación de las galaxias más brillantes de los cúmulos, presentando una distribución no homogénea, la cual sería de esperar en cúmulos dinámicamente jóvenes.

Una aproximación diferente ha sido la realizada por Zibetti et al (2005). En este estudio se tomaron gran cantidad de imágenes de cúmulos con galaxias cD en su centro, del catálogo de Sloan, concretamente 683 cúmulos de galaxias entre $z=0.2-0.3$. Se eliminaron las galaxias y estrellas de las imágenes, menos la galaxia cD central, procediéndose luego al alineado y suma de todas las imágenes para estudiar los perfiles de brillo superficial de las galaxias cD. La **ICL** se detectó como un exceso de brillo superficial con respecto al típico perfil $r^{1/4}$ que caracteriza el brillo de las galaxias cD. En este estudio, el brillo de la luz difusa oscila entre $27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ a 100 kpc del centro del cúmulo, y $32 \text{ mag arcsec}^{-2}$ a 700 kpc en la banda r. En estos casos, la luz contribuye en una pequeña fracción a la luz total del cúmulo ($\sim 10.9 \pm 5.0\%$). Concluyeron que la luz difusa es debida en su mayor parte a las interacciones de las galaxias con el potencial cumular, produciéndose por el paso de las galaxias por las regiones centrales del cúmulo. No se ha encontrado una relación fuerte entre la fracción de **ICL** y la luminosidad de la galaxia central cD o con el número de galaxias del cúmulo. Además, la no detección de ninguna discontinuidad en el perfil de brillo de la **ICL**, ni gradientes de color entre 100 kpc y las regiones más externas, indican que las estrellas que forman el exceso de luz en las regiones centrales tienen las mismas propiedades dinámicas a todos los radios. Por lo tanto, concluyeron que estas estrellas orbitarán libremente en el potencial cumular.

Todos estos métodos tienen el inconveniente de que es necesario hacer una correcta sustracción del cielo y demás fuentes de contaminación para no alterar la contribución de

la luz difusa. Existe también la posibilidad de que esta luz difusa esté contaminada por la contribución del halo de las galaxias de la imagen. Además, no es fácil, incluso utilizando CCDs, alcanzar los niveles de brillo superficial tan bajos que se requieren.

El otro método utilizado en el estudio de la **ICL**, consiste en detectar objetos individuales que nos den una idea de cuál es la población estelar subyacente usando modelos de evolución estelar. Se han utilizado 4 tipos de estos trazadores: cúmulos globulares (**GC**), supernovas (**SN**), estrellas gigantes rojas (**RGB**) y nebulosas planetarias (**PN**). En los siguientes subapartados se van a explicar brevemente las características de los distintos trazadores que se usan para detectar la **ICL**.

Cúmulos globulares:

West et al. (1995) propusieron que la **ICL** estaba formada por una población de cúmulos globulares gravitando libremente en el potencial cumular como consecuencia del proceso de formación de las galaxias cD de los cúmulos. Esta población presentaba densidades mayores hacia el centro del cúmulo. Recientemente, se han descubierto 4 cúmulos globulares en una región del cúmulo de Virgo con imágenes profundas de la cámara **ACS** del **HST** lejos de las galaxias principales (Williams et al. 2006b). La densidad de estos objetos varía entre $\sim 10^{-4}$ y $4 \cdot 10^{-3}$ arcsec $^{-2}$ (Williams et al. 2006b; Marín-Franch & Aparicio 2003). El brillo superficial asociado a la luz difusa sería en este caso del orden de $\mu_V \sim 28.1$ mag arcsec $^{-2}$

Los cúmulos globulares preservan información de la época de su creación y de la composición del gas inicial. Pero debido a la gran resolución que se necesita para su detección, es muy difícil su observación con telescopios situados en la Tierra e incluso con el telescopio espacial.

Novas y Supernovas:

La detección de supernovas en el medio intergaláctico fue realizada por vez primera por Smith (1981), en el cúmulo de Virgo, en una región entre las galaxias M86 y M84. Gal-Yam et al. (2003) observaron dos SN1 en Abell 403 y Abell 2122/4. En ambos casos corresponden a estrellas que tienen una velocidad a lo largo de la línea de visión que indica que no están ligadas a las galaxias cD. Neill et al. (2005) realizaron un estudio en el cúmulo de Fornax detectando 6 candidatos a novas. Esto supuso una restricción observacional a la tasa de **ICL** en dicho cúmulo. Teniendo en cuenta las novas detectadas por Neill et al. (2005) y calculando la fracción de **ICL** que dichos objetos representan, obtuvieron un valor de $\sim 16\%$ de la luz total de dicho cúmulo.

Estrellas RGB:

Actualmente, la alta resolución alcanzada con las imágenes del telescopio espacial (**HST**) ha permitido detectar directamente estrellas en las regiones intracumulares del cúmulo de Virgo, en zonas alejadas de las galaxias del cúmulo. Ferguson et al (1998) y Durrell et al (2002) detectaron una población de estrellas viejas evolucionadas (**RGB**) en dicho cúmulo. En los campos donde se produjo esta detección, infirieron que la **ICL** representaba el 15% de la luminosidad de Virgo en la banda I. Recientemente, Williams et al. (2006a), han estudiado también la distribución de esta población en Virgo entre M86 y M87, encontrando

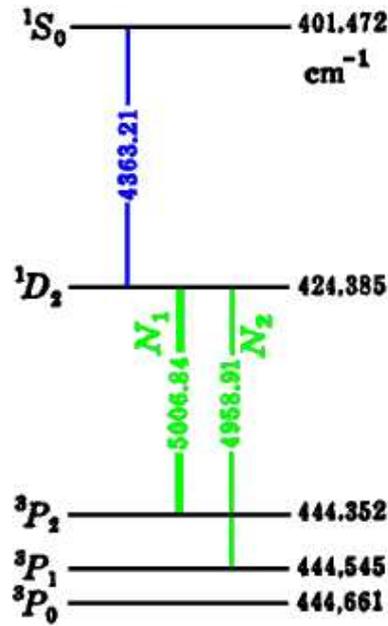


Figura 1.9: Diagrama de Grotrian de las transiciones prohibidas del OIII en las PN.

que las estrellas intracumulares que forman esta población, tienen una metalicidad baja ($[M/H] \leq -1$) y una edad ≥ 10 Giga años. Estos autores arguyen que esta población pobre en metales procede de estrellas arrancadas a galaxias enanas o bien de las partes externas de las galaxias elípticas o de los discos de las galaxias espirales.

Nebulosas Planetarias (PN):

Arnaboldi et al (1996) detectaron 3 PN que no se encontraban ligadas a ninguna de las galaxias del cúmulo de Virgo. Estas estrellas se movían bajo el potencial gravitatorio del cúmulo y por ello formaban parte de la ICL. Esta detección abrió la posibilidad de estudiar la ICL mediante la detección de nebulosas planetarias intracumulares (ICPN). Las PN tienen unas propiedades únicas que las convierten en excelentes candidatos para trazar la ICL. Su emisión es casi monocromática en la líneas prohibidas del doblete de $[OIII]\lambda 5007 \text{ \AA}$ y $[OIII]\lambda 4959 \text{ \AA}$ (ver figura 1.9). Por ello se pueden detectar fácilmente a grandes distancias. Estudios posteriores detectaron unos centenares de candidatos fotométricos a ICPN en varios campos del cúmulo de Virgo (Méndez 1998; Feldmeier et al. 1999) y Fornax (Theuns & Warren 1997). Nosotros usaremos las PN como trazadores de la luz difusa en los cúmulos y grupos de galaxias estudiados en este trabajo. En los siguientes apartados se hace un breve resumen de las características principales de estos objetos.

1.3.3 Características principales de las nebulosas planetarias

Como hemos dicho, las PN, son objetos fáciles de detectar debido a que las partes externas de la nebulosa emiten cerca del 15 % de su energía total en la línea $[OIII]\lambda 5007 \text{ \AA}$. La fase

de **PN** representa una etapa muy corta en la evolución estelar comparada con el tiempo que pasan las estrellas con masas inferiores a $10 M_{\odot}$ en otras fases evolutivas ($\sim 10^4$ años, Pottasch 1984). Su estudio proporciona información relevante sobre la evolución de las estrellas y la importancia de dicha evolución para el resto de la galaxia. Así, hoy en día es reconocida la importancia de la contribución de las **PN** al enriquecimiento químico del medio interestelar (fundamentalmente He e H). Además de ser fácil su detección, este tipo de estrellas puede ser muy abundante en galaxias como la Vía Láctea, donde se estima que entre 10000 y 140000 de sus estrellas se encontrarían en la fase de **PN**. Esto indica que su razón de formación sería de $0.4 \cdot 10^{-12}$ - $8.0 \cdot 10^{-12}$ PN $\text{pc}^{-3}/\text{año}$.

La luminosidad de la nebulosa está causada por la radiación de la estrella central (el núcleo de la **PN**). Sin embargo, el brillo de la nebulosa es varias veces mayor que el de la estrella. Esto es debido a que la nebulosa absorbe la energía **UV** radiada por el núcleo, y la reemite a frecuencias visibles, produciendo unos espectros característicos de estos objetos. La estructura general de los espectros es la misma para todas las nebulosas, y se diferencian del resto de los espectros de los objetos celestes. Gracias a esta propiedad, es posible distinguir sin ningún tipo de dudas el espectro de una **PN** del de otras estrellas. El espectro de una **PN** consiste en una serie de líneas de emisión fuertes y débiles, superpuestas a un continuo débil (ver figura 1.10). Entre estas líneas de emisión se encuentran las líneas de H, las cuales se producen por la ionización de átomos de H por fotones con energía $h\nu > h\nu_0 = 13.6$ eV, seguido por una recombinación a estados excitados. Los fotones de la serie de Lyman son dispersados en numerosas ocasiones dentro de la nebulosa antes de que puedan escapar. En cada dispersión hay una probabilidad finita de que los fotones Lyman degeneren en otras series de fotones (Balmer, Paschen, Bracket, etc.).

Otros elementos importantes también están presentes en las **PN**, por ejemplo, oxígeno, sulfuro y argón que no son sintetizados en la estrella progenitora. Estos elementos van a reflejar la composición del medio interestelar existente cuando la estrella progenitora nació. En casi todas las nebulosas, la línea más importante es la de *nebulio*. Esta línea pertenece al doblete de oxígeno doblemente ionizado. Se suele denominar como OIII: [OIII] λ 5007 Å y [OIII] λ 4959 Å. En otras nebulosas difusas se encuentra también esta línea, pero es particularmente brillante en las **PN**. La excitación que nos interesa para el caso del [OIII] es la debida a líneas prohibidas. Estas líneas no pueden ser atribuidas a mecanismos de fluorescencia (proceso mediante el cual fotones de alta frecuencia son transformados en fotones de baja frecuencia). Se denominan líneas prohibidas porque no se producen en las condiciones físicas de los laboratorios, de ahí el desconocimiento del *nebulio* (Bowen 1927). Para que estas líneas prohibidas tengan una intensidad tan grande, se necesitan unas condiciones determinadas dentro de la nebulosa. Por ello, para tener la emisión de una línea prohibida con la intensidad observada, es necesario que el nivel superior desde el que se originan las transiciones prohibidas sea metaestable (sólo está conectado con los niveles inferiores mediante transiciones prohibidas). En el ión OIII, el estado 1D_2 es metaestable (ver figura 1.9). Por tanto, para que esta radiación sea tan intensa en las nebulosas deben de existir gran cantidad de átomos en estados metaestables durante largo tiempo.

Las **PN** se han usado con asiduidad en astronomía como medidoras de distancias extragalácticas debido a las propiedades de su función de luminosidad (**LF**). En un principio, fueron usadas como medidoras de distancias (*standard candles*, en inglés) estrellas brillantes (Hubble, 1936) y fue alrededor de los años 60 cuando se incluyó a las **PN** en esta categoría.

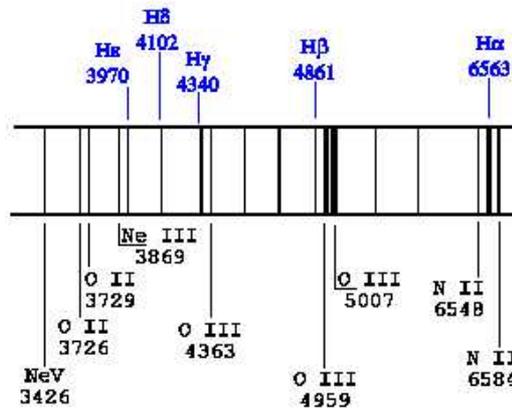
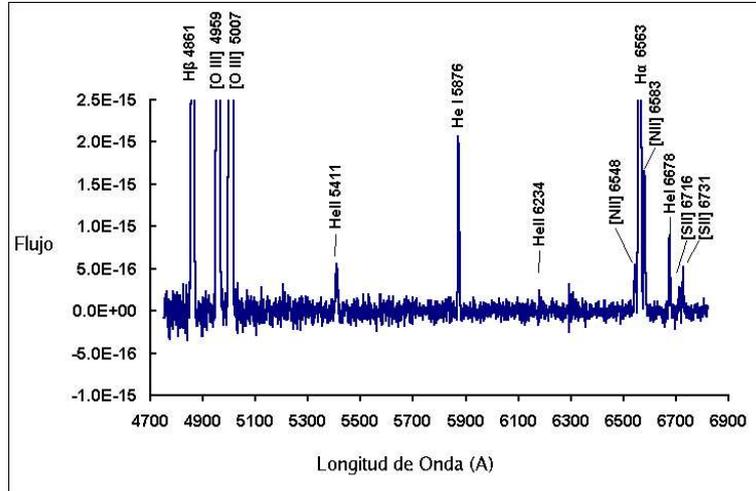


Figura 1.10: Ejemplos de espectros de **PN** ([http : //gpat.physics.uoc.gr](http://gpat.physics.uoc.gr)). Se pueden apreciar las líneas típicas de este tipo de objetos y el predominio del doblete de [OIII] λ 5007.

En 1978, Ford & Jenner proclamaron que las magnitudes visuales de las **PN** más brillantes en varias galaxias del grupo local eran prácticamente iguales dentro de un rango de 0.5 magnitudes. Este hecho, de ser cierto, indicaría que la parte brillante de la **LF** de las **PN** se podría utilizar como indicador de distancias. En 1989, Jacoby modeló la **LF** en [OIII] λ 5007 y fue comparada con datos tomados de las **PN** de M31 (Ciardullo et al. 1989a), M81 (Jacoby et al. 1989) y de las galaxias del grupo de Leo (Ciardullo et al. 1989b) para comprobar su validez como indicador de distancias. La **LF** de una población de **PN** está dada por la ecuación 1.3, similar a la encontrada por Ciardullo et al. (1989) en M31 (ver figura 1.11).

$$N(m) = c_1 e^{c_2 M} [1 - e^{3(M^* - M)}] \quad (1.3)$$

Siendo: c_1 , una constante positiva que variará según el número de objetos; $c_2=0.307$; y $M^*=-4.5$ (Ciardullo et al. 1989a), la magnitud absoluta de corte de la zona brillante de la **LF**. Es decir, para cualquier población estelar, no existen **PN** más brillantes que M^* . Esta

propiedad es la que hace que este tipo de objetos se utilicen como medidores de distancias.

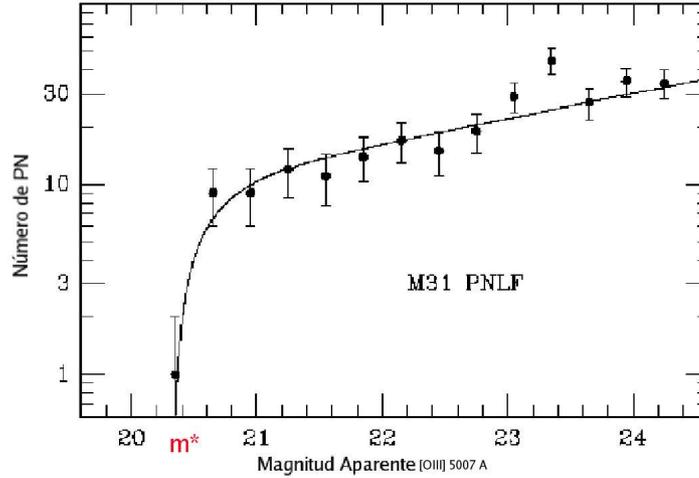


Figura 1.11: Función de luminosidad de las **PN** en M31 (Ciardullo et al. 1989a). En rojo se indica la magnitud aparente (m_*) del corte brillante de la **LF** que se usará como indicador de distancias. Esta **LF** sigue la ley empírica de la ecuación 1.3.

El flujo de $[\text{OIII}] \lambda 5007$ es proporcional a la luminosidad de la estrella central y esta luminosidad es a su vez dependiente de la masa de la estrella central. La distribución de masas de esta estrella va a depender de la población estelar a través de la relación entre la masa inicial y la masa final (Weidemann et al. 2000). Siendo así, se podría pensar que el *cut-off* (como se le denomina en inglés) o corte brillante de la **LF** sería dependiente de la población. Para desmentir esto, tenemos varios razonamientos.

- Estudio de la metalicidad. El flujo de $[\text{OIII}]$ es proporcional a la abundancia de oxígeno, pero este ión es además el principal refrigerante de la nebulosa ($\geq 10\%$ del flujo de la estrella se va aquí). Por tanto, si decrece la abundancia de oxígeno, la temperatura electrónica de la nebulosa se incrementará, y también la cantidad de emisión por ión. Por otra parte, el núcleo de la **PN** reacciona frente a la metalicidad de manera opuesta (Lattanzio et al. 1986; Brocato et al. 1990). Si la abundancia de metales decrece, entonces, la opacidad ligado-libre dentro de la estrella decrecerá y aumentará el flujo **UV** emergente. Estudios realizados por Dopita et al. (1992) confirman este comportamiento. La dependencia de M^* con la metalicidad es débil:

$$\Delta M^* = 0.928[\text{O}/\text{H}]^2 + 0.225[\text{O}/\text{H}] + 0.014 \quad (1.4)$$

siendo $[\text{O}/\text{H}]$ el logaritmo de la abundancia de oxígeno en valores solares (Grevesse et al., 1996). Según esta relación, M^* es más brillante cuando la metalicidad está próxima a la metalicidad solar, mientras que en sistemas de alta metalicidad, se torna más débil.

- Estudio de las poblaciones. El efecto de la variación del *cut-off* de la **LF** frente a la edad de la población es menos obvio. Si consideramos que la masa de la estrella

central es proporcional a la masa de su progenitora (Weidemann, 2000), este razonamiento implicaría la existencia de **PN** de Población I, extremadamente luminosas. Sin embargo están fuertemente afectadas por el material circundante y, de esta forma ninguna **PN** tiene un flujo observado mayor que M^* .

1.3.4 Nebulosas Planetarias como trazadores de poblaciones estelares intracúmulo.

Las teorías de evolución del flujo estelar muestran que la luminosidad específica de la tasa de muerte estelar en las galaxias debe ser invariante. Renzini & Buzzoni (1986) demostraron que esta cantidad es independiente de la edad y la función inicial de masas, para una población mayor que $\sim 10^9$ años. Como la gran mayoría de estrellas en poblaciones viejas e intermedias van a producir **PN**, la tasa de muerte estelar debe producir una invarianza en la producción de **PN**. Es decir, la densidad de estos objetos por unidad de luminosidad bolométrica debe ser aproximadamente la misma en cada galaxia. Estudios de Ford & Jacoby (1978) en M31, muestran en efecto que este parámetro no cambia sustancialmente con el radio galactocéntrico.

Si la vida media de una planetaria es de ~ 25000 años y si la **PNLF** empírica de la ecuación 1.3 es válida hasta ~ 8 magnitudes por debajo del corte brillante en magnitudes, entonces, cada sistema estelar debería de tener $\alpha \sim 50 \cdot 10^8$ **PN**/ L_{\odot} (densidad específica de las **PN** por unidad de luminosidad). Teniendo en cuenta estos estudios previos, por cada **PN** detectada vamos a tener una luminosidad correspondiente de estrellas subyacentes. Esto es lo que nos permitirá determinar la cantidad de luz difusa mediante el conteo de **PN**.

Las **PN** nos van a servir además para trazar la velocidad radial de la luz difusa. Estos objetos son los únicos habitantes del **ICM** lo suficientemente abundantes para los cuales puede ser medida su cinemática. De esta manera, además de tener la cantidad de luz difusa, podemos tener su cinemática, la cual nos dará información sobre si las **PN** están ligadas o no a las galaxias cercanas y sobre el estado evolutivo del cúmulo.

Los estudios de detección de **PN** en el medio intracumular han sido variados a lo largo de las pasadas décadas. En 1990, Jacoby et al. realizaron un cartografiado de las galaxias del cúmulo de Virgo, encontrando 11 nebulosas cuyas magnitudes eran mayores que el *cut-off* correspondiente a la **LF**. Haciendo estudios espectroscópicos se determinó que varias de estas nebulosas presentaban la misma velocidad que la media del cúmulo (1600 km/s), y no la de la galaxia a la que supuestamente estaban asociadas. Posteriormente se llevaron a cabo trabajos similares en el cúmulo de Fornax y otros adicionales en Virgo. Actualmente, hay detectados en el cúmulo de Virgo alrededor de 400 candidatos a **ICPN** y 100 en Fornax. La figura 1.12 muestra la localización de numerosos de estos campos en Virgo y Fornax. Todos estos estudios se han realizado usando la técnica llamada "*dentro-fuera*" de banda (del inglés *on-off band*). Consiste en tomar una imagen profunda en un filtro estrecho que contenga la línea de 5007 Å de [OIII] y un filtro ancho (B ó V) en el cual esta línea no sea detectada. Los objetos encontrados en la imagen del filtro estrecho y no en la del filtro ancho, se han considerado como candidatos fotométricos a **PN**. En el cúmulo de Virgo se han realizado varios de estos estudios en la última década (Méndez et al 1993; Ciardullo et al. 1998; Feldmeier et al. 1998, 2000, 2004). En otros cúmulos de galaxias, Theuns

& Warren (1997) descubrieron 10 **ICPN** en Fornax y Gerhard et al. (2005) encontraron 16 **ICPN** en el cúmulo de Coma, confirmados además espectroscópicamente (ver la tabla 1.1, donde se resumen todos los trabajos realizados hasta ahora en Virgo y otros cúmulos utilizando la detección de objetos individuales como trazadores de la **ICL**). Todos estos datos, proponen una contribución de la luz difusa en estos cúmulos del orden del 10-20%.

Tabla 1.1: Resumen de los estudios de detección de luz difusa mediante los distintos trazadores enumerados en el apartado 1.3.2 para distintos cúmulos y grupos de galaxias (V: Virgo, F: Fornax, C: Coma, y el grupo de M81). En la tabla se especifica el cúmulo estudiado, el trazador medido, el número de objetos detectados, el área muestreada, el brillo superficial de la **ICL** deducida con estos objetos (normalmente en el filtro B: μ_B , pero en algunos estudios se especifica entre paréntesis si se ha usado un filtro diferente para hallar el brillo superficial), el % que representa esta luz con respecto a la luz total del cúmulo en esa posición, y la referencia de estos trabajos. La distancia media elegida para cada cúmulo ha sido: Virgo, 15 Mpc; Fornax, 17 Mpc; Coma, 100 Mpc; y M81, 3.5 Mpc.

Cúmulo /Grupo	Téc. Detec.	N. Obj.	Área arcmin ²	μ_B mag arcsec ⁻²	%	Ref.
V	PN	3	97.2	–	–	Arnaboldi et al. (1996)
V	PN	160	766.8	27.86	22	Feldmeier et al. (1998)
V	RGB	630	13.27	29.14(I)	16	Ferguson et al. (1998)
V	PN	56	957.6	28	43	Arnaboldi et al. (2002)
V	RGB	–	13.27	27.9(I)	10-20	Durrell et al. (2002)
V	PN	318	3204	–	15.8 ± 3.0	Feldmeier et al. (2004)
V	GC	4	104	28.1 (V)	–	Williams et al. (2006)
F	PN	10	34.81	28.02	~ 40	Theuns et al. (1997)
F	PN	138	–	–	–	Ciardullo et al. (2006)
F	Novas	6	169.2	–	16	Neill et al. (2005)
C	PN	16	28.27	–	–	Gerhard et al. (2005)
M81	PN	4	1296	26.32	<3	Feldmeier et al. (2003)

Los trabajos expuestos anteriormente se realizaron utilizando diferentes técnicas y muchos de ellos no cubren grandes áreas del cúmulo de Virgo y, por tanto, no son representativos de la luz difusa global de este cúmulo. Por ello, se creó el proyecto dentro del cual se enmarca esta tesis. Se querían detectar **ICPN** en grandes áreas de Virgo y trazar de esta manera las propiedades globales de la **ICL** en este cúmulo. Además del cúmulo de Virgo, hemos añadido dos grupos de galaxias en este estudio (Leo y HCG44) para comprobar si varían las propiedades de la luz difusa con la densidad del entorno.

1.3.5 Simulaciones numéricas de la formación de la ICL

A lo largo de los últimos años, y dada la importancia de la **ICL** para determinar la historia evolutiva de los cúmulos de galaxias, se han desarrollado diversos trabajos de simulaciones cosmológicas de formación de cúmulos que han estudiado las características de la luz intracumular. Los estudios observacionales que se han mencionado en los apartados anteriores, han demostrado la existencia de esta componente cumular. Las simulaciones basadas

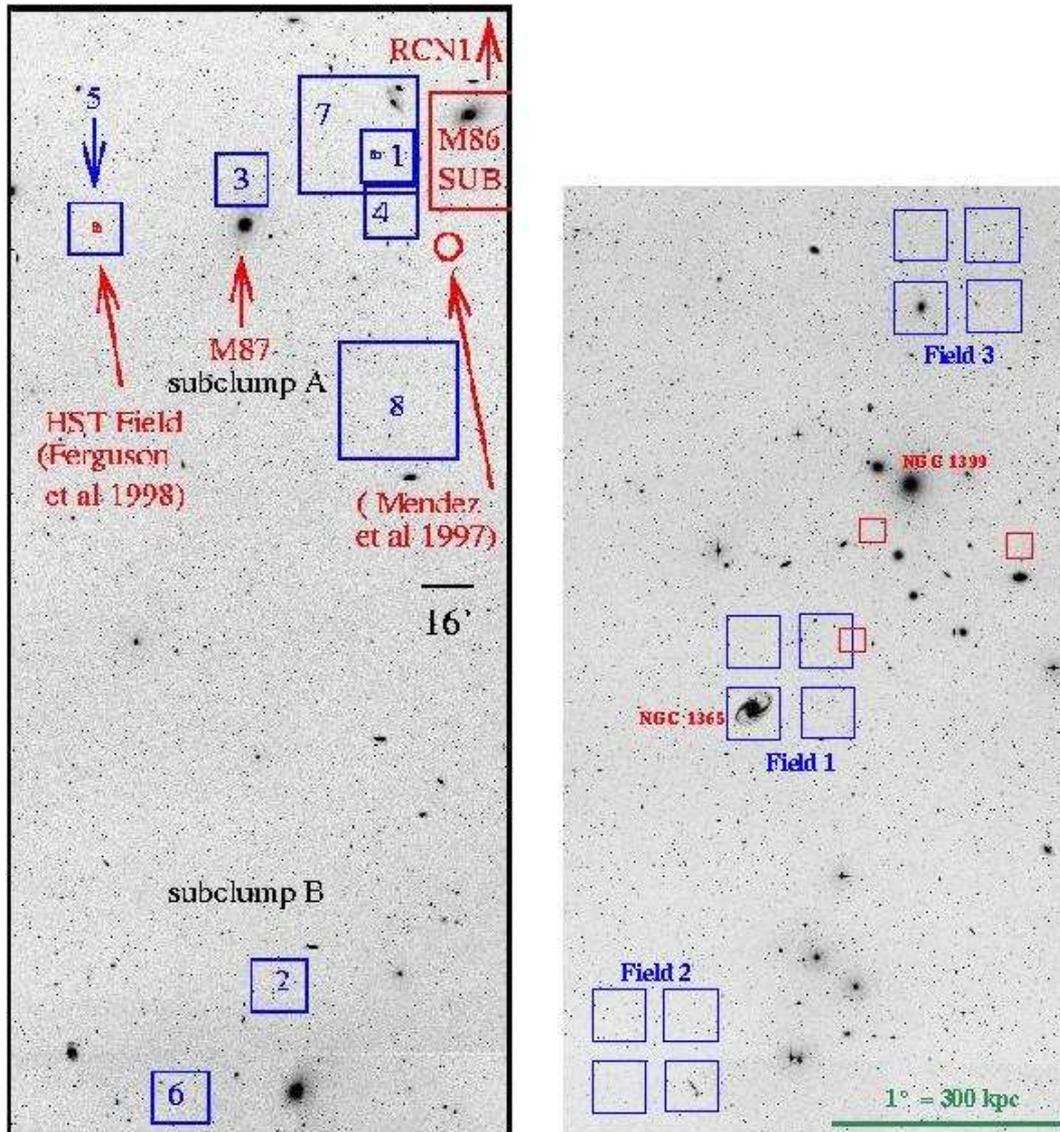


Figura 1.12: Localización de algunos campos en Virgo (izquierda) y Fornax (derecha) donde se han detectado ICPN (Feldmeier et al. 2003b).

en modelos cosmológicos tendrán que dar las respuestas de los procesos que llevan a la formación de esta componente.

Merrit (1984) propuso que la morfología y distribución de las galaxias en cúmulos queda fijada durante el primer colapso del cúmulo y no va a cambiar prácticamente nada en épocas posteriores. En este caso, la luz difusa tendría un origen temprano y su distribución sería similar a la de las galaxias, estando relajada con el potencial gravitatorio del cúmulo.

Modelos más actuales se decantan por un escenario de formación jerárquico. Encuentros rápidos y fusiones, así como interacciones de marea dentro del potencial del cúmulo, van a

ser los mecanismos que se impondrán a la hora de hacer evolucionar las galaxias.

Uno de los primeros trabajos sobre simulaciones de luz difusa, fue el realizado por Napolitano et al. (2003). En este trabajo usaron simulaciones cosmológicas de alta resolución para emular un cúmulo de las características de Virgo con una masa final de $\sim 3 \cdot 10^{14} M_{\odot}$, en un escenario de Λ CDM. Como resultado se obtuvo que el cúmulo se construye de forma jerárquica y las interacciones de marea entre las galaxias y el potencial del cúmulo producen la componente difusa que es depositada en el **ICM** a lo largo de toda la historia del cúmulo. Encuentran además que, para un cúmulo de estas características, a $z=0$ la **ICL** no está dinámicamente relajada y forma estructuras locales con escalas del orden de ≈ 50 kpc a distancias del centro del cúmulo de $R=400-500$ kpc.

Murante et al. (2004), mediante simulaciones hidrodinámicas de varios cúmulos con distintas características, estudiaron también la presencia de la **ICL**. Detectaron un exceso de densidad superficial de masa con respecto al perfil de Sersic ($r^{1/4}$) para $R/R_{200} > 0.18$. Este exceso lo identificaron como **ICL**. Encontraron además que la fracción de luz difusa con respecto a la masa total en estrellas en un cúmulo, es una función de la masa total del cúmulo. Cuanto más masivo es el cúmulo, mayor será su fracción de **ICL** (ver figura 1.13), además demostraron que las partículas que forman la componente desligada, se formaron a $z \approx 1.9$, mientras que las estrellas que forman parte de las galaxias, a $z \approx 1.7$. Por tanto, estas simulaciones predicen que la componente intracumular va a ser más vieja que las galaxias. Simulaciones de este tipo no se han llevado a cabo con grupos de galaxias, debido a la pequeña cantidad de galaxias en estos grupos. Estas simulaciones no tienen la resolución suficiente para tenerlos en cuenta, pero sería de esperar que se encontraran situados más hacia la izquierda en el diagrama de la figura 1.13.

Por otra parte, Sommer-Larsen et al. (2005), usando simulaciones de dos cúmulos, uno similar a Virgo y otro a Coma, encontraron que las estrellas del **ICM** contribuyen entre un 20-40 % de la luminosidad total del cúmulo en la banda B a $z=0$. En este caso, la formación de las estrellas del **ICM** se datan a $z \sim 3$, siendo 0.5 Giga años más viejas que las estrellas de las galaxias del cúmulo. Además, dan un color B-R de esta componente de 1.4-1.5, comparable con las galaxias E y SO. Rudnick et al. (2005) y Sommer-Larsen et al. (2005) encontraron además que la cantidad de luz difusa depende del grado de evolución del cúmulo. Aquellos cúmulos que están dinámicamente más evolucionados (grupos fósiles) son los que presentan una mayor cantidad de luz difusa.

En resumen, las simulaciones numéricas muestran que si los cúmulos se han formado de forma jerárquica, la luz difusa debe de presentar una distribución no homogénea, siendo además su cantidad una función de la masa y del estado evolutivo del cúmulo. Estas propiedades de la luz difusa son las que se pretenden medir en el cúmulo de Virgo y los grupos de Leo y HCG44, para así tener información de los procesos de ensamblaje de los cúmulos y grupos de galaxias.

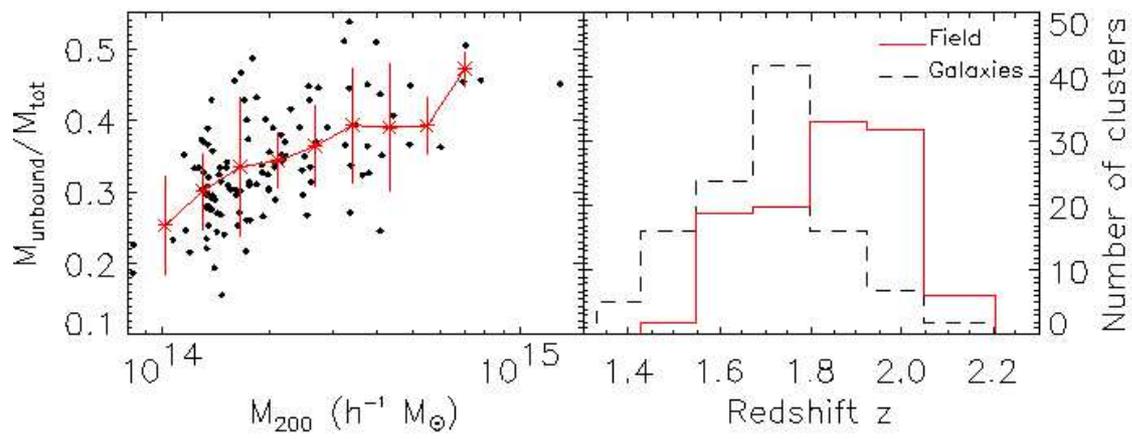


Figura 1.13: Izquierda: Fracción de masa estelar en la luz difusa vs. la masa del cúmulo. Izquierda: Desplazamiento al rojo para el cual se han formado las estrellas de las galaxias (línea discontinua) y las de la **ICL** (línea continua) (Murante et al. 2004).

2

Objetivos y esquema de la tesis

En el capítulo anterior hemos descrito la teoría y trabajos previos en los que nos hemos basado para la realización de este trabajo. En este capítulo vamos a centrar los objetivos que nos hemos planteado a lo largo de la tesis.

2.1 Motivación

Como hemos dicho en el capítulo anterior, la importancia del estudio de la **ICL** radica en el hecho de que sus propiedades pueden contener un registro fósil sobre el proceso de ensamblaje de los cúmulos de galaxias. El objetivo principal de esta tesis es, por tanto, estudiar las propiedades de la luz difusa en varios entornos cumulares. Para ello, hemos elegido el cúmulo de Virgo y los grupos de Leo y HCG44. Queremos estudiar principalmente la cantidad de luz difusa y su distribución en los cúmulos anteriormente citados. Los resultados obtenidos nos darán información sobre su estado dinámico, así como de los posibles mecanismos de formación de esta componente cumular. Es decir, si se formó en las épocas tempranas de la aparición del cúmulo o si se ha producido a lo largo de toda la historia de evolución del mismo. Aunque todavía no está muy claro el origen de la **ICL**, muchos de los estudios realizados hasta el momento apuntan a una teoría jerárquica, en la que esta luz difusa se ha creado a lo largo de toda la historia evolutiva del cúmulo. Pretendemos comprobar esto mediante la detección de la luz difusa usando las **PN** como trazadores.

Compararemos además entornos con distinta densidad galáctica: grupos y cúmulos de galaxias. Según las simulaciones de Murante et al. (2004), la fracción de luz difusa va a ser proporcional a la masa del cúmulo, con lo que se esperaría que en los grupos de galaxias esta contribución sea mucho menor. Sin embargo, también sabemos que en estos entornos de baja masa se producen con más frecuencia encuentros lentos y fusiones galácticas que podrían provocar mayores transformaciones y pérdida de masa de las galaxias. Como se comentó en el apartado 1.3.4 del capítulo anterior, el estudio de la **ICL** en grupos de galaxias no ha sido un tema muy trabajado aún, y sólo M81 ha sido estudiado mediante el método de las **PN** por Feldmeier et al. (2003a).

2.2 Selección de la muestra

En nuestro catálogo de grupos de galaxias, en primer lugar está el grupo Leo, elegido por su proximidad y por tener como característica principal un anillo de HI que rodea varias galaxias del mismo (al igual que el grupo M81 ya estudiado y que posee un **ICM** o **IGM**, para ser más precisos, con gran cantidad e HI). Se intentará correlar la posible detección de estos objetos con la nube de HI. Se trata además de un grupo denominado como "loose group". Estos grupos, contienen de 10 a 100 galaxias separadas entre sí 10-100 diámetros galácticos. Otro de los grupos a estudiar en este trabajo es un grupo compacto del catálogo de Hickson (Hickson 1982). Se eligió HGC44 por varios motivos. En primer lugar, porque estaba a la distancia adecuada para ser estudiado con el método de las **PN** como trazadores de la **ICL** (la mayoría del los demás grupos de Hickson están mucho más lejos). Por otra parte, estudiando grupos compactos, se puede reproducir la densidad de galaxias que tenemos en el núcleo de los cúmulos más ricos en galaxias, por lo que los resultados obtenidos aquí pueden compararse, por ejemplo, con los obtenidos en el núcleo de Virgo.

El cúmulo de Virgo se ha estudiado ya en trabajos previos a esta tesis o en trabajos publicados a lo largo de la misma (ver referencias en el apartado 1.3.4). Pero los estudios se han restringido principalmente a las zonas centrales del cúmulo, alrededor de M87, M86 y M84. Es nuestro objetivo estudiar esta región y ampliar este cartografiado a zonas localizadas a distintos radios de M87, con el objetivo de trazar la distribución radial de la **ICL** en el cúmulo. Las **PN** situadas en distintas zonas del cúmulo pueden arrojar luz sobre la estructura tridimensional de Virgo usando la **PNLF** como indicador de distancias. Sobre todo en las regiones del núcleo de Virgo (*Core* de Virgo) donde existen más estudios de la **ICL** detectada directamente (por ejemplo, Mihos et al. 2005), compararemos nuestros resultados con estos otros, además de con las predicciones de las simulaciones cosmológicas (Napolitano et al 2003). Aunque anteriormente había estudios sobre la **ICL** en el cúmulo de Virgo (ver tabla 1.1), ha resultado que la mayoría de las **ICPN** detectadas fotométricamente son galaxias Ly α de fondo situadas a $z \simeq 3.1$ (Kudritzki et al. 2000; Freeman et al. 2000). Por tanto, en esta tesis se pretende desarrollar un método de detección de las **ICPN** más robusto que el utilizado en la literatura hasta ahora.

Este trabajo se engloba dentro de una colaboración científica internacional, en la que además de la autora y los directores de esta tesis, se encuentran: Magda Arnaboldi (*European Southern Observatory, Garching, Alemania* y *INAF, Osservatorio Astronomico di Pino Torinese, Italia*), Ortwin Gerhard (*Max Planck Institut für Extraterrestrische Physik, Garching, Alemania*), Nicola Napolitano (*Osservatorio Astronomico di Capodimonte, Napoles, Italia*) y Ken Freeman (*Research School of Astronomy and Astrophysics, Mount Stromlo Observatory, Weston Creek, Australia*).

2.3 Objetivos de esta tesis

En resumen, los objetivos planteados a la hora de comenzar esta tesis fueron:

- Detectar **PN** en varios campos de Virgo a distintas distancias radiales de su centro, para trazar la distribución radial de la **ICL** en este cúmulo.

- Detectar las **PN** en grupos de galaxias para comparar los resultados con los cúmulos de galaxias.
- Desarrollar un método robusto para la detección fotométrica de las **PN** para evitar contaminaciones (fotométricas y de objetos de fondo).
- Trazar la estructura 3D del cúmulo de Virgo utilizando las **PN** como medidor de distancias.
- Proponer un mecanismo de formación de esta luz intracumular según los resultados obtenidos, tanto para los grupos elegidos como para el cúmulo de Virgo.

2.4 Estructura de esta tesis

A continuación se va a describir brevemente el contenido de cada uno de los apartados que forman esta tesis:

- En el capítulo 1, ya hemos descrito brevemente la teoría y trabajos previos en la que nos basamos para el estudio de la luz difusa en asociaciones de galaxias. Se han dado las características básicas de la evolución de las galaxias en los cúmulos. También hemos enumerado las características de la **ICL** y sus distintos métodos para detectarla.
- En este apartado enumeramos los objetivos fundamentales de esta tesis para clarificar nuestra finalidad última. En el capítulo 3, se da una descripción breve de las observaciones y en el capítulo 4 la reducción de los datos, tanto fotométricos como espectroscópicos que han sido usados para realizar la presente tesis.
- En el capítulo 5, se describe el método que hemos utilizado para llevar a cabo la búsqueda y catalogación de las **PN** en los distintos campos, usando diagramas color-magnitud (usando los filtros [OIII] y B/V) y diagramas color-color (usando los filtros [OIII], $H\alpha$, B/V y R).
- Uno de los primeros trabajos llevados a cabo en esta tesis fue la detección de la luz difusa en el grupo de Leo y HCG44, cuyos resultados vienen expuestos en el capítulo 6.
- En el capítulo 7, se desarrolla el trabajo llevado a cabo en el cúmulo de Virgo, tanto para los campos estudiados en la zona interna de Virgo, como para los demás campos a distintos radios de M87 y con los que pretendemos trazar la distribución radial total de la **ICL** en Virgo.
- Finalmente damos una serie de conclusiones globales del trabajo y ciertos puntos que se seguirán desarrollando en el futuro (capítulo 8).

3

Observaciones

Como se dijo en la introducción, vamos a utilizar las **PN** como trazadores de la luz difusa en cúmulos y grupos de galaxias. La técnica observacional que utilizaremos consistirá en tomar dos imágenes fotométricas de cada campo del cielo observado. Una de las imágenes será tomada en un filtro estrecho que contenga a la línea de $[\text{OIII}]\lambda 5007 \text{ \AA}$ y la otra, en un filtro ancho que no la contenga. Esta técnica se denomina de exposición "*dentro-fuera*" de banda (traducción de su nombre original en inglés: *on-off band*), que fue desarrollada por Ciardullo et al. (1989a) para detectar **PN** en galaxias elípticas pertenecientes al cúmulo de Virgo. En algunos campos se han tomado también imágenes en un filtro estrecho centrado en la línea de $\text{H}\alpha$ y un filtro adicional en la banda R. En este capítulo, se describe con detalle las observaciones y la estrategia observacional llevada a cabo.

3.1 Instrumentación utilizada

La detección inicial de candidatos a **PN** extragalácticas en la zona intracumular, requiere observaciones fotométricas de gran profundidad y gran campo. Necesitamos tomar imágenes con cámaras de gran campo para cartografiar amplias regiones de cielo y con grandes tiempos de exposición para asegurarnos una profundidad adecuada. Para todos los datos que hemos usado en este trabajo se han usado los telescopios e instrumentos que se enumeran a continuación.

- **WFC:**

La mayor parte de los datos fueron tomados con la Wide Field Camera (**WFC**) del Telescopio de 2.5m Isaac Newton (**INT**) en el Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma). Esta cámara está constituida por 4 detectores CCDs de 2048x4096 píxeles cada uno (ver figura 3.1). Tiene una escala de píxel de $0.333''/\text{píxel}$, lo cual proporciona un campo de visión total de $34' \times 34'$. La demás características de la cámara y de las CCDs individuales que la componen se enumeran en las tablas 3.1 y 3.2.

Esta cámara se usó para detectar **PN** en el cúmulo de Virgo y en el grupo compacto HCG44. Por ello, las imágenes se tomaron usando dos filtros: un filtro estrecho de

FWHM=60 Å centrado en 5027 Å para detectar la línea de [OIII] λ 5007 Å y un filtro en la banda B, centrado en 4407 Å y con FWHM=1022 Å (ver tabla 3.3).

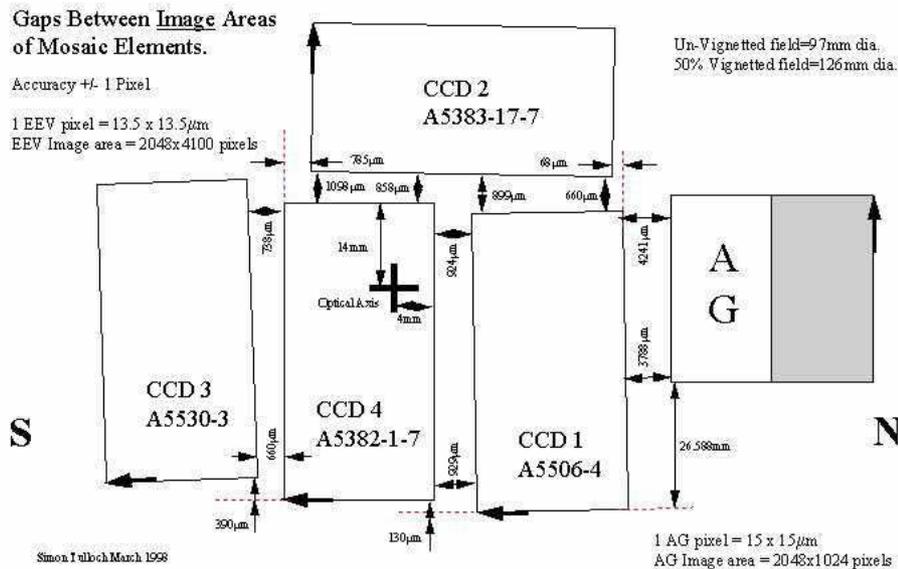
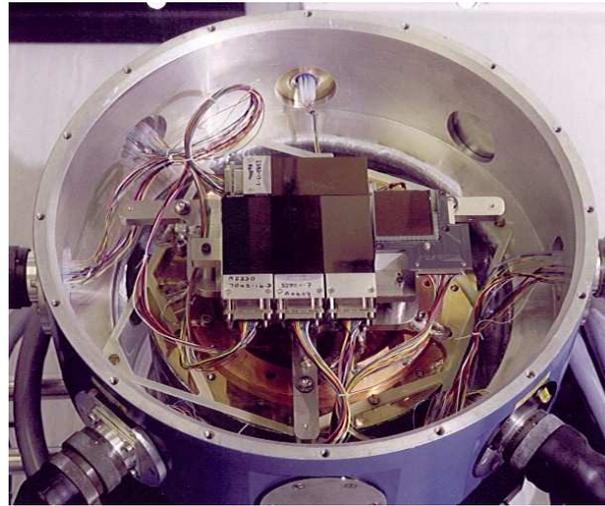


Figura 3.1: Panel superior: Estructura del mosaico de la WFC. Panel inferior: Disposición de las 4 CCDs que conforman la cámara (<http://www.ing.iac.es:8080/Astronomy/instruments/wfc/>)².

- **WFI:**

La Wide Field Imager (**WFI**) es una cámara con reductor de focal que está montada en el foco Cassegrain del telescopio 2.2m MPG/ESO, situado en el observatorio de La Silla (Chile). Tiene un campo de visión de 34'x33' y un tamaño de píxel de 0.238". La cámara global consta de 4x2 CCDs formando un mosaico de 2kx4k como se puede ver en la imagen de la figura 3.2. Las características básicas de esta cámara se exponen en la tabla 3.4.

Tabla 3.1: Características principales de la **WFC** y del telescopio **INT** ([http : //www.ing.iac.es : 8080/Astronomy/instruments/wfc/](http://www.ing.iac.es:8080/Astronomy/instruments/wfc/)).

Características	Valor
Detector CCD	EEV
Campo total	34'x34'
Tamaño de píxel	13.5 μm
Escala de píxel	0.333 arcsec/píxel
Tamaño útil de la CCD	2048x4096 píxeles
Número de CCDs	4
Tiempo de lectura	56 s
Saturación de la CCD	60000 ADUs
Apertura del telescopio	2.5m

Tabla 3.2: Características principales de las 4 CCDs que componen la **WFC** ([http : //www.ing.iac.es/Engineering/detectors/ultra_wfc.htm](http://www.ing.iac.es/Engineering/detectors/ultra_wfc.htm)).

CCD	Ruido lectura (e-)	Ganancia (e-/ADU)	Bias (ADU)	Corriente oscuridad (ADU/h)
1	5.9	2.8	1527	3.8
2	6.9	3.0	1590	3.3
3	8.5	2.5	1623	2.9
4	6.4	2.9	1644	2

Esta cámara se utilizó para detectar **PN** en el cúmulo de Virgo y el grupo de Leo. Las imágenes de los campos se tomaron usando 2 filtros estrechos de FWHM=80 Å y FWHM=28.2 Å centrados en 5023 Å para Virgo y 5026.1 Å para Leo, respectivamente. El filtro de banda ancha usado es un filtro V de Jhonson con una FWHM=893.8 Å y centrado en 5395 Å (ver tabla 3.3).

- **Suprime-Cam:**

La cámara **Suprime-Cam** del telescopio **SUBARU** (8.2m en Mauna Kea, Hawaii) es un mosaico que consta de 10 detectores CCDs de 10kx8k, situado en el foco primario del telescopio y con una escala de píxel de 0.2"/píxel que da un campo de visión de 30'x24' (ver figura 3.3). Las características principales de la cámara vienen expuestas en la tabla 3.5.

Esta cámara se utilizó para tomar varios campos del cúmulo de Virgo. Se usaron dos filtros estrechos centrados en 5021 Å y 6607 Å con una FWHM=74 y 101 Å respectivamente. En este caso, la toma de un segundo filtro estrecho centrado en 6607 Å será para obtener la emisión de la línea de H α de los objetos, y así poder identificar las **PN** con menos incertidumbre. No hemos tomado datos en H α en los campos observados con los otros instrumentos debido a los tiempos de observación

Tabla 3.3: Filtros usados en cada telescopio. En la tabla se especifica la longitud de onda central de cada filtro, y su anchura en Å.

Inst.	[OIII] Filtro	V/B	H α	R
WFI	5026.1 (28.2) ; 5023.9 (80.3)	5395.62 (893.86)	—	—
WFC	5027 (60)	4407 (1022)	—	—
Suprimecam	5021 (74)	—	6607 (101)	—

Tabla 3.4: Características principales de la **WFI** y del telescopio 2.2m MPG/ESO ([http : //www.ls.eso.org/lasilla/sciops/2p2/E2p2M/WFI/](http://www.ls.eso.org/lasilla/sciops/2p2/E2p2M/WFI/)).

Características	Valor
Detector CCD	EEV
Campo total	34'x33'
Tamaño de píxel	15 μ m
Escala de píxel	0.238 arcsec/píxel
Tamaño útil de la CCD	2048x4096
Número de CCDs	8
Factor de llenado	95.9%
Tiempo de lectura medio	27 s
Ruido de lectura medio	4.5 e-/píxel
Ganancia	2.0 e-/ADU
Saturación	>200,000e-
Apertura del telescopio	2.2 m
Foco del telescopio	Cassegrain (f/8)
Calidad intrínseca de imagen	0.4 arcsec
Distorsiones geométricas	\leq 0.08%

tan largos que necesitaríamos para ello en telescopios más pequeños. En los datos de **SUBARU**, los campos fueron tomados también en los filtros anchos V y R (ver tabla 3.3). Las imágenes de los campos del cúmulo de Virgo obtenidos con esta cámara, nos han sido cedidos ya reducidos por la Dra. Magda Arnaboldi y el Dr. Ortwin Gerhard integrantes de nuestro grupo de trabajo.

• FORS2

El espectrógrafo **FORS2** (*F*Ocal *R*educer and *l*ow *d*ispersion *S*pectrograph) se encuentra situado en el foco Cassegrain del telescopio **VLT** (*V*ery *L*arge *T*elescope) situado en el Observatorio de Paranal (Chile), más concretamente en el telescopio de 8m **ANTU**. Se trata de un instrumento diseñado para trabajar en el óptico y en el ultravioleta cercano, en un rango de longitud de onda entre 330-1100 *nm*, y con una escala de 0".2/píxel (usando el colimador estándar). El detector de **FORS2** está formado por un mosaico que consta de dos CCDs separadas 4" con un tamaño aproximado de

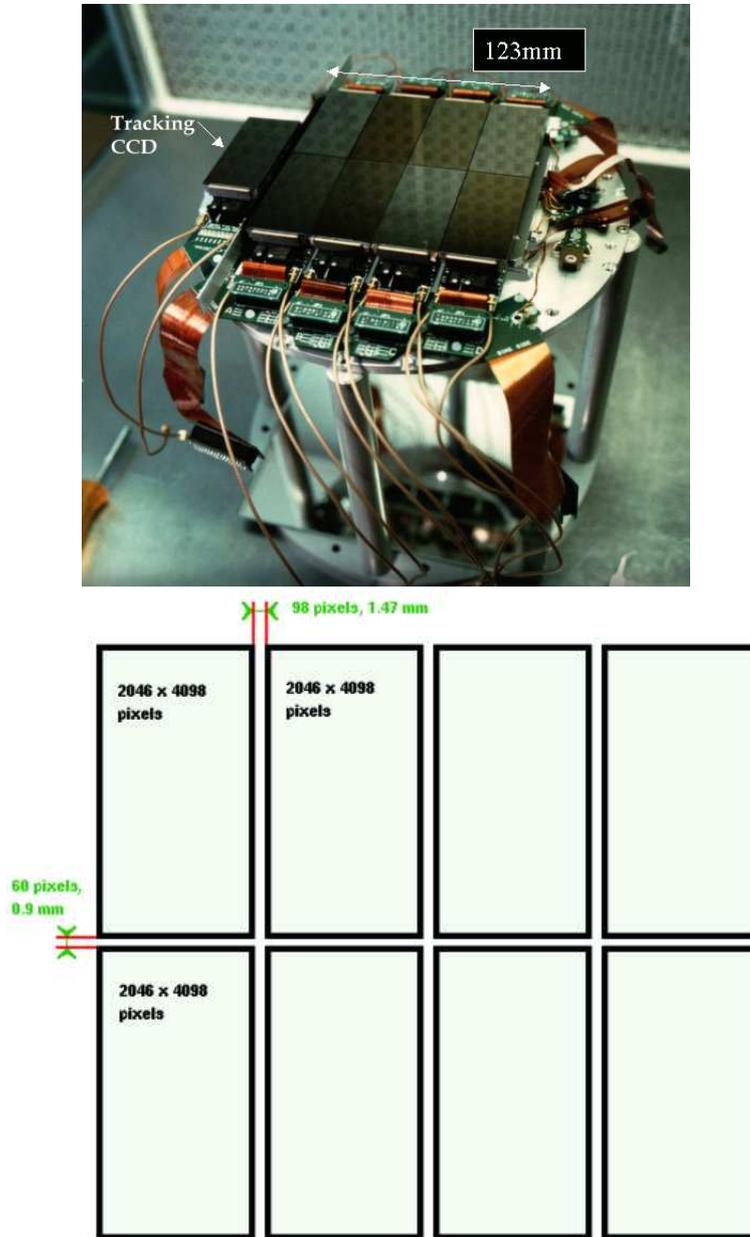


Figura 3.2: Panel superior: Imagen de la **WFI**. Panel inferior: Disposición de las 8 CCDs que conforman la cámara (<http://www.la.eso.org/lasilla/sciops/2p2/E2p2M/WFI/>).

2000×4000 píxeles cada una, y un tamaño de píxel de $15\mu\text{m} \times 15\mu\text{m}$, lo que da un campo de visión en el cielo de $6.8' \times 6.8'$ (ver figura 3.4).

Como consecuencia de un programa de servicio en el telescopio **VLT**, tomamos espectros con el **FORS2** de algunos objetos con líneas de emisión detectados en las imágenes fotométricas del grupo de Leo. Estos espectros fueron tomados para con-

Tabla 3.5: Características principales de la Suprime-Cam y del telescopio **SUBARU** ([http : //www.naoj.org/Observing/Instruments/SCam/index.html](http://www.naoj.org/Observing/Instruments/SCam/index.html) y Miyazaki et al. 2002).

Características	Valor
Detector	MIT/LL
Campo total	$\sim 34' \times 27'$
Tamaño de píxel	$15 \mu\text{m}$
Escala de píxel	0.20 arcsec/píxel
Tamaño útil de la CCD	2048x4096
Número de CCDs	10
Tiempo de lectura medio	60 s
Ruido de lectura medio	10 e-/píxel
Ganancia	2.6 e-/ADU
Saturación	80 000e-
Apertura del telescopio	8.2 m
Foco del telescopio	Foco primario (f/2.0)

firmar o refutar la identidad de estos objetos como **PN**. **FORS2** puede trabajar en diferentes modos de observación (5 en total), incluyendo el modo imagen; sustituyendo el elemento dispersor por un sistema óptico. En nuestro caso, para hacer la espectroscopia de los candidatos fotométricos en el grupo de Leo (se describirá con detalle en el capítulo 6), usamos el modo **MOS**. Este modo de operación consiste en realizar espectroscopia multiobjeto utilizando un sistema de rendijas móviles (ver figura 3.4). En cada exposición se puede observar un máximo de 19 objetos.

Este instrumento posee una amplia lista de grismas y filtros. En nuestro caso, hemos utilizado el GRIS-150I, con una dispersión de 6.7 \AA px^{-1} y un rango de longitudes de onda de 4500-10200 \AA se usó además un filtro para restringir el rango espectral. Este filtro fue el GG435+81.

3.2 Observaciones de los campos

Como se indicó en el capítulo 2, el objetivo principal de esta tesis es medir la **ICL** en varios grupos de galaxias y en el cúmulo de Virgo. Se pretende alcanzar una sensibilidad suficiente en el filtro estrecho como para detectar **PN** a la distancia de los grupos y cúmulos observados en la presente tesis. Según estudios anteriores de nuestro grupo en el cúmulo de Virgo (15 Mpc), necesitamos alcanzar una magnitud límite de $m_{5007}=27.0$, que corresponde a un flujo en la línea de $[\text{OIII}]\lambda 5007 \text{ \AA}$ de $5 \cdot 10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Además, los datos en el filtro ancho deben de ser lo suficientemente profundos para poder asegurarnos que los candidatos encontrados en la imagen de $[\text{OIII}]$ no emiten en la banda ancha. En algunos campos vamos a disponer también de observaciones en el filtro que contiene la línea de $\text{H}\alpha$. En estos casos, tenemos que tener en cuenta que la emisión del las **PN** en esta línea va a ser tres veces más débil que la línea de $[\text{OIII}]$, por lo que necesitaremos imágenes muy profundas en esta banda ($\text{H}\alpha$) para obtener alguna señal.

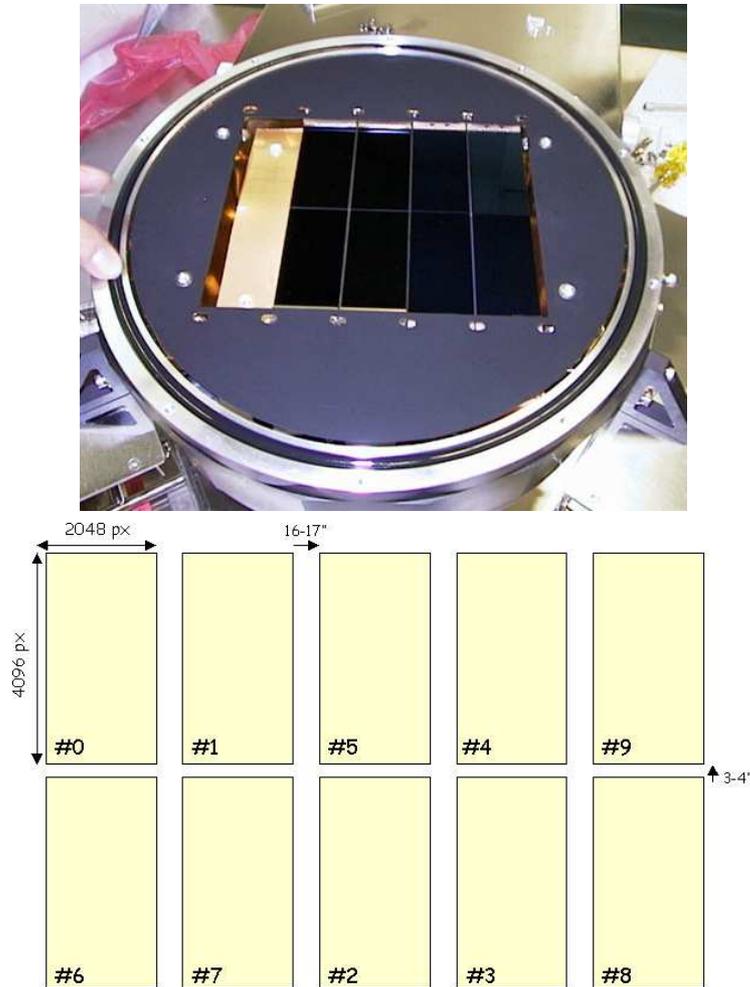


Figura 3.3: Panel superior: Imagen de la Suprime-Cam. Panel inferior: Disposición de las 10 CCDs que conforman la cámara (<http://www.naoj.org/Topics/2000/07/index.html>).

Las observaciones del cúmulo de Virgo se realizaron en varios periodos de tiempo desde 1999 hasta 2004. Uno de los objetivos principales de este trabajo es hacer un censo de la **ICL** en todo el cúmulo de Virgo, para ello se tomaron campos a diferentes distancias del centro del cúmulo (M87). En total, se han cartografiado 3.3 grados cuadrados de Virgo en los 11 campos estudiados (ver figura 3.5).

Antes de comenzar esta tesis, otros componentes de nuestro grupo de trabajo ya habían analizado 3 campos, denominados como **FCJ**, **RCN1** y **SUB**. Estos datos han estado a nuestra disposición en todo momento para comparar con los obtenidos en las observaciones que se han analizado en este trabajo y que corresponden a los 8 campos restantes del cúmulo de Virgo expuestos en la tabla 3.6. Hemos incluido los resultados **FCJ**, **RCN1** y **SUB** en este trabajo por completitud.

Por otra parte, los grupos de galaxias los hemos elegido basándonos principalmente en



Figura 3.4: Panel superior: Imagen del instrumento **FORS2** situado en el Observatorio de Paranal (Chile). Panel inferior: Sistema móvil de rendijas ajustables que usa el **FORS2** en modo **MOS**.

la distancia a la que están situados. Deben de estar a una distancia menor de 20-25 Mpc para poder utilizar el método de detección de **PN** con los telescopios del orden de 2.5 m y tener imágenes lo suficientemente profundas.

Así, se eligió el grupo de Leo por su cercanía y porque ya se poseían datos en la literatura de las funciones de luminosidad de las **PN** en las galaxias elípticas que componen este grupo (Ciardullo et al. 2002a), además de presentar una gran nube de **HI** en el medio intragrupo cuyo origen es todavía incierto. Por otra parte, se eligió un grupo compacto del catálogo de Hickson (Hickson 1995). Este tipo de objetos compactos tiene unas densidades comparables a los núcleos de los cúmulos de galaxias más ricos, pero con menor dispersión de velocidades. Así, se podrían comparar la **ICL** de estos dos entornos. Según el catálogo de Hickson (1995), sólo un grupo estaba a una distancia aceptable para observarlo con nuestra técnica, el grupo de HCG44, situado a 18.4 Mpc según Hickson (1992), similar al cúmulo de Virgo. Se trata además de un grupo evolucionado tipo 3a como indica el estudio de Verdes-Montenegro et al. (2001), por lo cual debería de presentar luz difusa en el medio intragrupo. La tabla 3.7 muestra las características básicas de las observaciones de cada campo: el tiempo de exposición por imagen; el número de imágenes tomadas por cada campo; el tiempo de exposición total; el *seeing* medio de la noche; la masa de aire media; y la fecha de observación.

Tabla 3.6: Campos observados para realizar este trabajo. Los tres campos iniciales (**FCJ**, **RCN1** y **SUB**) ya habían sido analizados por el grupo de trabajo antes de comenzar esta tesis; los demás campos de Virgo (**Core**, **LPC**, **LPRX**, **LPS**, **LPE**, **LSF**, **SUB2** y **SUB3**) así como los grupos de galaxias (Leo y HCG44) han sido analizados en este trabajo.

Campo	AR(J2000)	DEC(J2000)	Localización	Instrumento/Telescopio
FCJ	12:30:39	+12:38:1	C. Virgo	WFC, INT
SUB	12:25:47	+12:43:58	C. Virgo	Suprimecam, SUBARU 8 m
RCN1	12:26:13	+14:08:03	C. Virgo	WFI, ESO MPI 2.2 m
Core	12:27:48	+13:18:46	C. Virgo	WFI, ESO MPI 2.2 m
LPC	12:25:32	+12:14:39	C. Virgo	WFC, INT
LRX	12:28:00	+09:30:00	C. Virgo	WFC, INT
LPE	12:17:27	+13:41:30	C. Virgo	WFC, INT
LPS	12:27:34	+10:43:42	C. Virgo	WFC, INT
LSF	12:38:33	+12:08:41	C. Virgo	WFI, ESO MPI 2.2 m
SUB2	12:24:13	+14:09:01	C. Virgo	Suprimecam, SUBARU 8 m
SUB3	12:24:32	+15:21:21	C. Virgo	Suprimecam, SUBARU 8 m
LEO	10:47:36	+12:10:56	Gr. LEO I	WFI, ESO MPI 2.2 m
HCG44	10:18:13	+21:52:44	Gr. Comp. HCG44	WFC, INT

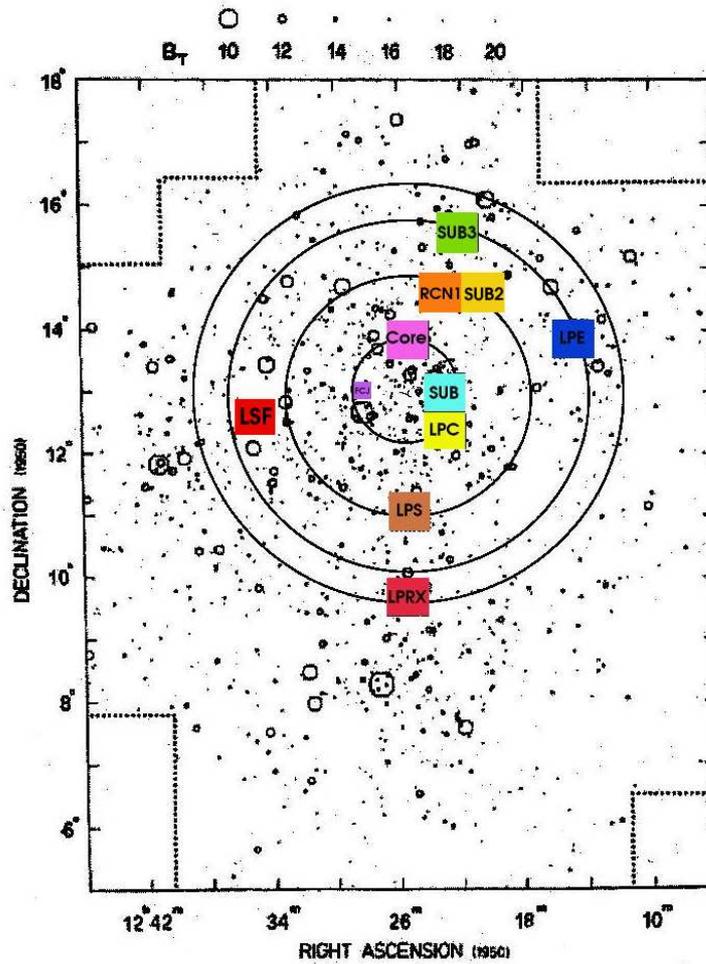


Figura 3.5: Campos observados en el cúmulo de Virgo (se han superpuesto nuestros campos a una gráfica con la distribución de las galaxias de Virgo tomada de Binggeli et al. 1987). En total, estos 11 campos representan 3.3 grados cuadrados del cúmulo de Virgo.

Tabla 3.7: Características de las observaciones de todos los campos estudiados durante este trabajo. Para cada campo y filtro presentamos: el tiempo de exposición por imagen (T_{exp}); el número de imágenes tomadas por cada campo (N. Im.); el tiempo de exposición total (T_{Tot}); el *seeing* medio de la noche (*Seeing*); la masa de aire media (MA); y la fecha de observación (Fecha).

Campo	Filtro	$T_{exp}(s)$	N. Im.	$T_{Tot}(s)$	<i>Seeing</i> (")	MA	Fecha
LEO	[OIII]	3000	6	18000	1.20	1.30	Marzo 1999
	V	300	6	1800	1.20	1.40	Marzo 1999
HCG44	[OIII]	3000	8	24000	1.30	1.18	Enero 2004
	B	600	24	14400	1.50	1.04	Enero 2004
Core	[OIII]	3000	8	24000	1.20	1.00	Marzo 1999
	V	300	8	2400	1.20	1.00	Marzo 1999
LPC	[OIII]	3000	9	27000	1.40	1.05	Febrero 2001
	B	600	9	5400	1.50	1.35	Febrero 2001
LRX	[OIII]	3000	9	27000	1.60	1.09	Marzo 2002
	B	600	12	7200	1.80	1.76	Marzo 2002
LPE	[OIII]	3000	9	27000	1.30	1.08	Abril 2004
	B	600	26	15600	1.50	1.52	Abril 2004
LPS	[OIII]	3000	9	27000	1.30	1.21	Abril 2004
	B	600	26	15600	1.50	1.47	Abril 2004
LSF	[OIII]	3000	9	27000	1.08	1.35	Marzo 2003
	V	550	9	4950	1.10	1.45	Marzo 2003
SUB2	[OIII]	600	6	3600	1.00	1.02	Enero 2003
	H α	900	10	9000	1.30	1.55	Abril 2003
	V	450	8	3600	1.10	1.02	Enero 2003
SUB3	R	180	8	1400	1.00	1.50	Enero 2003
	[OIII]	600	6	3600	1.00	1.02	Abril 2003
	H α	900	10	9000	1.05	1.06	Abril 2003
	V	450	8	3600	0.80	1.13	Enero 2003
	V	180	8	1400	1.30	1.38	Enero 2003

4

Reducción, astrometría y calibración de los datos

En este capítulo vamos a describir el proceso de reducción de datos que hemos llevado a cabo. A la hora de tratar imágenes de gran campo, nos vamos a encontrar con problemas intrínsecos a este tipo de datos, no presentes en observaciones con cámaras de campo menor. Como se dijo en el capítulo anterior, la reducción y la astrometría de las imágenes obtenidas con el telescopio **SUBARU** y la **Suprime-Cam** fue realizada utilizando los programas que ha desarrollado el equipo técnico del instrumento. Nosotros hemos reducido y realizado la astrometría solamente en los datos observados con las cámaras **WFC** y **WFI**, y a eso nos referiremos en este capítulo. Además, hablaremos también al proceso de reducción de los espectros que fueron tomados con el instrumento **FORS2** para los candidatos fotométricos a **PN** en el grupo de Leo.

4.1 Reducción de datos fotométricos

Para la reducción de los datos de cámaras de gran campo seguimos el procedimiento desarrollado por Alcalá et al (2002). Todas las tareas de reducción de datos fueron realizadas con el paquete *mscred* (*MoSaiC data REDuction system*) de **IRAF** (*Image Reduction and Data Facility*), desarrollado para procesar imágenes constituidas por mosaicos de CCDs. El hecho de que las imágenes estén formadas por varias CCDs, implica dificultades a la hora de realizar su reducción, como por ejemplo: distinta sensibilidad en cada CCD; distinta orientación espacial; introducción de efectos de distorsión en los bordes de la imagen o estructuras producidas por reflejos.

Las imágenes fueron corregidas de *bias* y *flat*. Además se corrigieron de *superflat* para eliminar la contaminación producida por la iluminación no uniforme en los *flats* de cielo en este tipo de cámaras. En general, las imágenes finales resultantes de estas cámaras se encuentran en formato FITS (*Flexible Image Transport System*) y se trata de ficheros multiextensión. Cada una de las extensiones va a corresponder a las imágenes de las distintas CCDs individuales que forman el mosaico. Así, en la **WFC** tendremos un fichero con las extensiones: 0, 1, 2, 3 y 4. Una para cada CCD, y la #0 que contiene la información global

de la imagen, además de toda la información de la geometría y orientación de las distintas CCDs (ver figura 4.1).

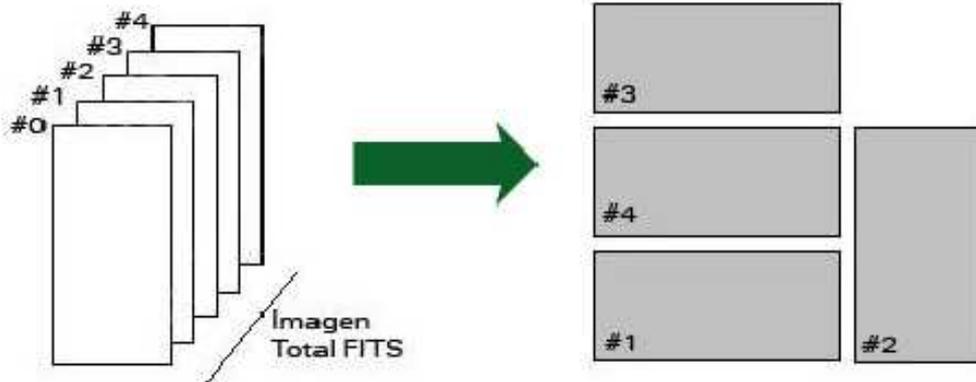


Figura 4.1: Esquema de la estructura de las imágenes resultantes de la **WFC**. Cada imagen va a estar compuesta por un cubo de datos cuyo tamaño será el correspondiente al número de CCDs del mosaico, más uno correspondiente a la información de la cabecera de la imagen, donde estará la información de la geometría global del mosaico. En el caso de la **WFC** tenemos cuatro CCDs (1, 2, 3 y 4) y la cabecera (0). La imagen gris sería la reconstrucción final de la imagen. Ocurre de forma similar para la **WFI**, pero con 8 CCDs.

Cada uno de los pasos seguidos para la reducción estándar están representados en la figura 4.2. A continuación vamos a explicarlos con más detalle.

4.1.1 Sustracción de *Bias*

El primer paso a realizar siempre es la eliminación de las cuentas del detector que no han sido producidas por ningún tipo de iluminación externa, sino por su nivel de *bias*. Más concretamente, se trata del nivel de señal electrónica que se añade a las imágenes para evitar errores de digitalización en las cámaras CCD. Para determinar este valor se utilizan exposiciones de tiempo cero.

También, se pueden usar las columnas de *overscan* en las imágenes científicas, que son zonas no iluminadas de cada CCD donde se obtiene de igual forma la señal a sustraer. En estos casos, se ha preferido usar la imagen de *bias* para eliminar posibles estructuras espaciales en las mismas. Este efecto está más acentuado en la **WFI**, donde hay más estructuras espaciales, sin embargo es despreciable para la **WFC**. Se comprobó además que el valor del *overscan* de las imágenes era estable a lo largo de la noche. Usando la tarea *zerocombine*, se hizo el promedio de varias imágenes para cada noche de observación (10 imágenes), creándose así un *bias* promedio que se sustrajo posteriormente a todas las imágenes científicas y de calibración. La sustracción del *bias* se llevó a cabo usando la tarea de **IRAF** *ccdproc*.

Poseíamos además datos de la corriente de oscuridad o *Dark* (como se le denomina comúnmente usando su nombre en inglés). Esta corriente es producida por el detector al

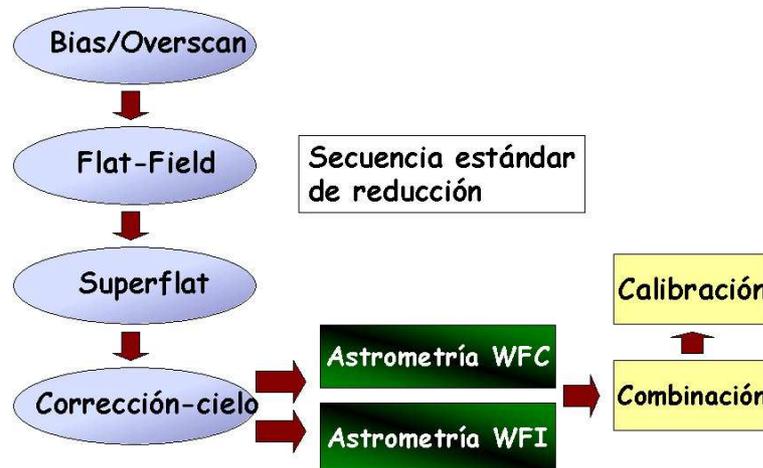


Figura 4.2: Esquema básico de los pasos seguidos para la reducción de las imágenes obtenidas con la **WFC** y la **WFI**.

estar funcionando a lo largo del tiempo, y es el resultado de cargas creadas en el semiconductor debido a la agitación térmica de la red cristalina y no tienen que ver con la radiación astronómica que queremos medir. Se la detecta tomando una imagen con el obturador cerrado. En estas cámaras el nivel de corriente de oscuridad con el tiempo es muy bajo (ver tabla 3.2 para la **WFC**) y por tanto despreciable.

4.1.2 Corrección de *Flat Field*

El siguiente paso es la homogeneización de la respuesta de cada píxel del detector mediante la normalización con exposiciones de iluminación uniforme. Corregiremos así para cada filtro de la diferente sensibilidad en cada uno de los píxeles que forman el detector.

Estas imágenes se pueden tomar iluminando uniformemente la cúpula del telescopio o con imágenes tomadas al atardecer o al amanecer en zonas sin estrellas. Se les denominan *flats de cúpula* o *flats de cielo*, respectivamente. En nuestro caso, utilizamos los *flats de cielo* para esta corrección debido a que poseían un mayor nivel de señal. Para obtener un buen *flat*, necesitamos un número suficiente de imágenes para combinarlas ($\sim 5-6$). Además, cada imagen de *flat* tiene que tener un número de cuentas que correspondan al rango lineal de la CCD. Posteriormente, usando la tarea de **IRAF** *flatcombine*, se escalan por la media todas las imágenes de *flat* disponibles, para luego combinarlas y normalizarlas utilizando el valor promedio de todas ellas para cada filtro. Dividiremos las imágenes científicas y de calibración por este *flat* normalizado.

4.1.3 Superflat

Como ya se comentó, las cámaras de gran campo sufren de efectos de iluminación. Incluso después de haber utilizado el *flat-field* en las imágenes, quedan patrones de luz residual debidos a la no homogeneidad del *flat-field*. Este efecto es debido a las grandes dimensiones del campo y va a producir un incremento de la luz en ciertas partes de la CCD.

Para eliminar este efecto, debemos utilizar el llamado *superflat*. Este *superflat* se construye promediando muchas imágenes de cielo que están desplazadas, usando un algoritmo para eliminar todas las fuentes sobre el nivel de fondo de cielo (estrellas, rayos cósmicos, galaxias, píxeles defectuosos, etc.). Nosotros no disponíamos de imágenes de cielo específicas para este *superflat*, por lo que se usaron las imágenes científicas. Como nuestros campos están tomados en zonas alejadas de las galaxias brillantes que forman el cúmulo de Virgo, no ha sido difícil construir un *superflat* con ellos. Finalmente, sólo quedará el patrón que queremos eliminar de las imágenes individuales.

Hay que tener cuidado a la hora de construir un *superflat* aceptable para que no queden residuos de estrellas o galaxias que se encuentren en las imágenes que vamos a combinar y que puedan degradar la calidad de la imagen final. Esto es bastante importante, ya que vamos a detectar **PN** muy débiles y necesitamos tener un cielo uniforme para no falsear la fotometría de los objetos detectados. En caso de existir alguna estrella saturada en una imagen, fue enmascarada antes de obtener el *superflat* para eliminar este patrón. En el panel izquierdo de la figura 4.3 se puede ver un ejemplo de la utilización de un *superflat* defectuoso en el que no se ha eliminado completamente la emisión de una galaxia del campo. Esto tiene como consecuencia la aparición de una mancha oscura cuando se le aplica a las imágenes científicas. En el panel derecho de la figura se observa esta misma imagen usando un *superflat* adecuado.

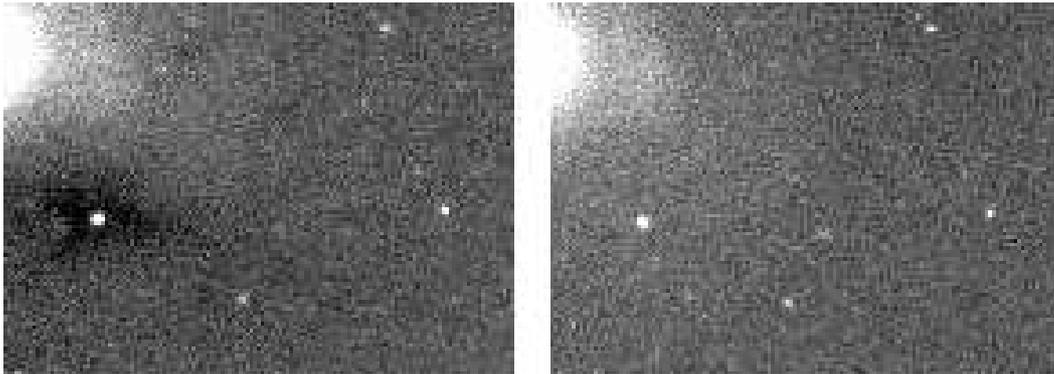


Figura 4.3: Panel izquierdo: Residuo que queda en la imagen final después de haberle aplicado el *superflat*, si éste no se ha construido adecuadamente. En este caso se trata de un residuo producido por una galaxia que se encontraba en alguna de las imágenes con la que se construyó el *superflat*. En el panel derecho se muestra esta misma imagen corregida usando un *superflat* adecuado enmascarando los objetos muy brillantes (galaxias, estrellas saturadas, etc.).

En resumen, el *superflat* corregirá las estructuras a gran escala producidas por la iluminación no uniforme, y el *flat de cielo* se encargará de corregir las estructuras de alta frecuencia producidas por las variaciones de sensibilidad entre los píxeles.

Otros efectos como el *fringing* afectan más a longitudes de onda más largas que las que usamos en este estudio y no se han tenido que corregir.

4.1.4 Sustracción de cielo

Una vez realizados todos los pasos anteriores, a la imagen corregida de *bias* y *flatfield* hay que sustraerle el fondo de cielo usando la tarea de **IRAF** *imsubfit*. Esta tarea va a dividir la imagen en varias *cajas* o regiones de un tamaño dado, determinando el valor medio de las cuentas en cada una de ellas. Posteriormente, a estos valores se ajusta una superficie. Dicha superficie puede ser un polinomio de *legendre*, *chebyshev* o *splines cúbicos y lineales*. En algunos casos hemos usado también una de las opciones existentes en SExtractor para eliminar el fondo de cielo (se explicará con más detalle la utilización de este programa en el capítulo siguiente). Las imágenes resultantes van a tener un fondo de cielo muy plano y homogéneo y con un valor ~ 0 ADUs. Esto es muy importante debido a que los objetos que queremos detectar son muy débiles.

4.2 Astrometría y combinación de imágenes

La astrometría de las imágenes resultantes del proceso de reducción, es un punto muy delicado en datos tomados con estas cámaras de gran campo (**WFC** y **WFI**). Necesitamos realizar una transformación entre el sistema de coordenadas físicas de la imagen (píxeles) y las coordenadas astronómicas (ascensión recta, AR; y declinación, DEC). Tenemos que tener una gran precisión en el conocimiento de la posición de cada objeto para realizar un buen alineado de las imágenes y poder combinarlas sin degradar su calidad. Además, una buena astrometría es importante para hacer posteriores estudios espectroscópicos de los objetos detectados. Las imágenes que salen directamente del telescopio no tienen una astrometría muy precisa, sobre todo con la precisión que nosotros necesitamos debido a las distorsiones espaciales que presentan las cámaras de gran campo. En algunos casos, ni siquiera se inserta ningún tipo de solución astrométrica en las cabeceras de las imágenes, como en el caso de la **WFI**.

El primer paso antes de realizar la astrometría, es disponer de un catálogo de los objetos de referencia que aparezcan en las imágenes en las que se quiere hacer la astrometría. En este caso se utilizó el catálogo **USNOB**¹ (*U.S. Naval Observatory*, Monet et al. 2002). Este catálogo es uno de los que contienen mayor número de fuentes con posiciones conocidas que hay en la literatura científica, concretamente consta de 1042618261 objetos distribuidos en todo el cielo hasta una magnitud de $V=21$.

La astrometría en la **WFI** y **WFC** se llevó a cabo de forma diferente. Vamos a explicar con detalle los pasos que se realizaron para cada instrumento por separado.

4.2.1 Astrometría de la *WFI*

La astrometría con la **WFI** se realizó de forma sencilla debido a que, en este caso, la orientación de todas las CCDs es la misma (ver figura 3.2) y es más fácil recomponer la imagen total a partir de los distintos mosaicos usando la tarea *mscimage*. Por tanto, la astrometría de esta cámara se llevó a cabo de forma simultánea en todas las CCDs, obteniendo así una astrometría global para toda la imagen. Los pasos seguidos fueron los

¹Este catálogo es accesible en la página del *Vizier* del *Centre de Données astronomiques de Strasbourg* (**CDS**): <http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/VizieR?-source=I/284>

que se enumeran a continuación y en la figura 4.4 se esquematiza el procedimiento seguido. Este proceso se llevó a cabo para cada uno de los filtros de forma independiente.

- Una vez que las imágenes han sido reducidas como se indica en el apartado 4.1, hay que eliminar cualquier resto de astrometría errónea de las cabeceras de las imágenes. Esto se consigue con la tarea `images.imcoords.wcsreset`, que va a borrar de la cabecera de las imágenes cualquier información previa que existiera de la AR o DEC de cada elemento del detector.
- Elegimos una de las imágenes en las que se quiere realizar la astrometría y la consideramos como la imagen de referencia. Usualmente será la que tenga menor masa de aire. En general, en nuestras observaciones, la diferencia en la masa de aire de las imágenes individuales no va a degradar la astrometría, ya que en ninguno de los casos tenemos masas de aire superiores a 1.5.
- Utilizando el catálogo de **USNOB**, fijamos el punto cero de referencia para la astrometría. Para ello, se utiliza una estrella de referencia, de la que sabemos sus coordenadas exactas en el catálogo **USNOB** y ha sido localizada con exactitud en la imagen de referencia. Utilizando la tarea de **IRAF** `msczero` varias veces, se conseguirá fijar correctamente las coordenadas de esta estrella de referencia. La estrella no debe estar saturada y debe estar centrada en la imagen global, para que la solución astrométrica sea suficientemente buena, incluso en los extremos de la imagen.
- Posteriormente, utilizando la tarea `msctpeak` del paquete `mscfinder` (de `mscred`), se perfecciona la astrometría global de esa imagen ajustando el resto de las estrellas del catálogo **USNOB** que caen dentro del campo. Esta tarea emplea diversas funciones (en nuestro caso hemos utilizado un polinomio de orden 3) para ajustar la superficie de transformación entre las coordenadas que queremos comparar; en este caso las coordenadas físicas de las CCDs y la AR y DEC con una precisión mayor de 1 píxel, que equivaldría a un $rms \leq 0.24''$. Se obtendrá finalmente con esta tarea una matriz de distorsión para el ajuste.
- Una vez realizada la astrometría en la imagen de referencia, se procede a proyectarla en una imagen única de 8k x 8k utilizando la tarea `mscimage`. Este comando va a reconstruir la imagen a partir de: las CCDs individuales; la información que hay en la cabecera de la imagen; y la astrometría inicial realizada (de forma análoga a la figura 4.1, pero para la **WFI**).
- Posteriormente, extraemos un catálogo de fuentes en la imagen de referencia en la que ya se ha hecho la astrometría, esto se lleva a cabo utilizando la tarea `daofind` de **IRAF**. Este catálogo contendrá un número mayor de fuentes que el **USNOB** debido a que nuestras imágenes son muy profundas y nos permite realizar una astrometría más precisa en las demás imágenes y un mejor alineado con respecto a la imagen de referencia.
- Para realizar la astrometría en las demás imágenes del campo, se utilizará la tarea `mscsetwcs`. Dicha tarea va a utilizar la matriz de distorsión obtenida en el astrometría

de la imagen de referencia para ajustar el resto las imágenes, introduciendo la nueva astrometría en sus cabeceras. Una vez hecha la astrometría todas las imágenes, se procede a mejorar la misma utilizando *msccmatch* que va a ir ajustando más finamente la astrometría utilizando una relación lineal entre las posiciones observadas y las coordenadas de referencia. Esto incluirá desplazamientos del punto cero, cambios de escala y rotaciones de los ejes que quedarán registrados en la cabecera de la imagen. Posteriormente se proyectan las imágenes en una imagen 8k x 8k con *mscimage*, de igual forma que para la imagen de referencia.



Figura 4.4: Esquema donde se indican los pasos seguidos para realizar la astrometría de las imágenes tomadas con la **WFI**.

- El último paso es escalar las imágenes y añadir los puntos cero para poner todas las imágenes al mismo nivel de cuentas, utilizando una de ellas como referencia. Hay que tener en cuenta que todas nuestras imágenes tienen el mismo tiempo de exposición y no tendremos que hacer ningún escalado en ese sentido. Para este paso se utilizó la tarea *mscimage*, que se encarga de determinar las escalas de las imágenes midiendo el flujo de un conjunto de estrellas conocidas en cada imagen y comparándolo con el flujo de esas mismas estrellas en la imagen de referencia. Posteriormente se guardan dichos valores en las cabeceras de las imágenes para el siguiente paso.
- Finalmente, las imágenes de un mismo campo y filtro van a ser combinadas con la tarea *mscstack*. Las imágenes han sido tomadas con un desplazamiento relativo entre ellas de varios segundos de arco, por eso, utilizando algún algoritmo de rechazo, podemos eliminar la contribución de píxeles defectuosos o rayos cósmicos que pudieran contaminar la imagen final. Este comando va a dar como resultado una imagen promediada con una alta relación S/R (ver figura 4.5).

4.2.2 Astrometría de la WFC

La astrometría de la **WFC** resultó ser más complicada, debido principalmente a: la orientación de sus mosaicos; al viñeteo que tienen algunas de sus CCDs; y en general, como ocurre con todas las cámaras de gran campo, las deformaciones que puede tener la imagen debido a su gran extensión. Los pasos realizados para realizar la astrometría de la **WFC** se enumeran a continuación. En este caso, este proceso se llevó a cabo para cada una de las CCDs de forma individual en cada mosaico de los campos. Con lo cual se obtuvo una astrometría para cada CCD en lugar de una global como para el caso de la **WFI**.

Los pasos seguidos vienen esquematizados en la figura 4.7, y son los siguientes:

- En primer lugar, rotamos cada una de las CCDs para tener la AR en el eje x y la DEC en el eje y y poder comparar estos objetos con el catálogo de referencia **USNOB**.
- Posteriormente, se resetea cualquier tipo de información sobre la astrometría con la tarea `images.imcoords.wcsreset`, como en el caso de la **WFI**.
- Se elige la imagen con menos masa de aire como referencia. En la que se va a hacer la astrometría en primer lugar.
- Se escoge una estrella de referencia del catálogo de **USNOB**, viendo su localización exacta en el campo. Como para la **WFI**, buscamos una estrella que esté preferiblemente en la zona central de la CCD en la que queremos determinar la astrometría y no esté saturada. Si usamos una estrella que está situada demasiado hacia uno de los bordes del *chip*, el borde opuesto será más difícil de ajustar (ver figura 4.8, donde la mala astrometría y posterior combinación de imágenes produce no sólo *mala astrometría*, sino también deformaciones. Esta esquina corresponde a la CCD3 de la **WFC** que posee viñeteo y su astrometría siempre da problemas y hace difícil su ajuste).
- Usando la tarea `images.imcoords.ccfind`, a partir de las coordenadas AR (hh:mm:ss) y DEC (dd:mm:ss) de la estrella de referencia, este programa se encarga de localizar el resto de estrellas del catálogo de **USNOB** en la imagen en la que queremos realizar la astrometría. `Ccfind` calcula las coordenadas en píxeles de cada objeto de la imagen, y aplica luego un algoritmo para calcular su centroide. Esta tarea da como resultado una serie de ficheros de salida que serán utilizados a continuación por la tarea `ccmap`. Contiene además un parámetro denominado `usewcs`. Si está en modo "no", entonces `ccfind` partirá de cero en su ajuste de la AR y DEC, si por el contrario está en modo "yes", usará el ajuste anterior como referencia y lo hará más fino. Un ejemplo de este ajuste iterativo viene dado en las figuras 4.9 y 4.10. En la figura 4.9 se muestra el ajuste de las estrellas del catálogo de **USNOB** sobre las imágenes de la **WFC**, concretamente de la CCD3 del campo de Virgo **LPRX**. Los paneles superiores corresponden al ajuste de la solución astrométrica en el eje x de la imagen (AR). Los paneles inferiores, lo mismo para el eje y de la imagen (DEC). Se observa que en la primera iteración (paneles de la izquierda de la figura 4.9), el *rms* del ajuste es muy grande y la solución astrométrica es mala. Una vez se va refinando el ajuste, repitiendo el proceso con `ccfind`, el *rms* disminuye y la solución va a ser más exacta

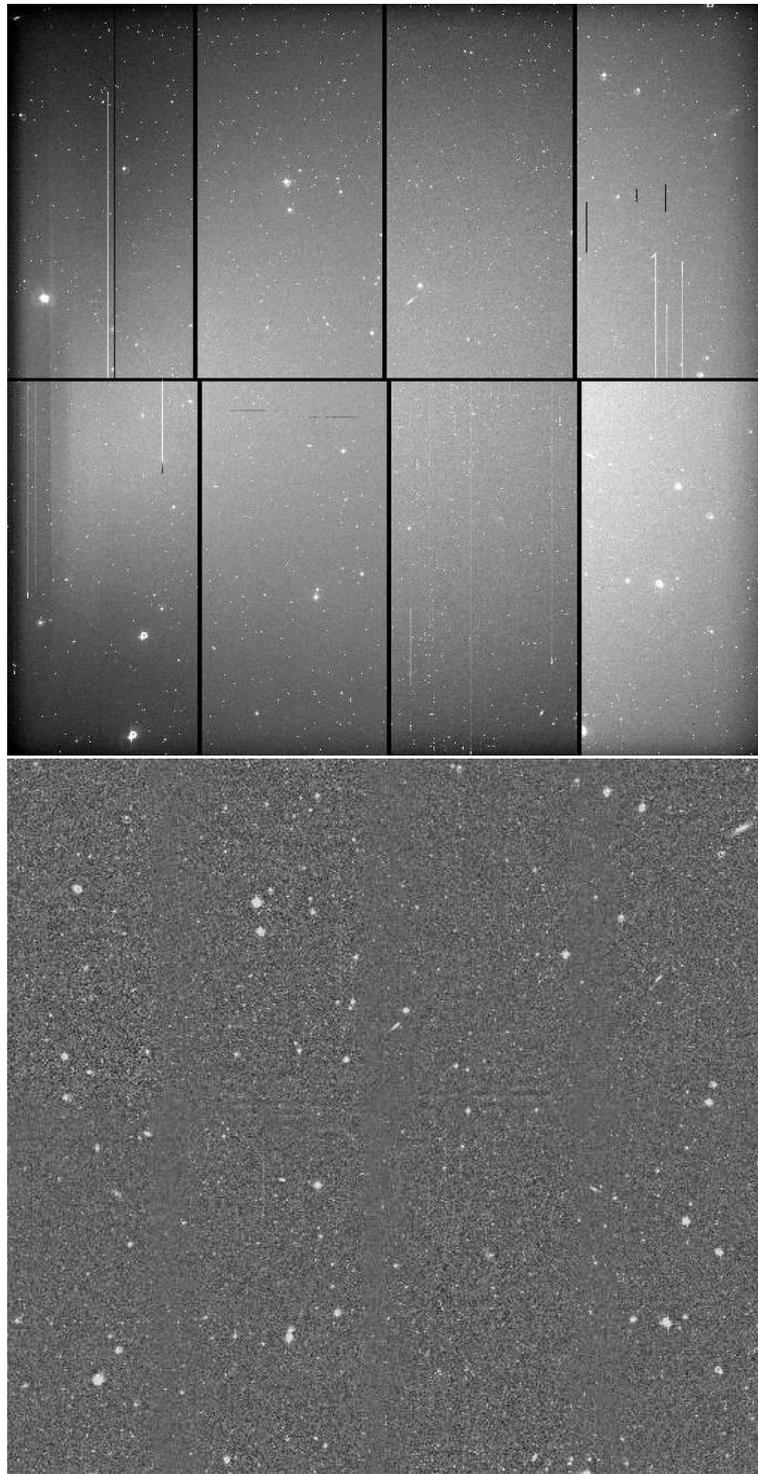


Figura 4.5: Imagen tomada con la **WFI** del campo de Virgo **LSF** en el filtro estrecho que contiene a la línea de $[\text{OIII}]\lambda 5007 \text{ \AA}$. El panel superior muestra la imagen original, mientras que el panel inferior muestra la imagen final tras la reducción y combinación de todas las imágenes del campo disponibles después de la astrometría.

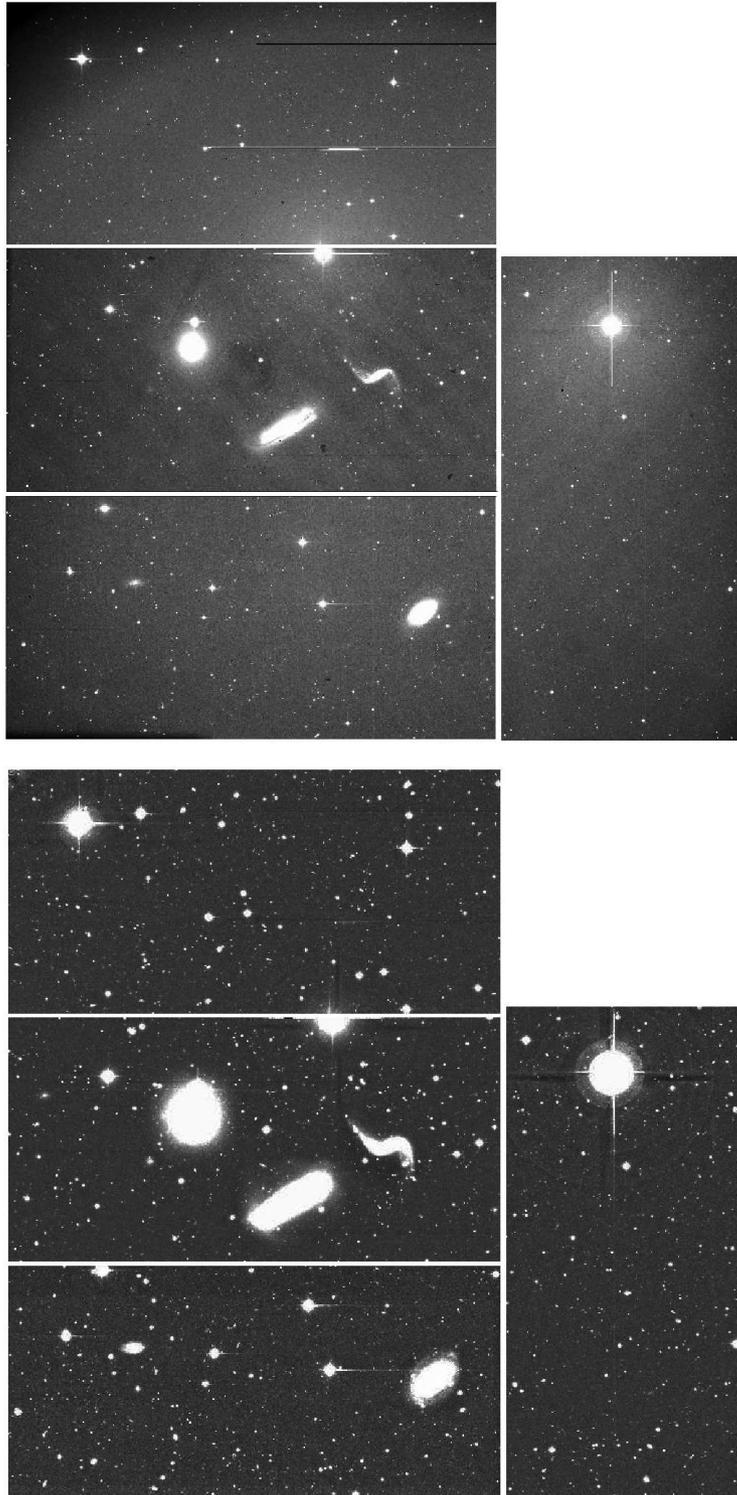


Figura 4.6: Imagen tomada con la **WFC** del grupo HCG44 en el filtro estrecho que contiene a la línea de $[\text{OIII}]\lambda 5007 \text{ \AA}$. El panel superior muestra la imagen original, mientras que en el panel inferior se muestra la imagen final tras la reducción, astrometría y combinación.

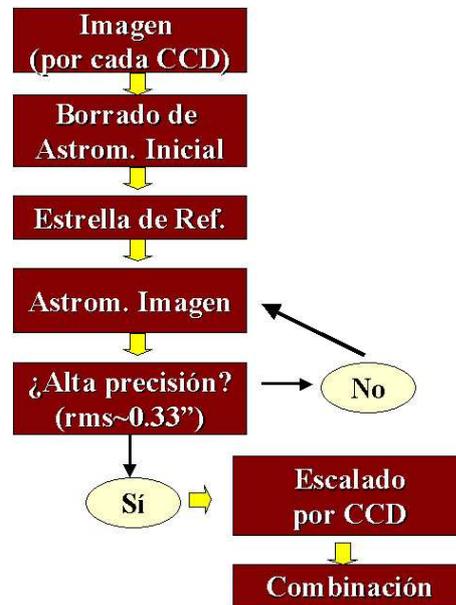


Figura 4.7: Esquema donde se indican los pasos seguidos para realizar la astrometría las imágenes tomadas con la **WFC**.

(paneles de la izquierda de la figura 4.9). El proceso va a converger a la segunda o tercera iteración cuando alcanzamos un *rms* en segundos de arco del orden del tamaño del píxel de la cámara. La figura 4.10 muestra un trozo de una imagen sobre la que se quería realizar la astrometría. En el panel superior la astrometría inicial no es buena y *ccfind* no es capaz de encontrar las estrellas del catálogo **USNOB** (círculos verdes del panel superior). Una vez realizadas varias iteraciones, la solución astrométrica converge (panel inferior de la figura 4.10).

- La tarea *ccmap*, se encarga de buscar una solución matemática para ajustar la astrometría usando las estrellas encontradas en el paso anterior. Esta tarea calcula las funciones que hay que aplicarles a los píxeles de la imagen (traslaciones y rotaciones) para obtener la solución astrométrica (en este caso un polinomio de grado 5).
- El siguiente paso es aplicar toda esta serie de ajustes a la imagen para obtener una imagen final con una astrometría correcta y corregida de deformaciones espaciales. Para los siguientes pasos tenemos que activar los paquetes de **IRAF**, *artdata*, *imcoords*, *immatch* y *mscred*. La tarea *mkpattern*, se va a encargar de crear la *imagen-base* donde vamos a trabajar, con las dimensiones que va a tener la imagen a ajustar. Posteriormente, la tarea *ccsetwcs*, crea una imagen con una astrometría correcta usando las soluciones obtenidas por *ccmap*.
- La tarea *mscimatch*, se encargará de escalar las intensidades en cada imagen de una misma CCD de igual forma que para la **WFI**, para proceder luego a combinarlas con el *mscstack* y así obtener la imagen final. El resultado por cada campo observado y



Figura 4.8: Detalle de la combinación final de las imágenes de un campo de Virgo (**LPRX**), concretamente se trata de la esquina superior izquierda de la CCD3 de la **WFC**. En el panel superior, se han combinado las imágenes disponibles usando la astrometría básica de la cabecera de las mismas; en el panel inferior, la combinación se ha llevado a cabo después de implementar una nueva astrometría más precisa en la cabecera de las imágenes. En el segundo caso, se aprecia claramente que las estrellas son círculos y no se produce el desdoblamiento que se observa en el panel superior. Esta CCD está fuertemente afectada de viñeteo en esta esquina, lo que la convierte en la región de la **WFC** más difícil para realizar un buen ajuste de la astrometría.

filtro serán 4 imágenes (una por cada CCD de la **WFC**) ya listas para estudiar (ver figura 4.6).

4.3 Calibración de las imágenes en flujo

Para la calibración en flujo, disponemos de datos de estrellas estándares espectrofotométricas tomadas cada noche de observación. Estas estrellas han sido observadas en las mismas condiciones que las imágenes científicas y están próximas a dichos campos.

Como hemos dicho en varias ocasiones, en las **PN** la línea con más emisión es la línea de $[OIII]\lambda 5007$ (Dopita et al. 1992). El flujo integrado en la línea de $[OIII]\lambda 5007$ para las **PN** se expresa en el sistema de magnitudes m_{5007} , introducido por Jacoby et al. (1990). Este sistema de magnitudes se define de la siguiente forma:

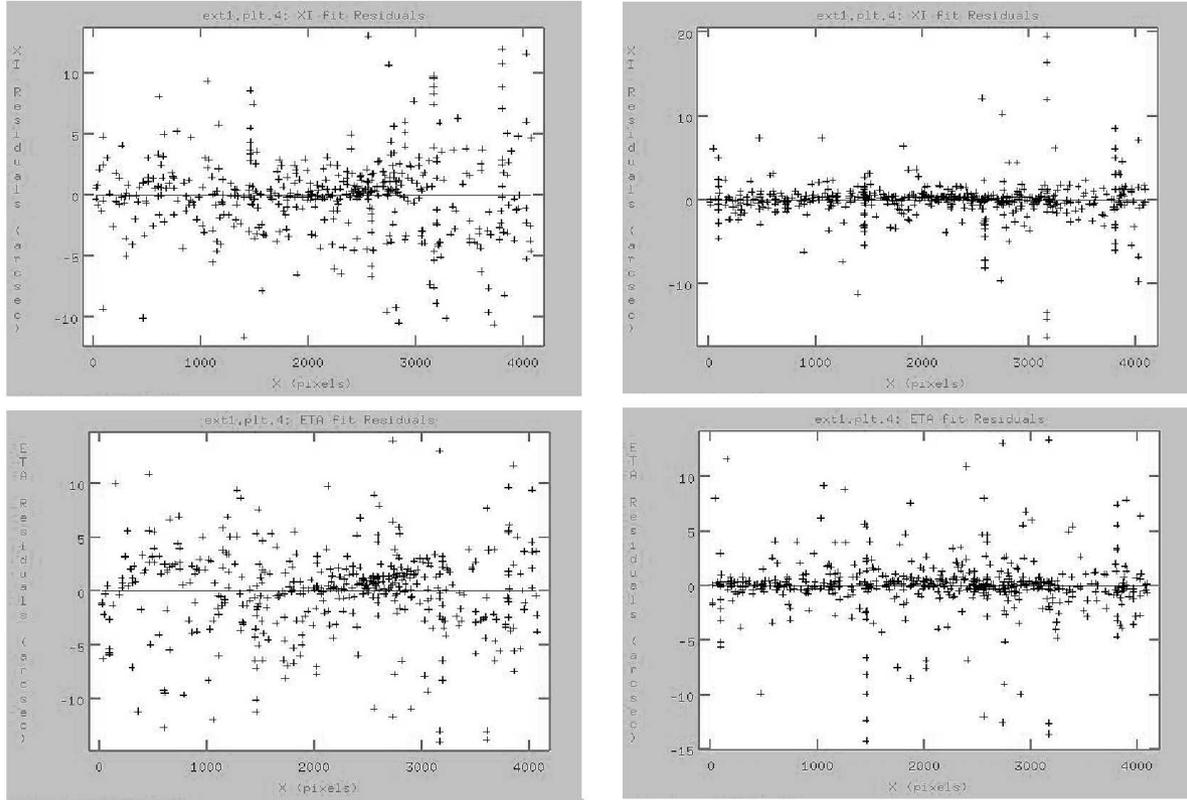


Figura 4.9: Ajuste de las estrellas del catálogo de **USNOB** sobre las imágenes de la **WFC**, concretamente de la CCD3 del campo de Virgo **LPRX**. Los paneles superiores corresponden al ajuste de la solución astrométrica en el eje x de la imagen (AR). Los paneles inferiores representan lo mismo para el eje y de la imagen (DEC). Se observa que en la primera iteración (paneles de la izquierda), el rms del ajuste es muy grande y la solución astrométrica es mala. Una vez se va refinando el ajuste, repitiendo el proceso con *ccfind*, el rms disminuye y la solución va a ser más exacta (paneles de la izquierda). El proceso va a converger a la segunda o tercera iteración.

$$m(5007) = -2.5 \log F_{5007} - 13.74 \quad (4.1)$$

Siendo F_{5007} el flujo total en la línea de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ en $\text{ergs cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ para cada **PN**. En nuestro caso usaremos también el sistema de magnitudes **AB** (Theuns & Warren 1997). Este sistema se ha normalizado al flujo de Vega como fue descrito por Oke (1990):

$$m_{AB} = -2.5(\log f_{\nu} + 19.436) \quad (4.2)$$

Siendo f_{ν} representa el flujo en $\text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1}$. La relación entre ambos sistemas de magnitudes va a depender básicamente de la anchura del filtro estrecho usado en cada caso (Jacoby 1989).

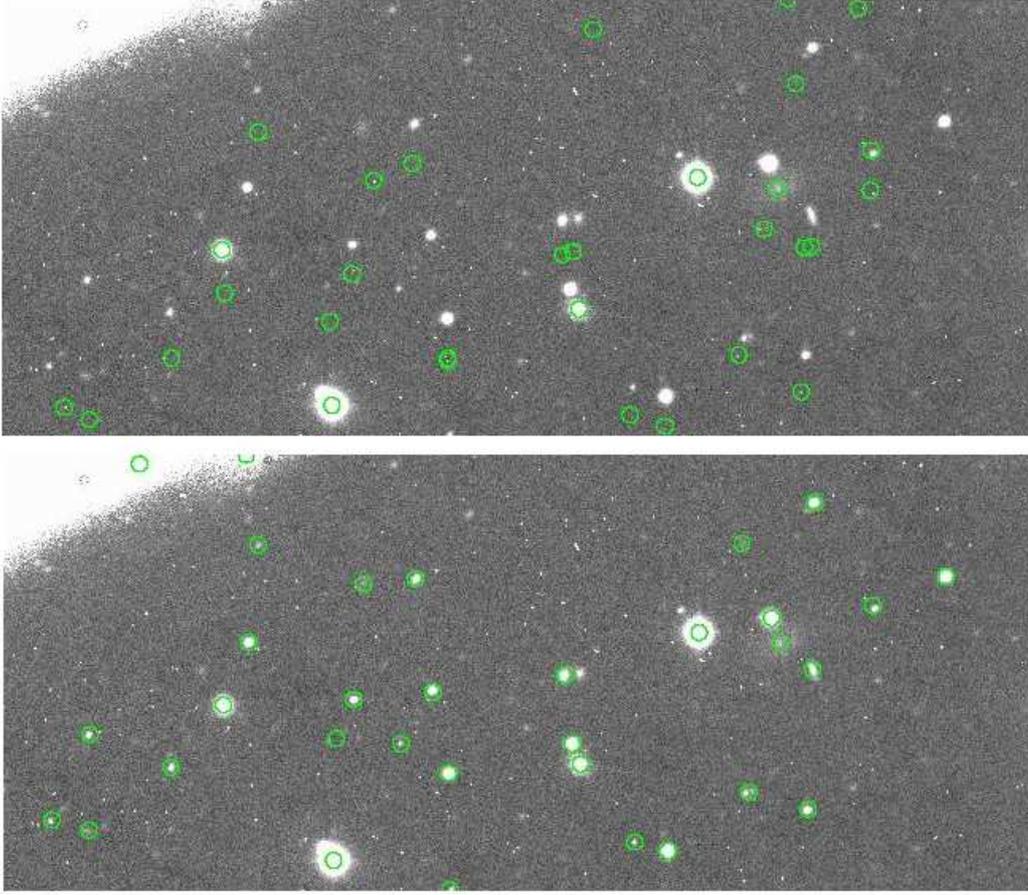


Figura 4.10: Trozo de una imagen tomada con la **WFC** en la CCD3 del campo **LPRX** de Virgo. En la esquina superior izquierda se puede ver el efecto del viñeteo en esta CCD, lo que la hace más difícil que las demás para obtener una solución astrométrica. En el panel superior la astrometría inicial no es buena y *ccfind* no es capaz de encontrar las estrellas del catálogo **USNOB** (círculos verdes). Una vez realizadas varias iteraciones, la solución astrométrica converge (panel inferior).

$$m_{AB} = -2.5 \log F_{5007} - 2.5 \log \left(\frac{\lambda_c^2}{\Delta \lambda_{eff} C} \right) - 48.59 \quad (4.3)$$

Por tanto:

$$m_{AB} = m(5007) - \left(-2.5 \log \left(\frac{\lambda_c^2}{\Delta \lambda_{eff} C} \right) - 34.85 \right) \quad (4.4)$$

Siendo $\Delta \lambda_{eff} = \int d\lambda T(\lambda)$; λ_c la longitud de onda central del filtro; y $T(\lambda)$ su transmitancia. Los factores de conversión entre los dos sistemas de magnitudes, para los distintos filtros usados, vienen especificados en la tabla 4.1. Para la calibración en los filtros estrechos mediante los sistemas de magnitudes descritos anteriormente, se tomaron datos de diversas estrellas estándares espectrofotométricas.

Tabla 4.1: Factores de conversión para pasar de magnitudes en el sistema **AB** al de m(5007) (ver ecuación 4.3).

Cámara	Factor
WFI (Filtro 28.2)	3.54
WFI (Filtro 80.8)	2.51
WFC	3.02
Suprime-Cam	2.73

Para la calibración del filtro [OIII] en el sistema de magnitudes **AB**, se usaron las expresiones de Jacoby et al. (1987), siguiendo el siguiente razonamiento. La distribución de energía se asume que es constante sobre todo el filtro de banda estrecha, por lo que el flujo incidente sobre el detector será:

$$F_{Tot} = F_{\lambda} \Delta_{\lambda} T(\lambda) \quad (4.5)$$

Donde F_{λ} es el flujo monocromático de las estrellas sobre la atmósfera en $\text{erg s}^{-1} \text{Å}^{-1} \text{cm}^{-1}$ y F_{Tot} es el flujo total observado en la banda del filtro estrecho en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-1}$. La sensibilidad del sistema, incluyendo los efectos de la óptica del telescopio y la respuesta del detector, viene dada por la expresión:

$$S = \frac{F_{Tot}}{C 10^{0.4KX}} \quad (4.6)$$

donde **K** es la extinción atmosférica en magnitudes por masa de aire para el filtro estrecho que estamos considerando; **X** es la masa de aire media durante las observaciones que se quieren calibrar; **C** es la medida de las cuentas estelares, la cual es obtenida con la tarea de **IRAF phot**.

Para los objetos que queremos estudiar, las **PN**, tendríamos la expresión anterior de la siguiente manera:

$$S_{PN(OIII)} = \frac{F_{PN_{Tot}(OIII)}}{C_{PN} 10^{0.4KX_{PN}}} \quad (4.7)$$

$$F_{PN_{Tot}(OIII)} = \int F_{PN_L} T(\lambda) d\lambda \quad (4.8)$$

donde los parámetros **S_{PN}**, **F_{PN_{Tot}}**, **C_{PN}** y **X_{PN}**, significan lo mismo que para el caso anterior, pero para las imágenes científicas. Además, F_{PN_L} será el flujo monocromático de la línea de emisión de [OIII] λ 5007 de las **PN**. Teniendo en cuenta que la sensibilidad del detector a esa longitud de onda va a ser la misma para las imágenes científicas y para las de estrellas de calibración, igualando la ecuación 4.6 y 4.7, tenemos:

$$m_{AB_{PN}} = -2.5 \log(C_{PN}) + [m_{AB_*} + 2.5 \log(C_{PN}) + K(X_* - X_{PN})] \quad (4.9)$$

Los subíndices indican si se trata del valor correspondiente a la estrella estándar (*) o a las imágenes científicas (**PN**). Por lo que la constante de calibración de las imágenes

científicas en el filtro estrecho y en el sistema **AB**, vendría dada por la expresión entre corchetes. Consideramos aquí que las cuentas obtenidas con *phot* están normalizadas por el tiempo de exposición, si no, habría que añadir el término temporal tanto para las imágenes científicas como para las de calibración ($2.5\log T_{exp}$).

Para las calibraciones en los filtros de banda ancha se usó el método estándar basado en la siguiente ecuación.

$$m_* = -2.5\log C_* + 2.5\log T_{exp} + S_* - KX_* \quad (4.10)$$

Siendo m_* la magnitud aparente de la estrella sacada de los catálogos, C_* las cuentas en **ADU** de la estrella estándar obtenidas con la tarea de **IRAF phot**, T_{exp} el tiempo de exposición de la imagen, S_* la constante que transforma las magnitudes instrumentales al sistema estándar, K la constante de extinción atmosférica para la banda del espectro que estamos analizando y X_* la masa de aire a la que fue tomada esa imagen. La extinción atmosférica utilizada en todos los casos, fue una extinción promedio para cada banda en los distintos telescopios, ya que en la mayoría de los casos no teníamos una cantidad suficiente de estrellas estándares a distinta masa de aire para sacar este coeficiente con la suficiente precisión.

Los puntos cero de las imágenes para 1 s de tiempo de exposición son los que se muestran en la tabla 4.2.

Tabla 4.2: Puntos cero en la calibración de cada campo en cada filtro. Estos números en cada filtro son un promedio de los valores obtenidos para cada CCD de los mosaicos.

Campo	OIII	V/B	H α	R
LPC	21.40	24.43	—	—
LRX	21.65	24.54	—	—
LPE y LPS	21.41	24.60	—	—
LSF	20.40	24.10	—	—
SUB2 y SUB3	23.99	26.99	24.55	27.03
LEO	20.38	23.97	—	—
HCG44	21.50	24.53	—	—

4.4 Reducción de datos espectroscópicos

Para algunos objetos en emisión en el grupo de Leo detectados fotométricamente (ver método en el capítulo 5), tomamos espectros para validar la naturaleza de los mismos. Los espectros fueron tomados en el telescopio **VLT** con el espectrógrafo **FORS2** (ver apartado 3.1 del capítulo 3) en modo **MOS**. La configuración de las máscaras para la obtención de los espectros, se realizó tomando como referencia la posición de los candidatos a **PN**. Al poder tomar 19 espectros distintos en una exposición, la máscara se optimizó para intentar medir el número máximo de candidatos.

La espectroscopía se llevó a cabo con los candidatos seleccionados en el campo del grupo de Leo que fue uno de los primeros campos estudiados fotométricamente (los resultados se

exponen con detalle en el capítulo 6). Las observaciones se llevaron a cabo en las noches del 13-14 de Abril de 2002 en tiempo de servicio. Las exposiciones totales fueron de 5x1800 s, y se realizaron medidas de estrellas de calibración al principio y al final de las noches.

La reducción estándar de los espectros se realizó siguiendo los siguientes pasos.

- **Bias y Flat-field** De igual manera que para el caso de las imágenes fotométricas, habrá que corregir los espectros de *bias* y *flat-field*. El *bias* se aplicará de forma similar, combinando las imágenes individuales de *bias* con la tarea *zerocombine* y restándosela a los espectros científicos con la tarea *ccdproc*. El flat también se creará con la tarea *flatcombine* de igual manera que para los datos fotométricos. Las imágenes de *flat-field* se han obtenido usando una lámpara de continuo con una dispersión lo suficientemente grande para dar lugar a un espectro en el que las características de la lámpara no presenten problemas y sólo se aprecie la variación de sensibilidad de cada píxel.
- **Localización del espectro en la imagen.** Para el caso de los espectros tomados con **MOS**, cortaremos los espectros individuales para analizarlos de forma independiente, ya que están todos localizados en la misma imagen en forma de bandas.
- **Definir ventana de extracción y ventana para medir el fondo de cielo.** El cielo se tomará en las zonas contiguas al objeto en la dirección espacial. Para definir estas ventanas, lo más útil es utilizar la tarea de **IRAF** *implot* para hacer un corte perpendicular al eje de dispersión. Se realizará este corte en la dirección espacial para definir la anchura del espectro y seleccionar por tanto las zonas de cielo contiguas a él.
- **Trazar el centro del perfil espacial en función del eje de dispersión.** No siempre van a ser perpendiculares ambos ejes, el espectro va a tener la misma anchura en la dirección espectral, pero no siempre en la dirección espacial. Hay varias razones para esto: una distorsión introducida por la óptica de la cámara; problemas con la red de difracción; dependencia de la fabricación de la máscara. Este trazado de la dirección del espectro se hace con la rutina de **IRAF** *trace*.
- **Sumar el espectro en la ventana de extracción y sustraerle el cielo.** En este punto obtendremos el espectro unidimensional que nombrábamos antes. Para esto se usa la rutina *apall*.
- **Calibración en longitud de onda.** Esta calibración es necesaria para poner la línea de emisión a la longitud de onda correcta, y poder identificar los objetos. En este caso, hay que extraer el espectro monodimensional usando los mismos parámetros y aperturas usados para extraer los espectros de nuestros objetos científicos. Los espectros han sido tomados de una serie de lámparas de las que se conoce con exactitud su composición y por tanto su espectro.

Una vez extraído el espectro de comparación con *apall*, se determina la solución de dispersión comparando las líneas obtenidas con los espectros catalogados y ajustando una función polinómica a los datos obtenidos. Esto se realiza con la tarea de **IRAF** *identify*. Posteriormente se usa la tarea *reidentify* para mejorar este ajuste.

- **Normalización** Para que el espectro tenga una apariencia plana y el continuo quede normalizado a un valor, se ajusta el mismo por una función polinómica. La tarea de **IRAF** para esto es *continuum*. Hay que tener mucho cuidado en este paso para no afectar el perfil de las líneas a la hora de dividir el espectro por el continuo ajustado. Una vez realizado esto, ya tenemos un espectro plano para poder estudiarlo.

5

Método de detección y clasificación de los objetos

Una vez reducidas, determinada la astrometría y calibradas las imágenes, pasamos a detectar los objetos para crear un catálogo de candidatos fotométricos a **PN** en cada campo observado. Para ello, nuestro grupo ha desarrollado un método para su detección en las imágenes fotométricas de gran campo, como las utilizadas en este trabajo (ver Arnaboldi et al. 2002). El método consiste en la extracción de los objetos de forma automática y su posterior clasificación usando diagramas color-magnitud o color-color, dependiendo del número de filtros disponibles para cada imagen. Este método se va a explicar con detalle en este capítulo.

5.1 Extracción de los objetos de las imágenes científicas.

La detección de los objetos en las imágenes de gran campo se realizó utilizando el programa SExtractor (*Source Extractor*, Bertin & Arnouts, 1996). SExtractor es un programa desarrollado inicialmente para la detección de fuentes en imágenes astronómicas no muy pobladas, como es el caso de las nuestras, de forma automática. Para campos con una elevada densidad de objetos podría resultar menos útil debido a la confusión de fuentes. Este programa nos va a proporcionar como salida un catálogo de objetos detectados para cada imagen, con información de sus principales características fotométricas: posición; magnitud; y parámetros relacionados con el tipo de objeto del que se trata (por ejemplo el parámetro de *estelaridad*, es decir, si se trata de un objeto estelar o de una galaxia). SExtractor tiene la ventaja de poseer una gran cantidad de parámetros que se pueden variar para obtener los mejores rendimientos en cada caso. Los parámetros principales que se han usado para la extracción de objetos son los incluidos en la tabla 5.1, siendo los más importantes a la hora de extraer los objetos de las imágenes científicas aquellos parámetros relacionados con: el umbral inferior para la detección de fuentes (*Low Threshold*); la elección de los filtros de convolución para modelar la **FWHM** de los objetos de la imagen; las aperturas fotométricas para calcular la magnitud de los objetos; parámetros relacionados con la información de la cámara con la que se ha tomado la imagen (escala de píxel, ganancia, **FWHM** real, etc.);

parámetros relacionados con el modelado del fondo de cielo de la imagen para realizar la fotometría, etc. Más información sobre este programa se puede obtener en la dirección: http://terapix.iap.fr/rubrique.php?id_rubrique=91/. A continuación explicaremos con más detalle cómo actúa cada uno de estos parámetros. La figura 5.1 muestra un diagrama de flujo de cómo actúa SExtractor.

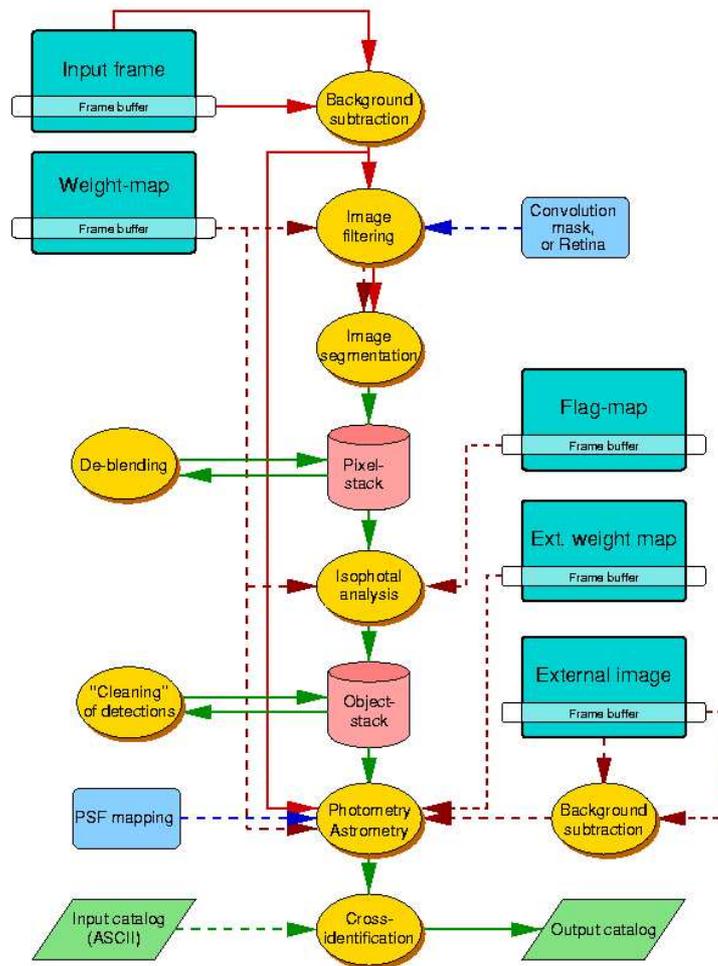


Figura 5.1: Diagrama de flujo del funcionamiento de SExtractor aplicado sobre una imagen científica. Este diagrama está sacado del manual oficial de SExtractor: <http://terapix.iap.fr/IMG/ps/seextractor.ps>. Las flechas en línea discontinua representan pasos opcionales.

SExtractor usa un proceso de segmentación que consiste en separar regiones de la imagen con distintas propiedades (brillo, color, etc.). Este proceso va a separar los objetos del fondo de cielo. Concretamente, va a considerar como objeto a un grupo de píxeles seleccionados a través de una serie de procesos que excedan un cierto umbral de detección sobre el fondo del cielo. Para ello, inicialmente se tiene que crear un *mapa de cielo* local en cada región

de la imagen, los parámetros *BACK SIZE* y *BACK FILTERSIZE* (ver tabla 5.1), van a ser los que influirán en esta creación del *mapa de cielo*. Si el valor de *BACK SIZE* es demasiado grande, no reproducirá las variaciones locales del fondo, mientras que si es demasiado pequeño, podríamos estar afectados por la presencia de objetos o por el ruido. Normalmente, se suelen tomar como óptimos valores comprendidos en el intervalo 32-256 (ver ejemplos del *mapa de cielo* final según los valores de este parámetro en la figura 5.2). La elección de *BACK FILTERSIZE* va también a afectar la creación del *mapa de cielo*. Se suele tomar un valor de 3x3 que da buenos resultados combinado con los valores del *BACK SIZE* mencionados anteriormente. La imagen final de fondo de cielo será posteriormente sustraída a la imagen científica de entrada.

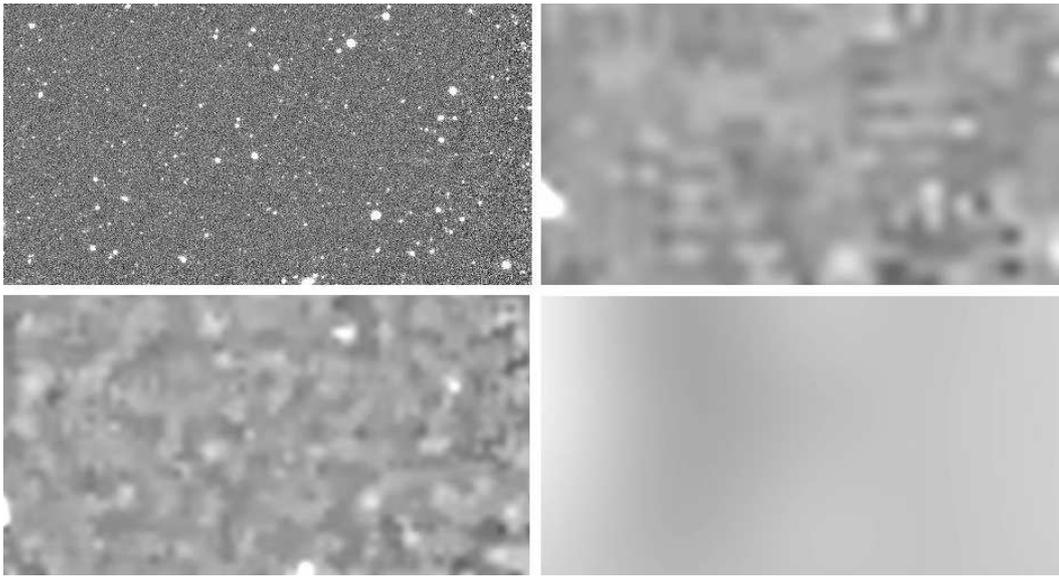


Figura 5.2: Panel superior izquierdo: Porción de una imagen real de un campo de Virgo. Panel inferior izquierdo: Imagen del fondo de cielo de la misma sección de campo que en el caso anterior usando un valor de *BACK SIZE*=32. Panel superior derecho: Imagen del fondo de cielo del mismo trozo de campo que en el caso anterior usando un valor de *BACK SIZE*=64. Panel inferior derecho: Imagen del fondo de cielo del mismo trozo de campo que en el caso anterior usando un valor de *BACK SIZE*=512.

Para detectar los objetos, se va a filtrar la imagen convolucionándola con un filtro gaussiano cuyo tamaño vamos a especificar con el parámetro *FILTER NAME*. Tenemos varias opciones dependiendo del *seeing* que tengamos. Así, para un *seeing* ~ 5 px, tomamos el filtro *gauss - 5 - 9x9*, que usará una máscara de convolución de 9x9 píxeles de una **PSF** gaussiana con una **FWHM** = 5.0 píxeles. Al aplicar SExtractor, se creará una imagen convolucionada con este filtro, que producirá una nueva imagen. Posteriormente, los parámetros *DEBLEND NTHRESH* y *DEBLEND MINCONT* se encargaran de separar cada pico de luz detectado como un único objeto. Tendremos que llegar a un consenso que suele estar situado en 32 para el primer parámetro y entre 0.001-0.01 para el segundo (si se toma 0, el programa considerará como objetos separados incluso los picos de señal más pequeños, lo que introduciría gran cantidad de objetos espurios). Posteriormente, para realizar la

fotometría de los objetos hallados, se utilizan dos métodos denominados como MAG(APER) y MAG(AUTO). MAG(APER) estima el flujo del objeto sobre el nivel del cielo utilizando una apertura circular que viene dada por el parámetro *PHOT APERTURES*. MAG(AUTO) calcula la magnitud de forma automática con una apertura elíptica, cuya elongación y ángulo de posición se definen a partir de la distribución de luz del objeto (ver figura 5.3).

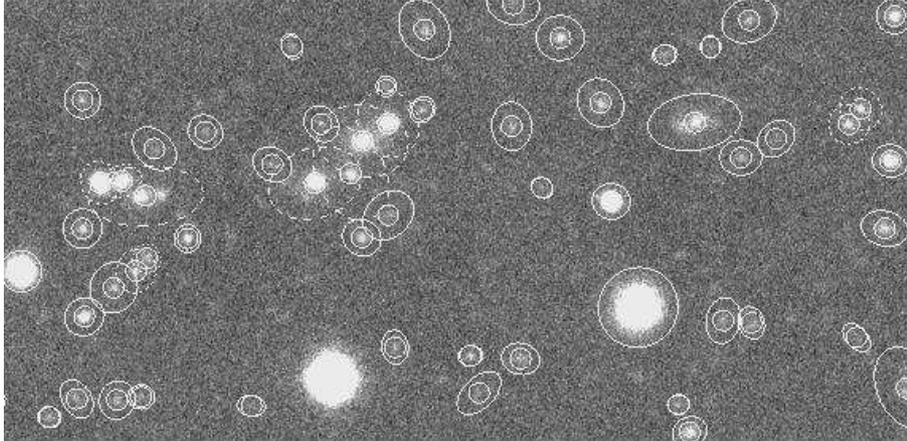


Figura 5.3: Detección de los objetos en una sección de un campo de Virgo. Los círculos representan la apertura fija en la cual se ha calculado MAG(APER), y las elipses corresponden a las aperturas para calcular MAG(AUTO) en cada objeto.

Para encontrar cuáles son los parámetros óptimos para cada campo estudiado aquí, hemos realizado una serie de simulaciones de Monte Carlo. Dichas simulaciones también nos van a dar información de las magnitudes límite de los objetos extraídos y por tanto de la completitud de nuestros catálogos.

Tabla 5.1: Parámetros usados en SExtractor para la detección y medida de la fotometría de los objetos de las imágenes astronómicas.

Parámetro	Valor	Definición
THRESH TYPE	RELATIVE	Patrón para la detección de obj. RELATIVE: usa como factor de escala el fondo de cielo
DETECT MINAREA	4	Mín. número de píxeles sobre el umbral de detec.
DETECT THRESH	1.0	Umbral inf. de detección
ANALYSIS THRESH	1.0	Umbral inf. para hallar la FWHM
FILTER	Y	Filtro de convolución (Y/N)
FILTER NAME	gauss-5.0-9x9.conv	Filtro para la convolución de la imagen
DEBLEND NTHRESH	32	Umbral para la separación de fuentes

DEBLEND MINCONT	0.005	Mínimo contraste para la separación de fuentes
CLEAN	Y	Limpiar el catálogo antes de ser copiado en el disco (Y/N)
CLEAN PARAM	0.5	Eficiencia del parámetro anterior
MASK TYPE	CORRECT	Método para enmascarar obj. cercanos
PHOT APERTURES	15.	Apertura en píxeles para MAG(APER)
PHOT AUTOPARAMS	2.5, 3.5	Parámetros que controlan MAG(AUTO)
SATUR LEVEL	60000.0	Nivel de saturación de la CCD usada
MAG ZEROPOINT	26.99	Punto cero de calibración en magnitudes en 1 s
GAIN	15.2	Ganancia de la cámara usada
PIXEL SCALE	0.20	Escala de píxel de la CCD usada
SEEING FWHM	1.0	FWHM de las estrellas de la imagen en arcsec
STARNNW NAME	default.nnw	Nombre del fichero que contienen las funciones que discriminan los objetos entre puntual y extenso
BACK SIZE	64	Tamaño en píxeles donde se va a calcular el fondo de cielo
BACK FILTERSIZE	3	Tamaño del filtro de mediana para calcular el fondo de cielo
BACKPHOTO TYPE	LOCAL	Fondo de cielo usado para calcular la magnitud de los objetos
BACKPHOTO THICK	24	Anchura en píxeles del <i>anulus</i> para medir el fondo de cielo LOCAL
CHECKIMAGE TYPE	NONE	Tipo de información a añadir a la imagen de salida (NONE: no dará ninguna imagen)
CHECKIMAGE NAME	apert09-v.fits	Nombre de la imagen de salida
MEMORY OBJSTACK	1000	Máximo número de obj. en la pila de memoria
MEMORY PIXSTACK	100000	Máximo número de píxeles en la pila de memoria
MEMORY BUFSIZE	1024	Número de líneas escaneadas en <i>buffer</i> de memoria
VERBOSE TYPE	NORMAL	Comentarios de SExtractor NORMAL indica que dará información sobre el progreso del trabajo
WEIGHT TYPE	BACKGROUND	Tipo de pesado de la imagen. BACKGROUND, usará el mapa de cielo obtenido

ASSOC NAME	virgo-o3.cat	Nombre del catálogo asociado para usar SExtractor en modo <i>dual</i>
ASSOC TYPE	NEAREST	Método de correlación con el catálogo anterior
ASSOC RADIUS	4.0	Radio de búsqueda de fuentes alrededor de la posición de los obj. del catálogo de referencia
ASSOC PARAMS	2,3	Columnas del catálogo usadas para la correlación cruzada
ASSOC DATA	1,2,3,4,5	Columnas del catálogo de referencia copiadas en el nuevo catálogo
ASSOCSELEC TYPE	MATCHED	Fuentes que se imprimirán en el catálogo de salida en la correlación cruzada

Estas simulaciones consisten básicamente en distribuir en la imagen real, o imagen científica que estemos analizando, una serie de objetos puntuales. Estos objetos van a tener el mismo **FWHM** que los objetos reales de las imágenes científicas. Además, van a estar homogéneamente distribuidos por todo el campo, alejados de otros objetos reales que se encuentren en la imagen para evitar confusiones, y siguiendo una función de luminosidad determinada. De esta forma, reproduciremos las mismas condiciones que tienen los objetos reales (**FWHM**, fondo de cielo, etc.). El número de objetos sintéticos introducidos en cada simulación por campo, fue del orden de 10000. Un ejemplo de la introducción de una población sintética en los campos, viene dado en la figura 5.4. Se puede observar en esa figura una región de un campo de Virgo donde hemos introducido la población sintética. Esta población se crea usando la tarea de **IRAF** *noao.artdata.mkobjects*. Dicha tarea tendrá como parámetros de entrada: la lista de objetos a incluir en la imagen con sus magnitudes; el *seeing* de la imagen; la magnitud cero para 1 s de tiempo de exposición calculada en la tabla 4.2; y el tipo de perfil para crear las estrellas sintéticas (gaussiana o moffatiana, en este caso usamos un perfil gaussiano).

La función de luminosidad elegida para distribuir las magnitudes de los objetos sintéticos, va a ser una función siempre creciente, similar a la de las nebulosas de M31 (Ciardullo et al. 1989a) y con un intervalo de magnitudes en el sistema **AB** entre 22-26, ya que este es el rango de magnitudes en el sistema **AB** donde esperamos encontrar los candidatos fotométricos a **PN** en Virgo. Dicha **LF** es la que viene indicada en la ecuación 1.3 del capítulo 1. En la figura 5.5 se muestra la **LF** de los objetos introducidos en la imagen.

5.1.1 Umbral de detección y magnitud límite

Nuestro objetivo es detectar el mayor número de fuentes en las imágenes, pero al mismo tiempo, no queremos detectar fuentes espurias, por lo que tenemos que llegar a un balance entre ambos valores. Debido a que nuestros objetos son muy débiles y trabajamos con una

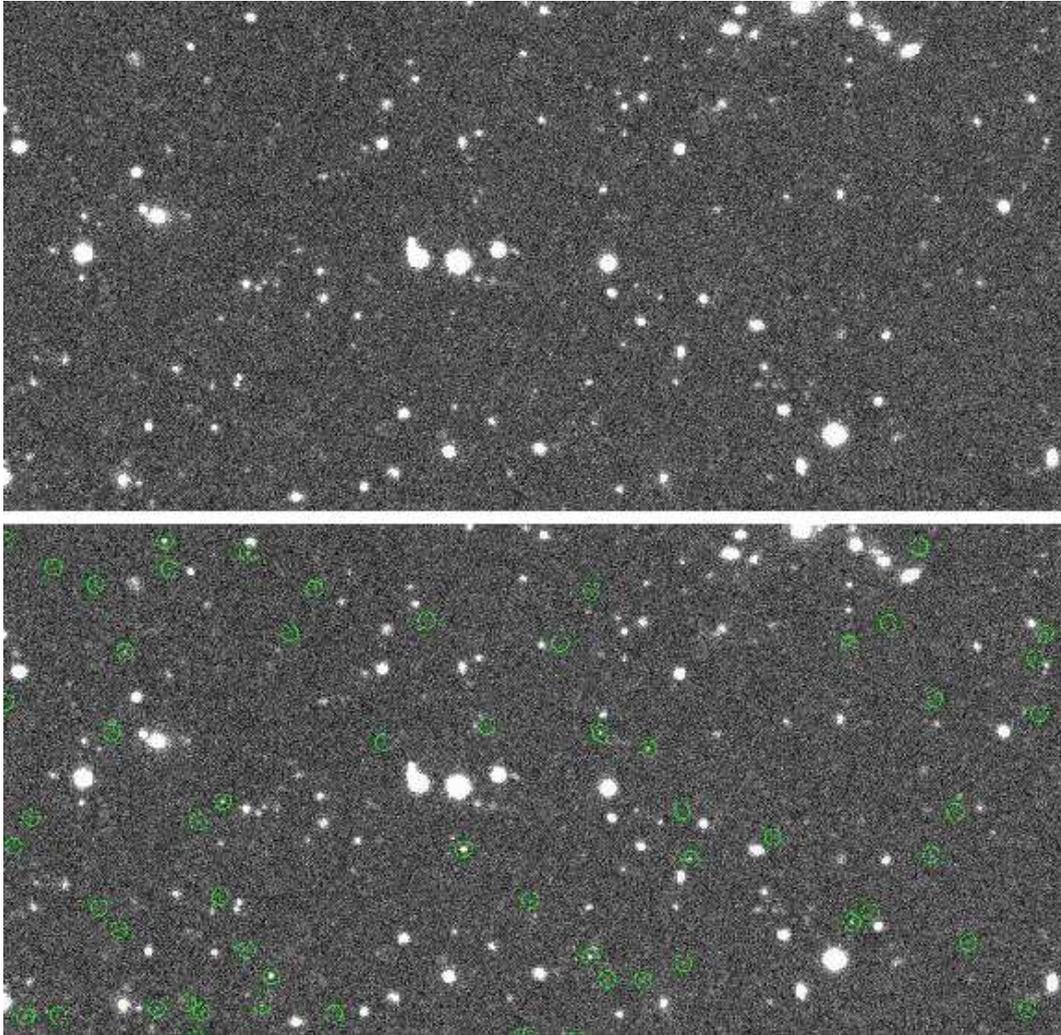


Figura 5.4: Dos ejemplos de la misma porción de imagen (sección del campo de Virgo **LPRX**). En el panel superior se muestra la imagen con los objetos reales, mientras que el panel inferior muestra la misma imagen a la cual se le han añadido una población de objetos puntuales sintéticos (círculos verdes).

señal cercana al ruido del cielo, puede suceder que se detecten *objetos fantasma* debidos a las fluctuaciones del ruido y que no corresponden a objetos reales. De todos los parámetros de SExtractor enumerados en la tabla 5.1, hay uno que tiene un papel fundamental para la detección de objetos, el umbral inferior de detección: *LOW THRESH*. Debido a la gran importancia de este parámetro, se han realizado una serie de simulaciones por cada campo, en el filtro estrecho que contiene a la línea de $[OIII]\lambda 5007 \text{ \AA}$, para determinar en cada caso cuál es el valor óptimo de este parámetro. Así el mejor valor de estos parámetros será el que maximice el cociente: $\frac{Obj. Reales}{Obj. Espurios}$. Siendo *Obj. Reales* los objetos detectados que se corresponden con alguna de las estrellas sintéticas introducidas en las imágenes; y *Obj. Espurios*, serán aquellos detectados por SExtractor, pero son debidos a las fluctuaciones

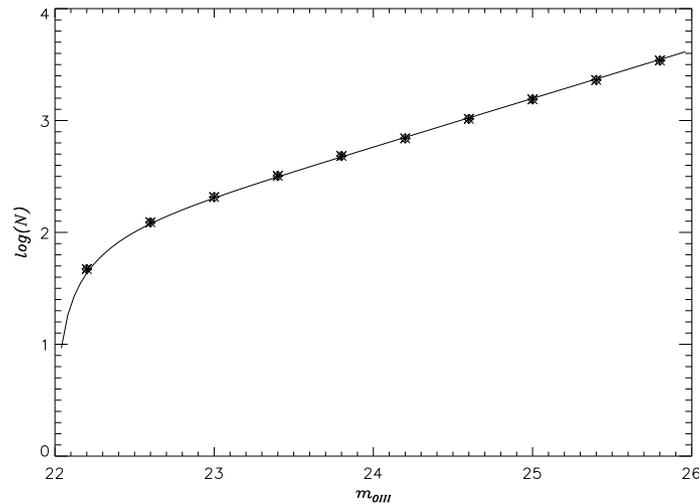


Figura 5.5: Función de luminosidad simulada para los objetos sintéticos introducidos en el campo de Virgo de la figura 5.4. En este caso se han introducido 10000 objetos en un mismo campo.

del ruido de la imagen.

Para cada imagen se han extraído los objetos simulados variando el parámetro anterior entre 0.7σ y 1.2σ , siendo σ el valor en ADUs del *rms* del cielo global de la imagen. Dependiendo de los parámetros que usemos en SExtractor, el número de objetos reales detectados variará de forma más o menos significativa (ver tabla 5.2 para los resultados de este tipo de simulaciones para las imágenes tomadas con la **WFI** de un campo del cúmulo de Virgo).

El número de objetos detectados en la imagen influye en la magnitud límite de cada imagen. La magnitud límite ha sido definida como aquella magnitud para la cual recuperamos el 50% de los objetos sintéticos introducidos en la imagen. Hay otra magnitud que se puede usar denominada límite de detección, que será la magnitud más débil de los objetos detectados. Como los objetos más débiles que detectamos estarán afectados por grandes errores fotométricos y objetos espurios, tomaremos como magnitud de corte, la magnitud límite para minimizar esta contaminación. La figura 5.6 muestra los resultados de las simulaciones de Monte Carlo realizadas para uno de los campos de Virgo (concretamente en el campo del grupo de Leo). En ella se muestran 6 simulaciones, en las cuales se ha variado el parámetro de SExtractor *LOW THRESH* entre 0.7σ y 1.2σ . Se muestra además la **LF** de entrada de los objetos puntuales simulados siguiendo la ecuación 1.3 (línea continua del panel izquierdo de la figura 5.6) y la **LF** de los que han sido recuperados (triángulos y rombos del panel izquierdo de la figura 5.6); también se muestra el porcentaje de objetos recuperados y espurios en función de su magnitud. Como se puede apreciar, para valores mayores de *LOW THRESH*, la magnitud límite se hace más brillante y desciende el número de objetos espurios. En la tabla 5.2 y la figura 5.7, se muestra el cociente entre $\frac{Obj.Reales}{Obj.Espurios}$ frente a la magnitud límite calculada para todos los casos en el mismo campo de Virgo que en la figura 5.6. Existe una disminución apreciable de este cociente desde 0.7σ hasta 0.9σ , para luego mantenerse de forma constante. Estas simulaciones se llevaron a cabo para cada

uno de los campos estudiados en esta tesis. En todos los casos, para las diferentes cámaras y los distintos campos observados, la mejor relación $\frac{Obj.Reales}{Obj.Espurios}$ para el filtro estrecho de [OIII] fue la de 0.9 σ , sin embargo, para todos los casos, se decidió tomar 1.0 σ para ser más conservadores.

Tabla 5.2: Número de objetos puntuales sintéticos y espurios extraídos con SExtractor en las simulaciones sobre una imagen de un campo de Virgo tomada con la **WFI**.

Umbral inferior	Objetos Puntuales	Objetos Espurios
0.7	680	1001
0.8	567	237
0.9	478	66
1.0	410	30
1.1	362	16
1.2	310	11

Como ya comentamos, las simulaciones descritas en este apartado se realizaron únicamente en el filtro de banda estrecha que representa la emisión en [OIII]. Esta banda va a actuar como patrón de referencia para la detección de los objetos en el resto de los filtros. Es decir, en los demás filtros ($H\alpha$, B, V o R) estudiamos solamente aquellos objetos que hayamos detectado previamente en el filtro de [OIII]. Hay que recordar que buscamos candidatos fotométricos a **PN** que emiten obligatoriamente en el filtro estrecho que contiene a la línea de [OIII] λ 5007 Å, es por ello que primero corremos SExtractor en estas imágenes para medir el flujo de [OIII] de los objetos. En las imágenes tomadas con los demás filtros ($H\alpha$, V, B y R), se ha corrido SExtractor en *modo dual*. Este modo consiste en que sólo se miden las magnitudes de los objetos ya detectados previamente en la banda estrecha (o banda de referencia), en las mismas posiciones que se obtuvieron con SExtractor en ese primer filtro. Esto se realiza con facilidad gracias a que previamente se ha realizado un buen alineado de las imágenes (ver apartado dedicado a la astrometría en el capítulo anterior).

Para hallar las magnitudes límite de los demás filtros que vamos a usar en este trabajo, se procederá de la misma forma, fijando ya el umbral de detección elegido para el filtro [OIII], que va a ser el filtro de referencia para todos los pasos a realizar. El cálculo de la magnitud límite en los filtros de banda ancha también se puede hacer a través de la expresión:

$$m_V = -2.5 \log(4\pi\sigma_{seeing}^2\sigma_{sky}) + Z \quad (5.1)$$

donde: σ_{seeing} =FWHM/2.356; σ_{sky} representa el *rms* del fondo de cielo en el filtro de banda ancha y Z el punto cero de magnitudes del filtro correspondiente. Los objetos en la banda ancha cuya magnitud sea menor que dicha magnitud límite, los consideraremos como objetos sin emisión en el continuo, ya que son aquellos que en una apertura de radio igual a dos veces el radio del *seeing* emiten menos que el *rms* del fondo de cielo.

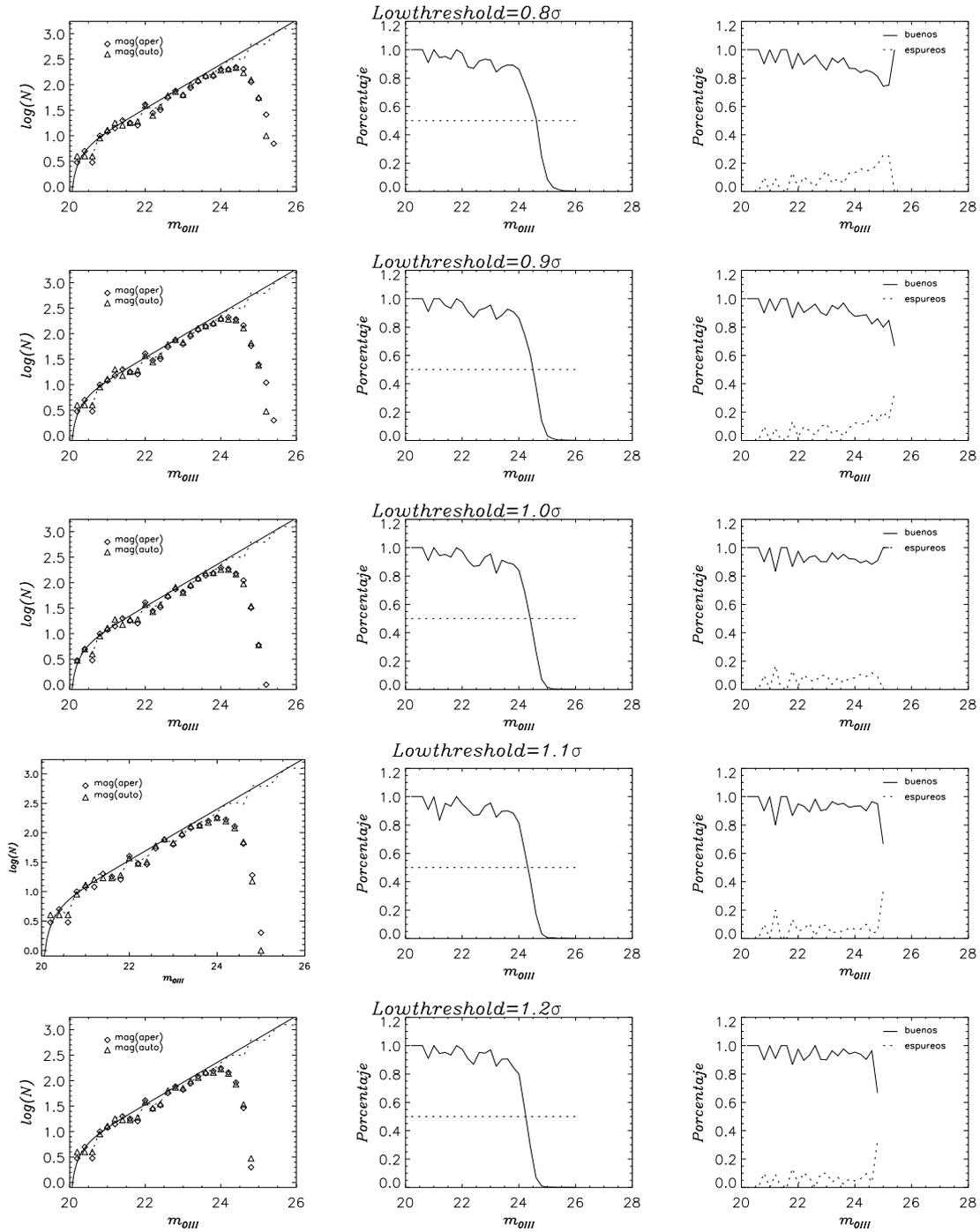


Figura 5.6: Simulaciones de Monte Carlo de los objetos sintéticos extraídos de las simulaciones. *Panel izquierdo:* Función de luminosidad adoptada para los objetos modelados siguiendo la de las PN de M31 (línea continua), y función de luminosidad de los objetos recobrados (triángulos: MAG(AUTO) y rombos: MAG(APER)). *Panel central:* Porcentaje de los objetos modelados sintéticamente recobrados frente a la magnitud de los mismos en [OIII]. La línea punteada al 50%, representa el límite de completitud. *Panel derecho:* Porcentaje de los objetos modelados sintéticamente (línea continua) y objetos espúrios (línea discontinua) normalizado al número total de objetos extraídos.

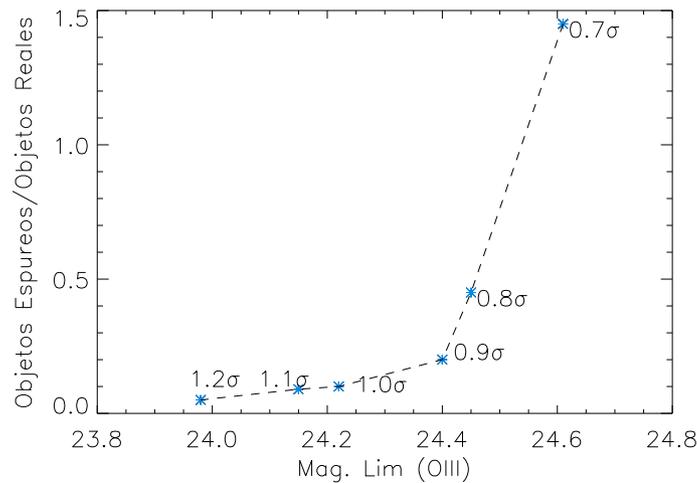


Figura 5.7: Razón entre los objetos espúreos y reales detectados para cada valor del umbral de detección de SExtractor frente a la magnitud límite calculada para cada caso.

5.1.2 Objetos puntuales o extensos

Una vez extraídos los objetos, estudiaremos si son extensos o puntuales. Las nebulosas planetarias galácticas son objetos espectaculares, extensos y con multitud de estructuras (lóbulos, brazos, etc.). Normalmente tienen unas dimensiones que van desde los 0.1 a 1 pc. Nosotros queremos detectar **PN** a una distancia aproximada de entre 15-20 Mpc, por lo que, necesariamente, nuestros objetos van a ser detectados como objetos puntuales sin ninguna resolución espacial. La figura 5.8 va a ejemplificar esto, donde se ve una representación de dos nebulosas galácticas, y de cómo se verían a la distancia del cúmulo de Virgo (~ 15 Mpc).

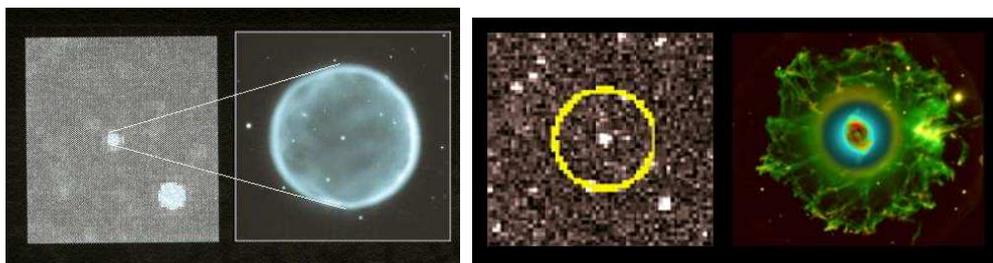


Figura 5.8: Representación artística de dos **PN** galácticas y del tamaño que tendrían a la distancia de Virgo. Hemos tomado de la literatura imágenes de Abell 39 (izquierda; foto de NOAO) y de NGC 6543 (derecha; imagen tomada por R. Corradi y D. R. Gonçalves).

La clasificación de los objetos entre puntuales y extensos se realizó mediante dos tests:

- Ajuste de todos los objetos de las imágenes mediante una gaussiana 2D y posterior

comparación con la **PSF** de la imagen, la cual fue previamente calculada también mediante el ajuste con una gaussiana bidimensional a las estrellas de las imágenes de cada campo.

- Comparación de las magnitudes $MAG(AUTO)$ y $MAG(APER)$ que da SExtractor para todos los objetos detectados.

Para calibrar estos dos tests, hemos utilizado una serie de simulaciones de Monte Carlo de objetos sintéticos puntuales, introducidos en las imágenes científicas tomadas en el filtro [OIII].

Gaussiana bidimensional

La **PSF** de cada imagen, se determinó mediante el ajuste de una gaussiana de 2D a una serie de estrellas presentes en el campo. Esto se realizó con la tarea de **IRAF** *fitpsf*. Esta misma tarea fue utilizada para el ajuste de la distribución de luz mediante una gaussiana bidimensional de todos los objetos detectados en las imágenes científicas de [OIII]. Posteriormente, comparamos las anchuras de las gaussianas ajustadas a cada objeto con la correspondiente a la **PSF**. Así, los objetos con $\sigma_{objeto} - \sigma_{PSF} \gg 0$, se van a considerar como objetos extensos, mientras los que tengan $\sigma_{objeto} - \sigma_{PSF} \sim 0$ se consideraran objetos puntuales.

Sin embargo, debido a que tratamos con objetos muy débiles, hemos realizado simulaciones para determinar la dispersión de la distribución $\sigma_{objeto} - \sigma_{PSF}$. Creamos de nuevo un catálogo de objetos con magnitudes en [OIII] comprendidas entre 20-26, y con una **PSF** igual a la medida experimentalmente. Se introducen en la imagen real y se mide su **PSF** igual que para las estrellas reales. El resultado se puede ver en la figura 5.9. Las líneas continuas rojas acotan la región donde se encuentran los objetos puntuales que hemos simulado. Se observa que cuanto más débiles son los objetos a estudiar, la región donde se encuentran en la gráfica es mucho más ancha debido a que el ruido afecta a la distribución bidimensional de la luz. Aquellos objetos reales, localizados entre las dos líneas rojas de la figura determinadas por las simulaciones, serán considerados como puntuales.

Comparación de Magnitudes

Otro test para discriminar entre objetos extensos y objetos puntuales consistió en comparar las magnitudes $MAG(AUTO)$ y $MAG(APER)$ que nos proporciona SExtractor para los objetos detectados. Estos dos valores van a coincidir en el caso de objetos puntuales, mientras que para objetos extensos, la $MAG(AUTO)$ será más brillante. Esto es debido a la definición de estas dos magnitudes. La magnitud $MAG(APER)$ es la magnitud de cada objeto medida con una apertura fija la cual está relacionada con la **PSF** de la imagen (3σ del *seeing* medio de la imagen). Para los objetos extensos este flujo va a subestimar el flujo total del objeto, ya que parte del mismo caerá fuera de esta apertura fija. Por otra parte, la magnitud $MAG(AUTO)$ se midió con aperturas variables para cada objeto que van a seguir la distribución de luz del objeto. Dichas aperturas se calculan en base al primer momento del algoritmo de Kron (Kron, 1980). Estas aperturas son elipses y su radio engloba a todo el objeto, con lo cual, medirá todo el flujo de los objetos extensos. Por tanto, para los objetos puntuales dichas magnitudes serán iguales dentro del error con ambos métodos, no siendo así para los extensos.

Usando las simulaciones creadas para el paso anterior, estudiaremos la relación $MAG(AUTO) - MAG(APER)$ frente a $MAG(AUTO)$. Este resultado se puede ver en la figura

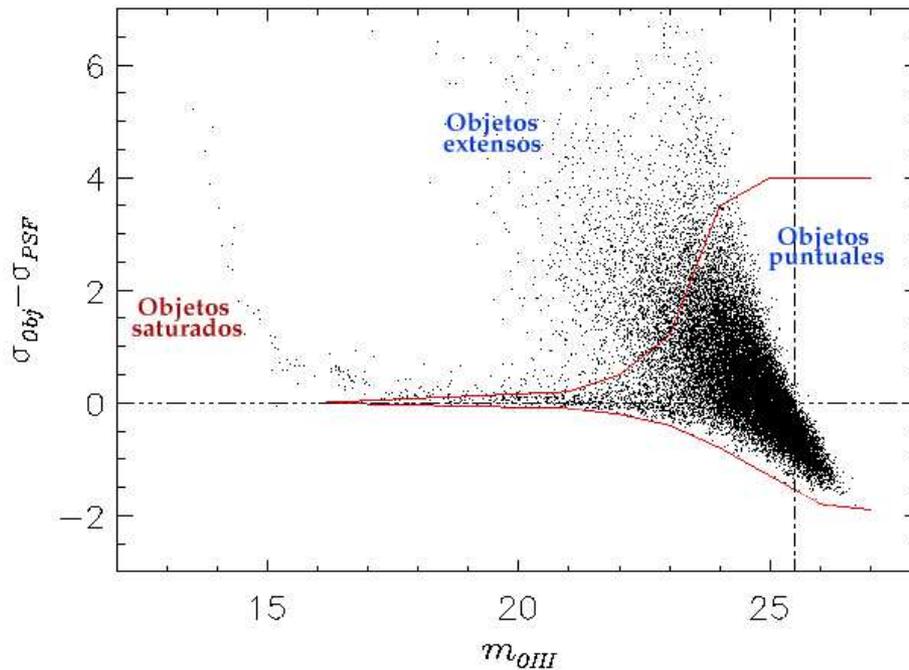


Figura 5.9: Representación gráfica de $\sigma_{objeto} - \sigma_{PSF}$ frente a la magnitud del filtro de [OIII]. Las líneas continuas rojas representan los límites para los cuales están localizados los objetos puntuales creados mediante simulaciones de Monte Carlo. Los puntos negros indican la situación en este diagrama de todos los objetos reales extraídos del campo de Virgo **SUB3**. Los que se encuentren en el espacio acotado por las simulaciones se consideraran como objetos puntuales, los que están localizados en la parte superior del diagrama serán objetos extensos. La línea discontinua vertical de la figura muestra el límite de magnitud para este campo de Virgo.

5.10. Como en el caso anterior tenemos una mayor dispersión en la zona de objetos débiles debido a los errores fotométricos. Los objetos puntuales serán aquellos que queden entre las dos líneas rojas que representan la distribución $MAG(APER)-MAG(AUTO)$ para los objetos puntuales simulados.

Teniendo en cuenta estos dos criterios, se pueden seleccionar qué objetos son puntuales y cuáles son extensos. Hemos adoptado el criterio de tomar los objetos puntuales como aquellos que ambos tests clasifican como tales.

5.2 Diagrama Color Magnitud (CM)

En la mayoría de los campos a estudiar, sólo disponemos de información en el filtro estrecho [OIII] y en un filtro de banda ancha (ya sea el filtro V o el filtro B). Como ya se dijo en la introducción (capítulo 1), las **PN** van a presentar una fuerte emisión en la línea de 5007 Å. Esta propiedad nos permite detectar este tipo de objetos hasta una gran distancia (\sim

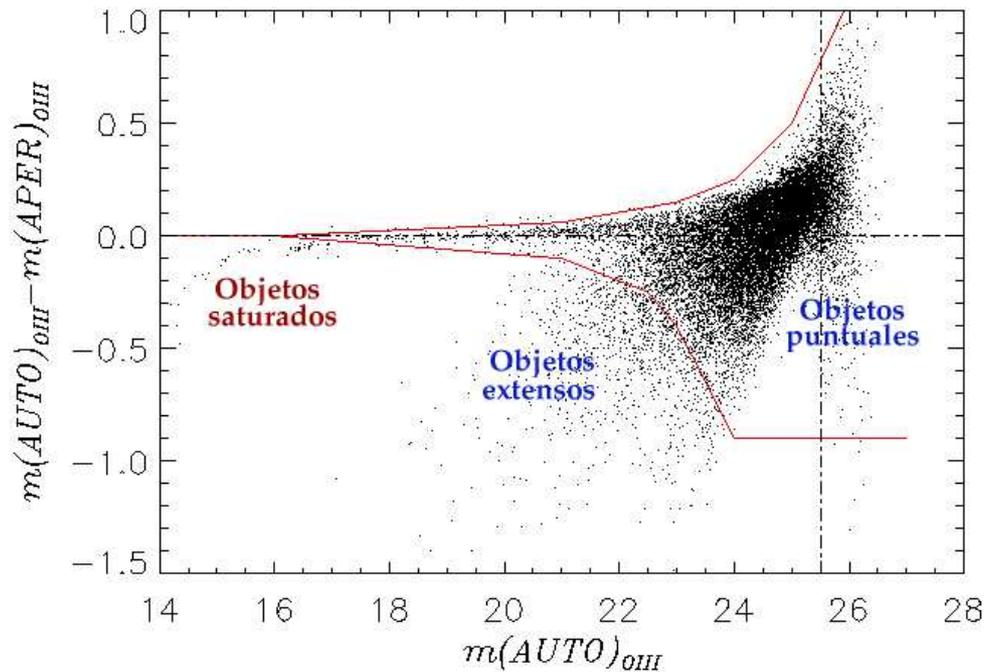


Figura 5.10: Representación gráfica de $MAG(AUTO) - MAG(APER)$ frente a $MAG(AUTO)$ del filtro de [OIII]. Las líneas rojas representan los límites para los cuales están localizados los objetos puntuales creados mediante simulaciones de Monte Carlo. Los puntos negros indican la situación en este diagrama de todos los objetos reales seleccionados en el campo de Virgo **SUB3**. Los que se encuentren en el espacio acotado por las simulaciones se consideraran como objetos puntuales. Los que están localizados en la parte inferior del diagrama serán objetos extensos. La línea discontinua vertical representa la magnitud límite para este campo.

25 Mpc). La técnica usada en nuestro trabajo es la denominada técnica de exposición *dentro-fuera de banda*, la cual consiste en: tomar imágenes del campo que nos interesa en un filtro estrecho que contenga la línea de [OIII], y posteriormente se toman imágenes del mismo campo en un filtro de banda ancha. Los candidatos a **PN** en esa región del cielo serán aquellos objetos detectados en el filtro estrecho y que no presenten emisión en el filtro ancho, o ésta sea menor que la magnitud límite del filtro ancho (ver figura 5.11).

La detección de candidatos fotométricos a **PN** basándose en la técnica de exposición *dentro-fuera de banda*, se realizaba a *ojo* en estudios anteriores. Nebulosas planetarias detectadas en galaxias elípticas en los cúmulos de Fornax y Virgo (Jacoby et al. 1990; McMillan et al. 1993; Ciardullo et al. 1998) y en zonas de la región *intracúmulo* (Méndez et al. 1997; Feldmeier et al. 1998), fueron detectadas con este método. Esta forma de proceder es laboriosa y además está teñida de cierta subjetividad. Por este motivo y debido a que nuestros campos, tomados con cámaras de gran campo barren un área de $34' \times 34'$, es decir, unos 64 millones de píxeles en media por región y filtro, la técnica de detección *a ojo* no es adecuada. Necesitamos un método más automático de detección, extracción

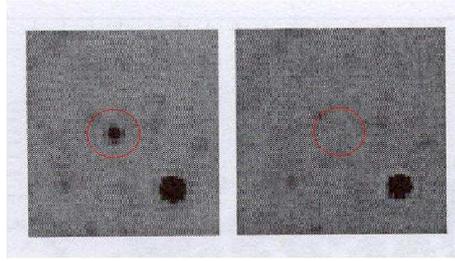


Figura 5.11: Nebulosa planetaria detectada en el la línea de [OIII] (imagen de la izquierda) y cuya contribución en la banda B es nula (imagen de la derecha).

y clasificación de los objetos. También se tendrá así un mayor control de los límites de magnitud, lo que nos proporcionará un análisis más detallado de la completitud y de las fuentes de contaminación existentes.

Theuns & Warren (1997) ya realizaron una aproximación automática para CCDs de gran campo. Con su método, seleccionaron los candidatos a **ICPN** usando el exceso de color $m_n - m_v$, donde m_n y m_v son las magnitudes en los filtros estrechos y anchos respectivamente. Los mejores candidatos eran aquellos en los que $m_n - m_v \ll 0$ mostrando un significativo exceso de color en el filtro estrecho. Nosotros hemos desarrollado un método que perfecciona aún más la detección y clasificación de los objetos.

5.2.1 Candidatos a ICPN o IGPN

Una vez realizadas las simulaciones anteriores para conocer nuestro límite de magnitud en cada campo, se extraen los catálogos de objetos reales del campo en el filtro estrecho de [OIII] y en el filtro de banda ancha (V/B). Como ya mencionamos anteriormente, el filtro de referencia va a ser siempre el filtro estrecho. Por eso, es en este filtro donde correremos primero SExtractor en cada campo. Una vez extraídos todos los objetos de esta imagen, se puede correlacionar este catálogo con la imagen en el filtro ancho, para obtener la fotometría de los mismos objetos en el filtro ancho y poder crear el diagrama Color Magnitud (CM) de dicho campo (ver figura 5.12, donde se representa $m_n - m_v$ vs m_n). Así, los candidatos fotométricos a **ICPN** serán aquellos objetos que tienen una fuerte emisión en el filtro estrecho y no emiten o emiten muy poco en el filtro ancho ($m_n - m_v \ll 0$), además tienen que tratarse de objetos puntuales, como ya comentamos anteriormente.

La figura 5.12 muestra el diagrama CM de los objetos detectados en un campo de Virgo. Se puede ver que la mayoría de los objetos corresponden a fuentes con emisión en el continuo, que tienen un color promedio ~ 0.0 . Existe además una dispersión intrínseca, incluso teniendo en cuenta la cercanía de los filtros en longitud de onda, que es mayor hacia la zona derecha del diagrama, donde se encuentran los objetos más débiles. Esto es debido a dos factores: galaxias de fondo, y errores fotométricos. Aunque en general, las galaxias de fondo van a ser más rojas, con lo que se dispersarán hacia arriba en el diagrama CM. Nosotros vamos a estar interesados en la zona inferior derecha del diagrama. En la figura 5.12, hemos superpuesto unas líneas que corresponden a una serie de simulaciones de Monte Carlo que hemos llevado a cabo para acotar la región donde van a estar concentrados los

candidatos a **PN** en la zona de color negativo del diagrama. Estas simulaciones se realizaron principalmente para evitar una serie de contaminantes que nos podemos encontrar en esta clase de cartografiados.

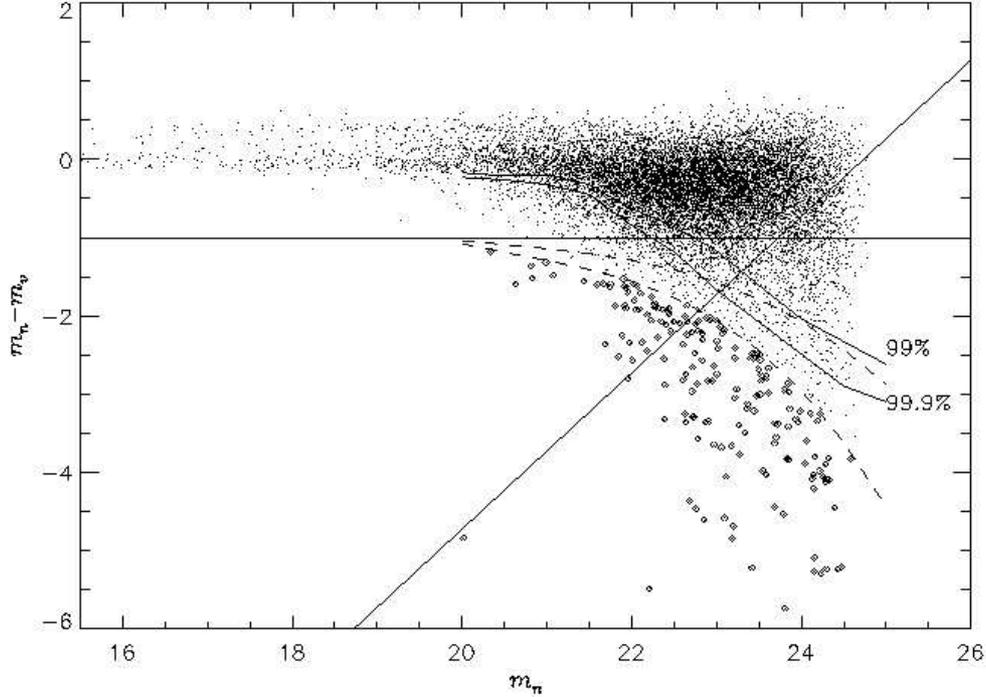


Figura 5.12: Diagrama color magnitud (CMD) para todas las fuentes detectadas en un campo de Virgo observado con la **WFI** (puntos). La línea horizontal representa el color $m_{OIII}-m_v = -1.0$, que indica objetos con $EW=100 \text{ \AA}$ observado. Las líneas discontinuas representan el 84 % y 97.5 % para la distribución de objetos modelados con $m_{OIII}-m_v = -1.0$. Las líneas continuas curvas representan el 99 % y líneas del 99.9 % para la distribución de objetos modelados con continuo. La línea diagonal corresponde a la magnitud límite en la banda V. Los rombos indican los objetos de ese campo que presentan un exceso de color significativo en el filtro estrecho de [OIII].

5.2.2 Objetos contaminantes

En la zona de $m_{OIII}-m_v \ll 0.0$ del diagrama CM, las **ICPN** no son los únicos objetos que pueden encontrarse. Estas muestras fotométricas de **ICPN** están siempre afectadas por contaminantes en la zona que a nosotros nos interesa estudiar. En esta región podemos encontrar varios tipos diferentes de objetos:

- Las **ICPN** propiamente dichas, las cuales queremos detectar.
- Emisores en [OII] $\lambda 3726.9$ a $z \simeq 0.3$, cuya emisión caería, justamente en la misma posición que la línea de [OIII] $\lambda 5007 \text{ \AA}$ para el *redshift* que queremos observar.

- Galaxias Ly α a $z \simeq 3.1$. La emisión de estas galaxias en Ly α va a estar localizada en la misma posición que la emisión de la línea de [OIII] $\lambda 5007$ Å para el *redshift* de nuestros objetos, mientras que debido a su lejanía, la emisión en el continuo es prácticamente despreciable, por lo que se podrían confundir en una clasificación fotométrica como la que hemos llevado a cabo.
- Estrellas débiles que debido a errores fotométricos les medimos un color $m_{OIII}-m_v << 0.0$, cuando su color real es cero.

Para descontaminar el diagrama CM de todos estos contaminantes, hemos realizado distintas simulaciones de Monte Carlo para acotar la zona del diagrama donde se encontraran los candidatos fotométricos a **PN** libres de contaminantes.

5.2.3 Objetos emisores en [OII]

Como hemos dicho antes, estos objetos corresponden a galaxias *starburst* de fondo situadas a $z \sim 0.3$, para las cuales, la línea de [OII] sería detectada por nuestro filtro estrecho en [OIII]. Para evitar estas galaxias hemos seleccionado los objetos en el diagrama CM de acuerdo con su ancho equivalente observado (EW_{obs}), el cual ha sido calculado según la expresión siguiente (Teplitz et al. 2000).

$$EW_{obs} = \Delta\lambda_{nb}(10^{0.4\Delta m} - 1) \quad (5.2)$$

Siendo $\Delta\lambda_{nb}$ la anchura del filtro estrecho de [OIII] utilizado en cada observación; y Δm el color correspondiente de cada objeto.

Estudios realizados sobre galaxias *starburst* a z intermedios (Colless et al. 1990; Hammer et al. 1997; Hogg et al. 1998) muestran que este tipo de objetos presentan $EW_{obs} \leq 95$ Å. Por tanto, podemos evitarlos si seleccionamos como candidatos fotométricos a **PN** aquellos objetos con $EW_{obs} > 100$ Å. Esta selección corresponde a realizar un corte en color $m_n - m_v$. Así, para el filtro de [OIII] para la detección de **PN** en Virgo con la **WFI**, aquellos objetos con $EW_{obs} > 100$ Å, presentarán un color $m_n - m_v \leq -0.9$. En la tabla 5.3 mostramos los colores $m_n - m_v$ correspondientes a los objetos con $EW_{obs} = 100$ Å para los diferentes filtros estrechos usados en nuestras observaciones.

Tabla 5.3: Color correspondiente a los objetos con una anchura equivalente de 100 Å para cada anchura de los filtros de [OIII] utilizados en este trabajo.

Cámara	Anchura Filtro	Color Objetos EW=100 Å
WFI	28.2	-1.64
WFI	80.3	-0.90
WFC	60	-1.10
Suprime-Cam	74	-0.93

Un simple corte en color no es suficiente para descontaminar nuestra muestra de estos objetos, ya que debido a errores fotométricos (sobre todo en la zona del diagrama donde

se encuentran los objetos más débiles), podemos tener objetos con $EW_{obs} < 100 \text{ \AA}$ y ser detectados como si $EW_{obs} > 100 \text{ \AA}$ y caer por tanto en la zona del diagrama CM en la que esperamos encontrar la población de **ICPN**. Para evitar esto, estudiamos mediante simulaciones la distribución en el diagrama CM de objetos puntuales con $EW_{obs}=100 \text{ \AA}$. Estos objetos modelados fueron añadidos a las imágenes reales y posteriormente extraídos y medida su magnitud de forma similar a los objetos reales.

Se simularon una serie de poblaciones de estos objetos con magnitud fija en cada caso en un intervalo de magnitudes de 20-26. En este caso, en cada simulación introducimos ~ 10000 objetos con una magnitud en [OIII] fija y un color m_n-m_v que correspondería a objetos con $EW_{obs}=100 \text{ \AA}$. Posteriormente dichos objetos fueron detectados con SExtractor y estudiada su distribución en el diagrama CM. Así, para cada magnitud fija en el intervalo $m_{[OIII]}=20-26$, calculamos cuál es la distribución de color y deducimos el color m_n-m_v para el cual se encuentra el 84 % y el 97.5 % de los objetos. En la figura 5.13 se puede ver la función de acumulación a partir de la cual hemos deducido estos valores del color. Estas líneas corresponden a las líneas discontinuas de la figura 5.12. Nuestros candidatos fotométricos a **ICPN** serán aquellos objetos cuyo color m_n-m_v sea más negativo que el dado por la distribución de estos objetos simulados.

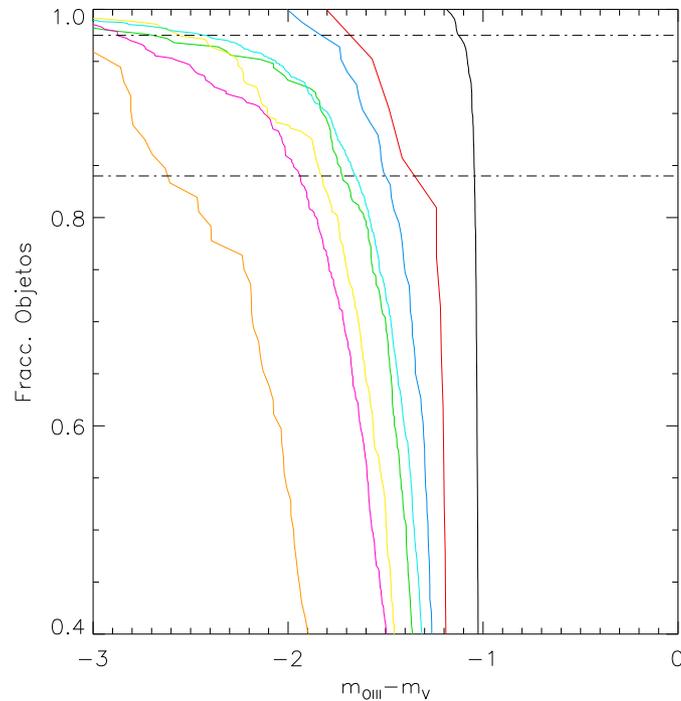


Figura 5.13: Fracción de objetos sintéticos frente a su color ($m_n - m_v$). Estos objetos corresponden a objetos con $EW=100 \text{ \AA}$. Los colores de las líneas representan objetos simulados con: negro, 20.0 magnitudes; rojo, 21.0; azul, 22.0; verde, 23.0; cian, 24.0; amarillo, 24.5; magenta, 25.0; y naranja, 25.5. Las líneas horizontales discontinuas muestran la fracción del 84 % y el 97.5 % de los objetos.

5.2.4 Objetos con emisión en el continuo

Debido a errores fotométricos, objetos que tengan una emisión en el continuo muy débil (estrellas débiles) pueden ser medidos como objetos con $m_n - m_v \ll 0.0$ y contaminar también nuestros catálogos. Para evitar esta contaminación hemos realizado unas simulaciones de objetos puntuales de forma similar al caso de emisores en [OII], pero en este caso los objetos simulados tendrán un color $m_n - m_v \sim 0.0$. Los objetos simulados fueron detectados en las imágenes usando SExtractor y estudiada su distribución en el diagrama CM. Análogamente al caso anterior, para una magnitud fija en el filtro [OIII] calculamos cuál era la dispersión en color de los objetos simulados y la región donde se encuentra el 99 % y el 99.9 % de dichos objetos (ver función de acumulación en la figura 5.14 y las líneas continuas de la figura 5.12). Los objetos seleccionados como candidatos fotométricos a **PN**, serán aquellos que presentan un color $m_n - m_v$ más negativo que el de los objetos con emisión en el continuo simulados.

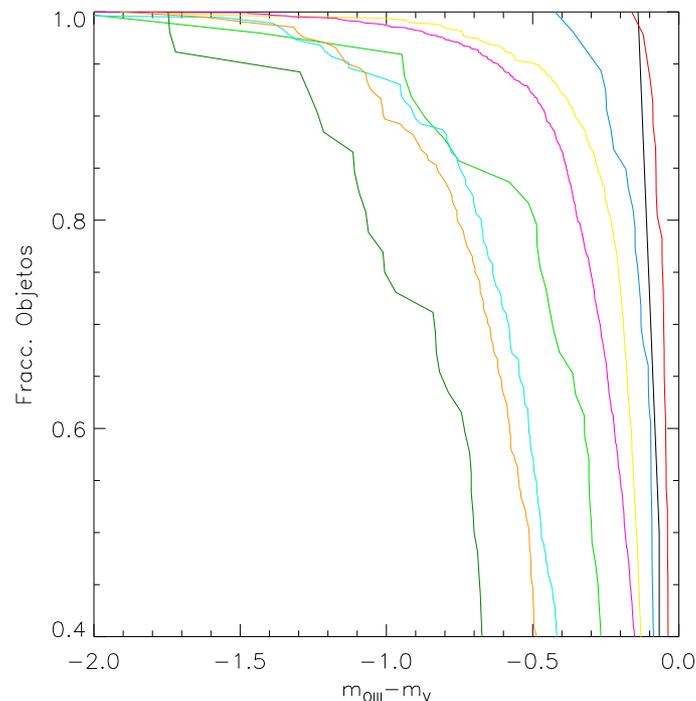


Figura 5.14: Función de acumulación de los objetos sintéticos con color 0. frente al color recuperado de los mismos. Los colores de las líneas representan objetos simulados con magnitud: negro:20.0 magnitudes, rojo 21.0, azul 22.0, verde 23., amarillo 24.0, cian 24.5, magenta 25.0, naranja 25.5, verde oscuro 26.0.

5.2.5 Galaxias Ly α

El otro tipo de contaminante importante son las galaxias Ly α , que van a estar situadas a $z \simeq 3.1$, y para las cuales, la línea de Ly α sería detectada por nuestro filtro estrecho en

[OIII]. La contaminación de Ly α no se puede evitar en los diagramas CM, pero sí podemos saber si esa población es la que dominará en nuestros objetos seleccionados comparando las **LF** de estas galaxias y las de los candidatos fotométricos a **ICPN** detectadas en nuestras imágenes. Existen varios estudios de la **LF** de galaxias Ly α en la literatura que usaremos como patrón de comparación en los capítulos 6 y 7. Para estar seguros de su identidad tendríamos que recurrir a los estudios espectroscópicos, o usar más filtros estrechos, como por ejemplo los campos tomados con el telescopio **SUBARU**, en los que se dispone también del filtro que contiene la línea de emisión de H α .

5.2.6 Contaminación por objetos débiles

Además del desplazamiento en color de los objetos extraídos debido a los errores fotométricos, existe un desplazamiento horizontal (errores en magnitud) en los diagramas CM. Esto es debido a que algunos objetos se les puede asignar un flujo mayor que el que realmente tienen. Así, pueden existir objetos que realmente tengan magnitudes menores que el límite de magnitud, pero sin embargo, SExtractor les haya adjudicado un valor mayor (más brillante). Si además, sus flujos en la banda ancha son menores que el límite de magnitud, estos objetos podrían aparecer en la zona acotada para las **PN**, siendo sin embargo estrellas débiles cuyo continuo no es detectado. Este efecto es el que hemos denominado *spill-over*. Cerca de la magnitud límite el número de estrellas afectadas por el *spill-over* será despreciable solo si la banda ancha es lo suficientemente profunda para detectar cualquier tipo de continuo en los objetos débiles. Se requerirá como mínimo que las magnitudes límite en ambos filtros cumplan la siguiente relación:

$$m_{lim,v} = m_{lim,n} + 3 < rms > \quad (5.3)$$

donde $< rms >$ es el error fotométrico medio para los objetos con magnitud igual a la magnitud límite del filtro estrecho.

Para contabilizar este efecto hemos realizado las siguientes simulaciones. En este caso, hemos introducido una serie de objetos sintéticos puntuales con continuo, es decir, se han simulado en el filtro estrecho y en el ancho con la misma magnitud ($m_n - m_v = 0.0$). Estos objetos van a seguir una **LF** determinada hasta una magnitud muy débil, ~ 28 magnitudes en el sistema **AB**, 3 magnitudes más débiles que el límite de magnitud medio de los campos, porque queremos contabilizar cuántos de los objetos débiles con continuo podrían caer en la región de estudio de las **PN**.

Estos objetos simulados se han introducido en la imagen real y luego se han vuelto a extraer con SExtractor para ver su distribución en el diagrama CM. En la figura 5.15 se ven varios de los resultados obtenidos para distintos campos de Virgo (**LPC** y **SUB2**). Dependiendo de la profundidad que tengamos en el filtro ancho tendremos más o menos contaminantes en la región de las **PN**. Obtendremos mejores resultados si es una imagen muy profunda en el filtro ancho como se observa en la figura 5.15. En ella vemos que para el campo de **LPC** hay mayor cantidad de objetos débiles que producen el *spill-over* que en el caso de **SUB3** que no se detecta ninguno. Esto es debido a que en el segundo caso la profundidad alcanzada en el filtro ancho es mucho mayor, 26.6 magnitudes comparadas con las 24.75 del campo **LPC**.

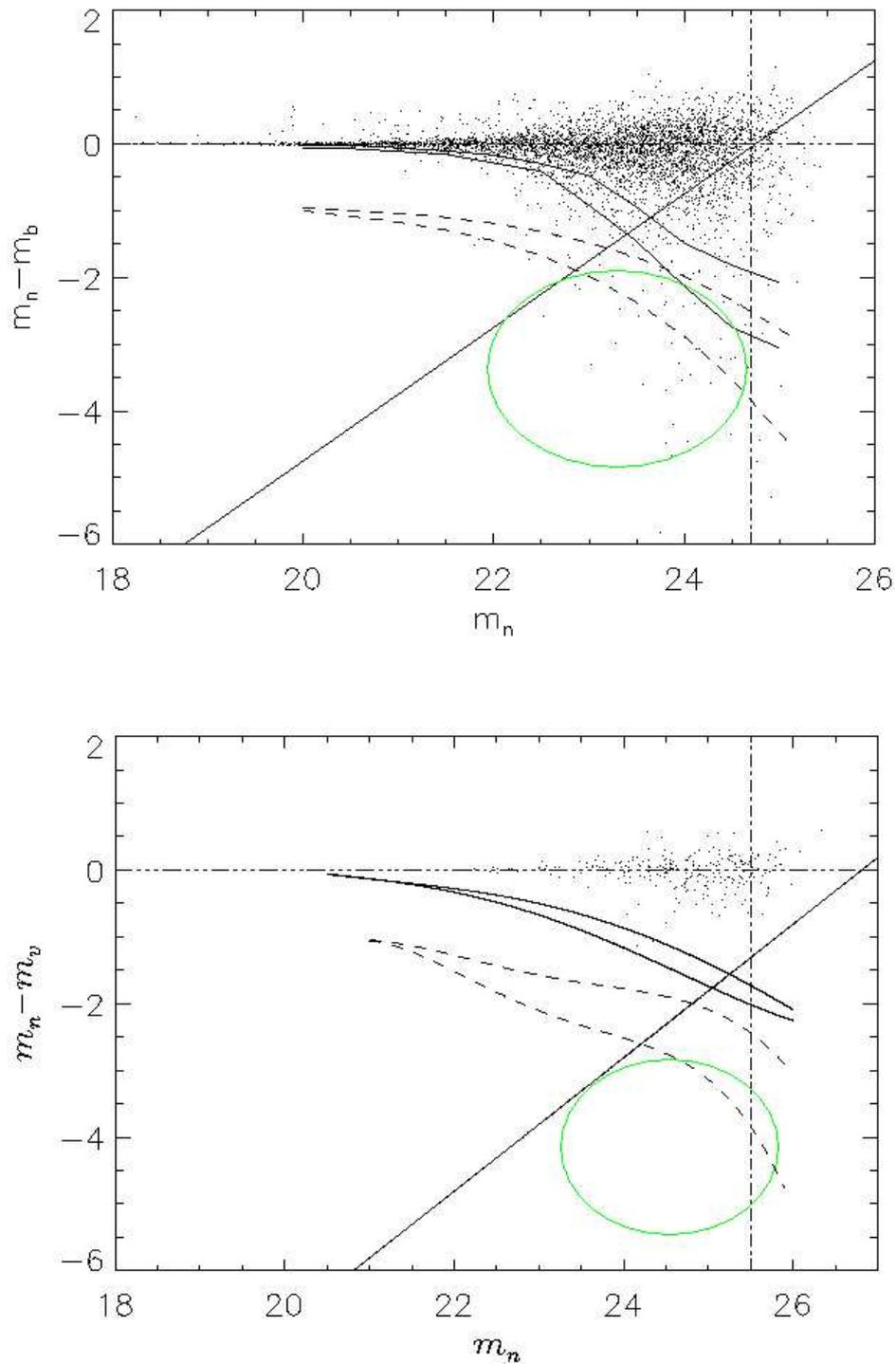


Figura 5.15: Panel superior: Simulaciones para detectar el *spill-over* en el campo de Virgo **Core**. Panel inferior: Simulaciones para detectar el *spill-over* en el campo de Virgo **SUB3**. Se puede observar claramente que en el primer caso vamos a tener objetos que en la zona donde se encontrarían las **PN** debido a los errores fotométricos. En el segundo caso no tenemos, ya que en este campo la profundidad del campo tomado con el filtro ancho es mayor. La magnitud límite en el filtro de [OIII] es de 24.7 y 25.5 para los campos **Core** y **SUB3** respectivamente; y 24.75 y 26.6 en el filtro V.

Nebulosas planetarias perdidas

Otro efecto a tener en cuenta es la pérdida de **PN** que, debido también a los errores en la zona más débil del diagrama, pueden haberse desplazado hacia arriba en el diagrama CM o hacia la derecha. Para caracterizar este efecto vamos a realizar otra simulación de Monte Carlo sobre la imagen real, introduciendo objetos puntuales siguiendo la **LF** de la ecuación 1.3 y que no emitan en el filtro ancho. Los objetos fueron detectados con SExtractor y estudiamos su distribución en el diagrama CM (ver ejemplo en la figura 5.16). Podemos así saber cuántos objetos perdemos. Este porcentaje ha sido muy pequeño en todas nuestras imágenes.

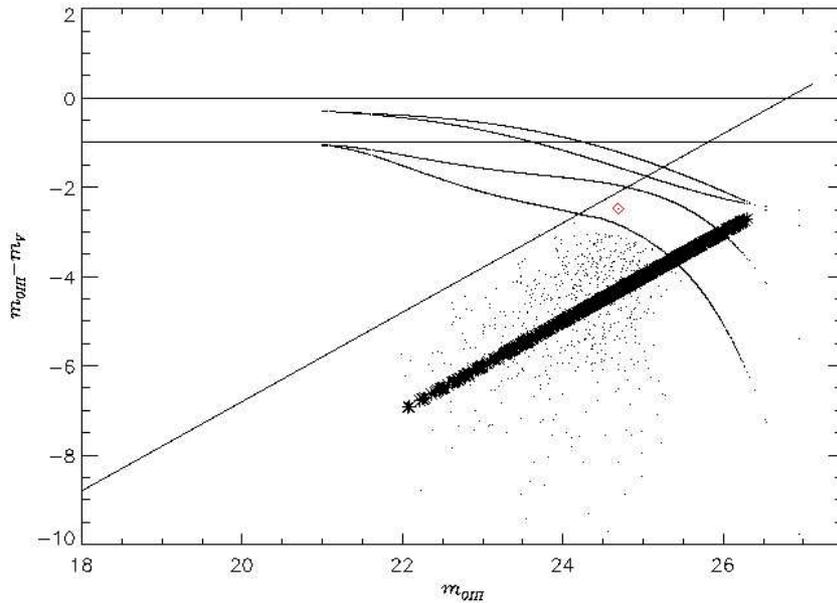


Figura 5.16: Simulaciones de una población de **PN** para ver cuántas perdemos por errores fotométricos en una región del campo de Virgo **SUB2**. Se puede ver que para este campo, como tenemos una imagen muy profunda en el filtro V, las **PN** simuladas que perdemos son muy pocas si las escalamos al número de candidatos a **PN** reales que detectamos.

En resumen, nuestros candidatos a **PN** serán aquellos objetos puntuales, localizados en el diagrama CM con un $EW > 100 \text{ \AA}$, teniendo en cuenta los errores fotométricos. Además, deben emitir por debajo de la magnitud límite en el filtro ancho. Posteriormente, el número de candidatos fotométricos obtenidos, habrá que descontaminarlos de de estrellas débiles y emisores $\text{Ly}\alpha$ a $z \sim 3.1$.

5.3 Diagrama Color-Color(CC)

Como se dijo anteriormente, la mayoría de los campos estudiados en este trabajo se tomaron en dos filtros ([OIII] y V o B), principalmente debido al tiempo de exposición tan alto que, en telescopios de tamaño medio, es necesario para tomar datos en otras líneas de emisión

de las **PN**, como la línea de $H\alpha$. Con los datos tomados con el telescopio **SUBARU** (8 m), ha sido más sencillo tener datos en más filtros estrechos. Todos los campos que han sido tomados en 4 filtros fueron observados con la **Suprime-Cam** de **SUBARU** como explicamos en el capítulo 3. La contaminación de los objetos de fondo, que comentábamos en el apartado anterior para los diagramas CM, no existirá en las imágenes tomadas con **SUBARU**, ya que tenemos la emisión de estos objetos también en la línea de $H\alpha$, y no sólo la línea situada a 5007 Å. La obtención de **ICPN** con estas imágenes se realizará de forma diferente basándonos en la distribución de los objetos en los diagramas Color-Color (CC). En este caso, al tener dos filtros adicionales, $H\alpha$ y R, el método y las simulaciones a realizar tienen ligeras variaciones con respecto a los campos en los que hemos usado el diagrama CM. Se espera que los candidatos a **PN** tengan una relación $H\alpha/[OIII]$ entre $\approx 0.25-0.33$. Esta estimación viene de observaciones de las líneas de varias **PN** en galaxias tardías (Ciardullo et al. 2002a) en las que siempre se cumple este criterio. Por esto, un factor importante a tener en cuenta es la sensibilidad en el filtro de $H\alpha$. La emisión en esta línea va a ser mucho menor que para $[OIII]$ (≈ 4 veces menor), por lo que necesitaremos una profundidad de imagen adecuada para no perder candidatos.

De igual manera, se llevaron a cabo simulaciones para estudiar la región donde deben estar localizados los candidatos, de forma similar a los campos con dos filtros. Hay que decir además, que en los campos del telescopio **SUBARU**, en los que hemos realizado el estudio basándonos en los diagramas CC, también hemos realizado los diagramas CM para comparar ambos resultados.

5.3.1 Candidatos a ICPN

En este caso, el criterio de selección se derivará a partir del diagrama CC que representa $m_{OIII}-m_{H\alpha}$ vs. $m_{OIII}-m_{(V+R)}$. Inicialmente se llevarán a cabo una serie de simulaciones añadiendo objetos a las imágenes reales de forma análoga al caso de los diagramas CM. Los objetos sintéticos que hemos añadido a las imágenes tienen las mismas características que los objetos reales que nos encontramos en las imágenes: **PN** con emisión en los dos filtros estrechos; objetos con sólo emisión en $[OIII]$ y fuentes con emisión en el continuo. En nuestro estudio además, para que el filtro ancho de comparación sea lo más profundo posible, vamos a usar el resultado de la suma de los dos filtros de banda ancha, obteniendo así $(V+R)$ ¹. Siguiendo el procedimiento de Steidel et al. (2000), se trata de una combinación lineal de las imágenes en ambos filtros para obtener $V+R$, después de haberlos escalado ambos previamente al mismo punto cero. Para ello hemos sumado los flujos, con lo cual las magnitudes resultantes en $(V+R)$ vendrían dadas por la ecuación:

$$m_{V+R} = -2.5\log(F_V + F_R) + Z_{V+R} \quad (5.4)$$

Donde Z_{V+R} es el punto cero buscado, F_V y F_R son los flujos en los filtros V y R respectivamente, y m_{V+R} la magnitud en la imagen resultante de la suma.

Un ejemplo de diagrama CC con los objetos extraídos para el campo de **SUB2** se puede ver en la figura 5.17. El diagrama se divide en varias secciones bien diferenciadas según la emisión de la población existente en esa zona:

¹Hay que recordar siempre que en este trabajo estamos interesados en objetos muy débiles y tenemos que estar seguros de que no emiten en el continuo.

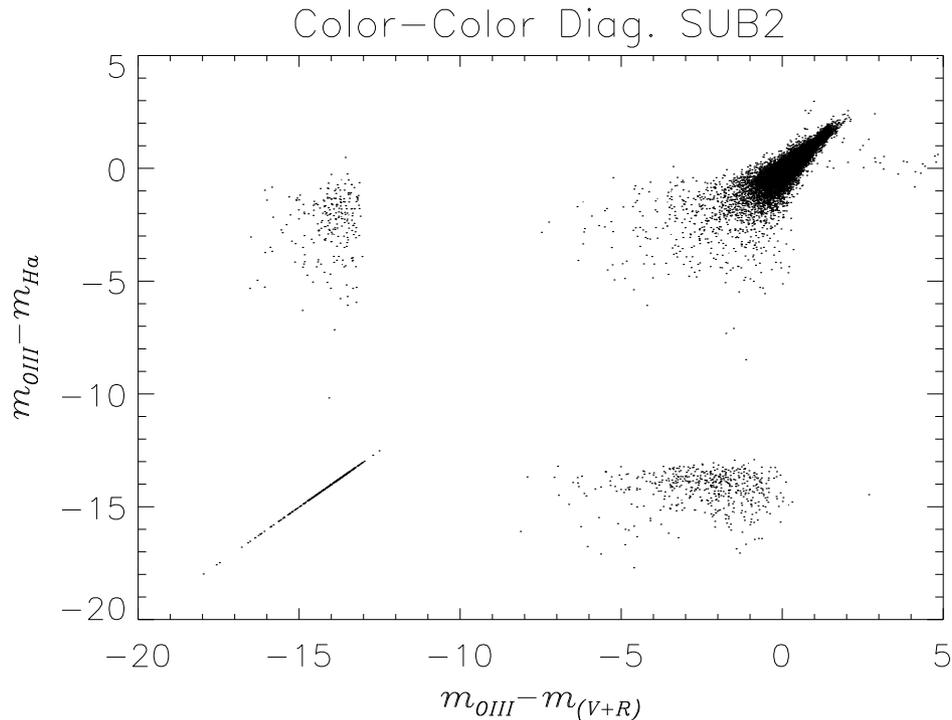


Figura 5.17: Diagrama color-color donde se representan los objetos extraídos de las imágenes reales tomadas con el telescopio **SUBARU** en los filtros [OIII], $H\alpha$, V y R para el campo de Virgo **SUB2**. Los distintos tipos de objetos se van a concentrar en diferentes regiones del diagrama. Para saber donde se sitúan cada uno de ellos se realizan una serie de simulaciones que se explican en el texto.

- Objetos con color $m_{OIII} - m_{(V+R)} > 2.5$. Se trata de objetos situados en las zonas de saturación de las estrellas brillantes de las que tenemos algunas en las imágenes, dando una magnitud errónea de los objetos que se hayan detectado cerca de sus halos. Estos objetos no han sido tenidos en cuenta.
- Los objetos con color $m_{OIII} - m_{H\alpha} \sim 0.0$ y $m_{OIII} - m_{(V+R)} \sim 0.0$, emiten en los cuatro filtros utilizados, en mayor o menor medida y afectados por los errores fotométricos, de ahí su dispersión. Esta dispersión también es debida a galaxias de campo rojas o azules.
- Los objetos situados en la zona de color $m_{OIII} - m_{(V+R)} < -12$, son objetos cuya emisión en (V+R) es despreciable, pero emiten en los dos filtros estrechos. Esta sería la región teórica donde estarían situadas las **PN**.
- Los objetos situados en la zona de color $m_{OIII} - m_{H\alpha} < -12$, son objetos cuya emisión en $H\alpha$ es despreciable, pero emiten en los dos filtros restantes.

- Los objetos situados en forma de línea diagonal en la parte inferior de la figura, son objetos que no emiten ni en el filtro (V+R) ni en el H α . Se trataría en este caso de objetos denominados como *emisores de una sola línea* (*single line emitters* como son denominados en inglés). Como para el caso de los diagramas CM, se trataría de emisores muy lejanos, como Ly α a $z \simeq 3.1$, cuya emisión en el continuo es muy débil y no se detecta.

Como se ha dicho, los objetos sobre la línea de color $m_{OIII}-m_{V+R}=-13$ y color $m_{OIII}-m_{H\alpha}=-13$ son objetos que emiten sólo en H α o en V+R, respectivamente. Se les ha asignado una magnitud ficticia de 40 para poderlos introducir en el diagrama Color-Color (SExtractor si no detecta un objeto en la imagen, trabajando en *modo dual*, asigna a ese objeto una magnitud de 99.). Los objetos que se encuentran en línea diagonal del diagrama CC, corresponden a objetos que no emiten ni en H α ni en V+R, asignándoseles la misma magnitud ficticia de 40.0 en ambos filtros.

Inicialmente, para realizar el diagrama sintético seguimos el mismo procedimiento que para el caso de los diagramas CM. Es decir, introducimos en las imágenes reales una población de objetos distribuidos de forma aleatoria siguiendo una función de luminosidad determinada (ecuación 1.3). Añadiremos distintas poblaciones para localizar su posición en el diagrama CC, que serán las siguientes:

- Objetos que emiten en el continuo. Es decir, vamos a tener emisión en todos los filtros ($m_{OIII}-m_{V+R}=m_{OIII}-m_{H\alpha}=0.0$). Estos objetos son los triángulos verdes de la figura 5.18.
- Objetos que van a emitir sólo en el filtro [OIII]. Estos objetos, para los cuales la emisión es despreciable en H α y V+R, son los que se van a situar en la diagonal de la zona inferior-izquierda del diagrama CC y dispersos por otras zonas del diagrama de la figura 5.18.
- Objetos que van a emitir en los dos filtros estrechos. Se simula una población puntual con emisión en los dos filtros estrechos ([OIII] y H α pero sin contribución en el continuo), y se añaden posteriormente a las imágenes científicas, esta sería la verdadera población de **PN**. En la figura 5.18 se pueden ver estas simulaciones para el campo de **SUB2**. Estas **PN** simuladas, se encuentran situadas en dos zonas:
 - Para algunas de ellas, las medidas de V+R son despreciables y se les asigna un valor arbitrario de 40 para poderlas situar en el diagrama CC. Son los objetos con $m_{OIII}-m_{(V+R)} < -14$
 - Para otros objetos, la medida de V+R es positiva debido al ruido de la imagen, pero más débil que la magnitud límite para esos filtros. Por lo que la población de **PN** se va a dispersar en la zona del diagrama con $-10 < m_{OIII}-m_{(V+R)} < -1.3$.

Con estas simulaciones acotamos la región donde podrían encontrarse las **PN**. Según nuestras simulaciones, las **PN** van a estar distribuidas siguiendo los cuadrados rojos de las figuras 5.18. Su color medio es de $m_{OIII}-m_{H\alpha}=-1$ ya que es el correspondiente a un objeto cuya emisión en flujo de [OIII] es 3-4 veces mayor que en H α . Debido a los errores

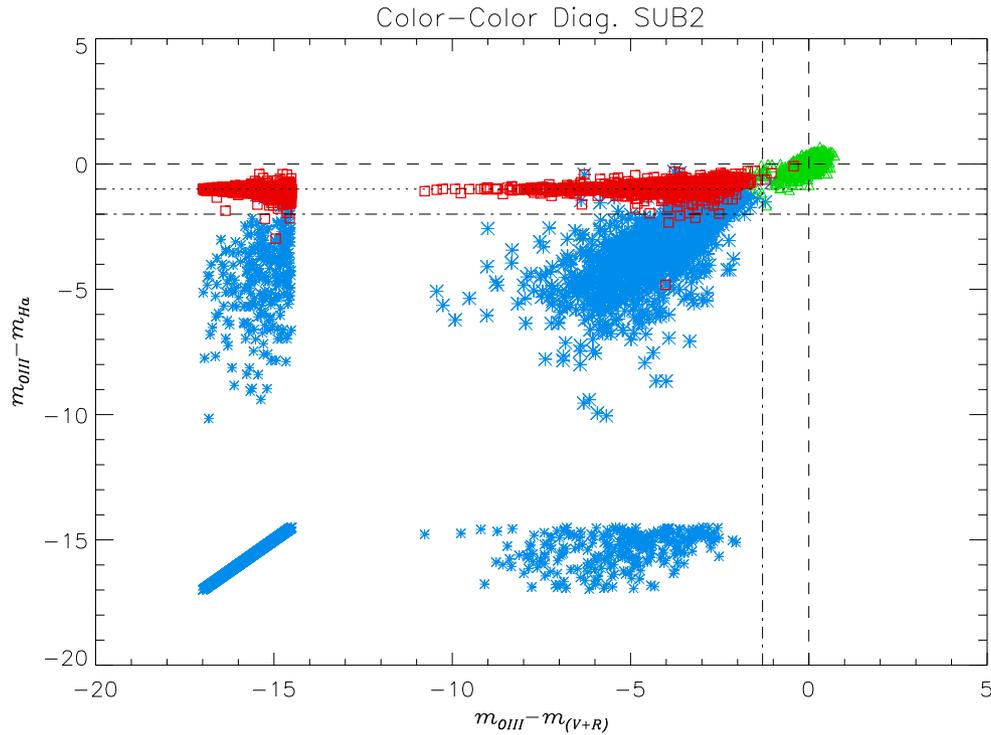


Figura 5.18: Diagrama color-color de una población simulada para el campo de Virgo **SUB3**. Los puntos rojos son **PN** con $m_{OIII}-m_{H\alpha}=-1$, y sin emisión en V+R. Las estrellas azules son objetos con emisión sólo en la línea de [OIII], y sin flujo en $H\alpha$ y V+R. Los triángulos verdes son objetos puntuales con emisión en el continuo. Los objetos que están distribuidos paralelos el eje de abscisas a $m_{OIII}-m_{H\alpha} < -15$., son aquellos para los que la emisión en $H\alpha$ es negativa y se le asigna una magnitud arbitraria de 40. Los objetos paralelos al eje y, a $m_{OIII}-m_{(V+R)} < -15$, son aquellos para los que V+R tiene emisión negativa y se le asigna de igual forma que para el caso anterior, un valor de 40 de forma arbitraria.

fotométricos, estas **PN** van a estar distribuidas en un amplio rango de valores de $m_{OIII}-m_{(V+R)}$. Los emisores en una sola línea (estrellas azules en la figura 5.18), son los que tienen más posibilidades de encontrarse en todas las regiones debido a los errores fotométricos, que harían que se detectara señal en los filtros $H\alpha$ y (V+R).

Este método con cuatro filtros ha sido implementado en Arnaboldi et al. (2003) para un campo del cúmulo de Virgo (**SUB**), para el que se han obtenido buenos resultados. Los candidatos a **PN** en este caso, serán aquellos objetos cuya emisión en la línea de [OIII] sea mayor que el límite de magnitud, no emitan en el continuo, al igual que sucedía con el método de CM, sean objetos puntuales, y su magnitud en $H\alpha$ sea más brillante que la magnitud límite de la imagen en esa banda. Estos objetos van a estar situados en las zonas acotadas por las líneas horizontales y verticales del diagrama de la figura 5.18.

6

Luz difusa en grupos de galaxias

Aparte de la **ICL** en el cúmulo de Virgo, que ha supuesto la mayor parte de este trabajo, y se analizará en el capítulo 7, este proyecto engloba además el estudio de la luz difusa en asociaciones de galaxias más pequeñas, como son los grupos de galaxias. Hasta el momento son pocos los grupos de galaxias en los que se ha estudiado la luz difusa en el medio *intragrupo* (**IGL**). Feldmeier et al. estudiaron en 2003 el grupo M81; White et al. (2003) el grupo HCG90; Pildis et al. (1995b) el grupo de HCG 94 y Da Rocha et al. (2005) los grupos de HCG 79, 88 y 95. En nuestro caso hemos elegido dos grupos relativamente cercanos, con una distancia a nosotros tal que podamos utilizar el mismo método e instrumentación que para detectar la luz difusa en el cúmulo de Virgo. Los grupos seleccionados han sido el grupo de Leo (M96) y el grupo compacto de Hickson HCG 44, y los resultados obtenidos se van a exponer en este capítulo. Los resultados de ambos grupos que expondremos a lo largo de este capítulo han sido publicados en dos artículos: Castro-Rodríguez et al. (2003) y Aguerri et al. (2006).

6.1 Grupo de Leo (Grupo M96)

El grupo de Leo es el grupo de galaxias más grande y más cercano que contiene galaxias gigantes tanto elípticas como espirales. Por este motivo, se convierte en un importante laboratorio para realizar estudios en las escalas de distancia de las galaxias que forman el grupo utilizando distintos métodos: Cefeidas, Supernovas, fluctuaciones de brillo superficial (**SBF**), función de luminosidad de las **PN** (**PNUF**), el *tip* de estrellas **RGB**, etc. Todos ellos estiman que este grupo se encuentra a una distancia de $\approx 10 \pm 0.2$ Mpc.

Las galaxias que componen Leo están distribuidas en un rango de *redshifts* de $500 \text{ km s}^{-1} < cz < 1700 \text{ km s}^{-1}$, repartidas entre 7 y 25 Mpc de distancia. A todo este conjunto se le conoce como Nube de Leo (ver figura 6.1). Uno de los subgrupos de esta nube es el que se suele denominar como *Grupo de M96*.

El grupo de M96 en Leo (en el resto de este trabajo lo llamaremos simplemente *Grupo de Leo*) está constituido principalmente por galaxias de tipo temprano, como son NGC 3379 (M 105) y las galaxias espirales NGC 3384, NGC 3368 (M 96) y NGC 3351 (M 95) (Schneider 1989), además de otros posibles miembros enumerados en la tabla 6.1.

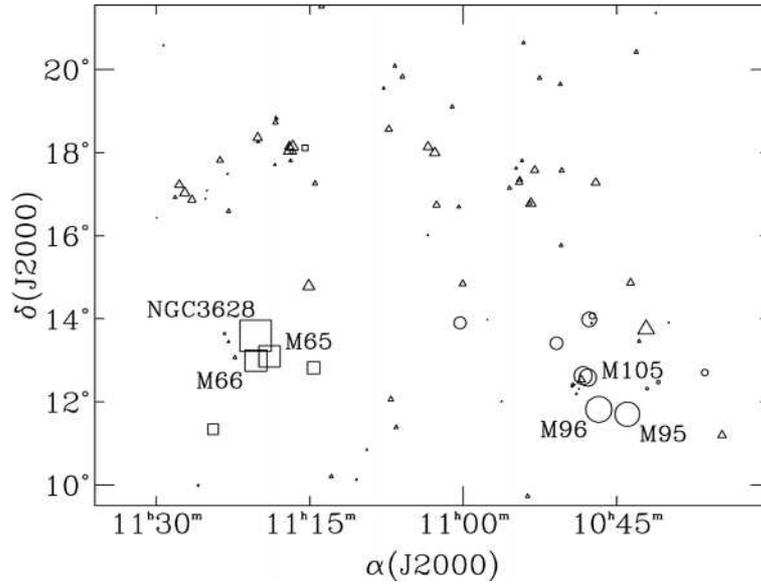


Figura 6.1: Galaxias en la región de Leo. Los círculos indican los miembros pertenecientes al subgrupo de M96; los cuadrados al de M66 (Triplete de Leo); los triángulos son miembros de la nube Leo II que está de fondo. El tamaño de los símbolos es proporcional al diámetro angular de las galaxias.

Tabla 6.1: Miembros del grupo de M96 en Leo. Los siete últimos son candidatos a miembros del grupo, mientras que los cuatro primeros son miembros confirmados del mismo.

Nombre	Tipo	Mag. Absoluta	Velocidad (Km/s)
NGC 3379 (M 105)	E1	-19.8	910.2
NGC 3384	SB(s)0	-19.9	883.7
NGC 3368 (M 96)	SAB(rs)ab	-18.6	891.5
NGC 3351 (M 95)	SB(r)b	-19.1	777.5
NGC 3489	SAB(s)dm	-18.9	705.0
NGC 3412	SB(s)0	-18.7	845.8
NGC 3299	SAB(s)dm	-16.9	690.0
DDO 88	SAB(s)m	-15.9	573.0
UGC 5812	Sm	-15.2	1008.3
CGCG 65-86	dS0	-14.3	778.0
Leo dw A	Im	-11.1	285.0

Nuestro campo a estudiar en esta tesis está centrado en el pico de emisión de HI intergaláctico (ver figura 6.2), que se encuentra entre M105 y M96 y fue descubierto por Schneider et al. (1983), encontrándose más tarde que formaba parte de un anillo mayor de HI (Schneider et al. 1989). Este anillo está dispuesto siguiendo una órbita elíptica alrededor de M105 y NGC3384. Tiene un diámetro de 225 kpc y una masa de $2 \cdot 10^9 M_{\odot}$. Estudios realizados posteriormente por Schneider et al. (1989) en varias longitudes de onda, no detectaron rastro estelar alguno. Se han postulado varias opciones para el origen de este gas:

- Nube eyectada en una colisión entre NGC 3384 y M96.
- Una galaxia enana que ha sido destruida por fuerzas de marea.
- Gas primordial.

La ausencia de algún tipo de formación estelar detectada hasta el momento y el alto periodo orbital de la nube ($4 \cdot 10^9$ años), decantan a Schneider (2000) por la última opción, calificando el material de la nube como primordial.

6.1.1 Observaciones y reducción de datos

Las observaciones consistieron en dos imágenes profundas una en la banda ancha (V) y otra en el filtro estrecho ([OIII]) en la posición $\alpha(\text{J2000})=10^h 47^m 36^s$ y $\delta(\text{J2000})=+12^{\circ} 10' 56''$ en Marzo de 1999, durante el tiempo garantizado al Observatorio de Capodimonte en la **WFI** del telescopio ESO MPI 2.2 m en La Silla (ver detalles del instrumento en el capítulo 2 y en las tablas 3.3 y 3.7).

Para tomar los datos del grupo de Leo se utilizó un filtro de banda ancha en V y un filtro estrecho de anchura 28.2 Å centrado a 5026.1 Å para la detección de la línea de [OIII] λ 5007 Å a 10 Mpc (ver figura 6.3). Se tomaron 6 exposiciones de 300 y 3000 s para los filtros V y [OIII], respectivamente. Una vez combinadas todas las imágenes, se obtuvo un tiempo total de 1800 y 18000 s en los filtros ancho y estrecho, respectivamente (ver tabla 3.7).

6.1.2 Catálogo de candidatos a IGP

Las imágenes fueron reducidas, ajustada su astrometría y calibradas siguiendo los pasos expuestos en el capítulo 4. Los puntos ceros de la calibración están enumerados en la tabla 4.2. Además, para poner las magnitudes que hallamos en un sistema adecuado para comparar los distintos campos, se usó la conversión explicada en el capítulo 4 (ver tabla 4.1):

$$m_{OIII} = m_{5007} - 3.54 \quad (6.1)$$

Como explicamos en el capítulo 5, antes de extraer los objetos reales de las imágenes científicas usando SExtractor, realizamos simulaciones de Monte Carlo para determinar los parámetros óptimos de SExtractor. En este caso se tomó como umbral de detección 1.0σ , siendo σ el *rms* en ADUs del cielo global de la imagen. La tabla 6.2 y la figura 6.4 muestran los resultados generales que se obtienen variando el umbral de detección. Se podría elegir

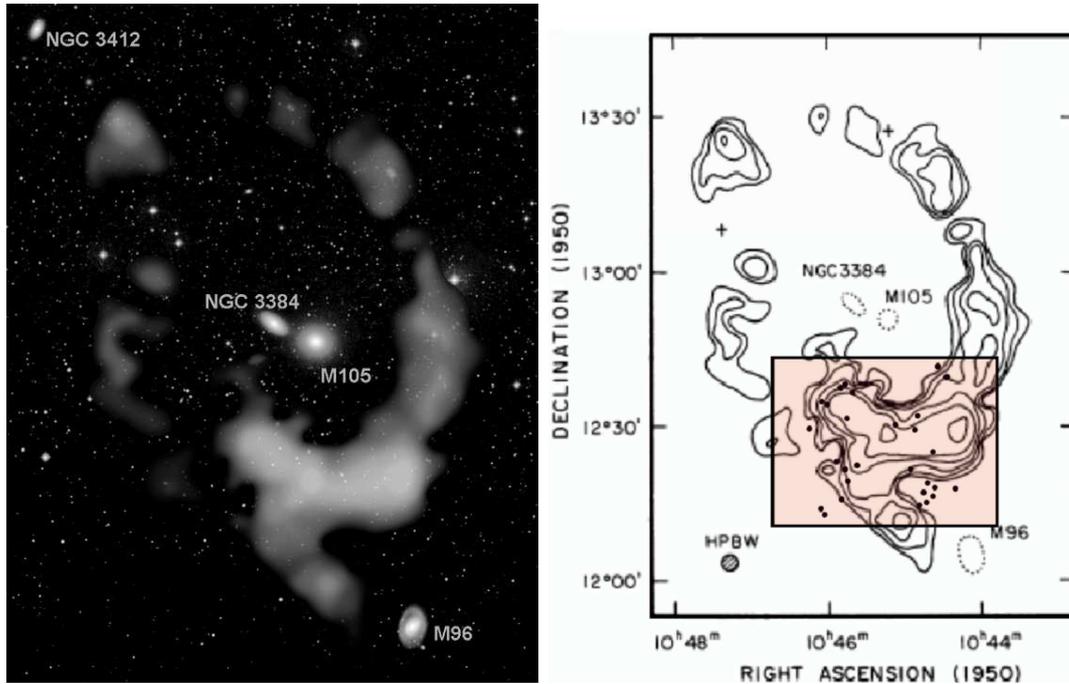


Figura 6.2: Panel izquierdo: Representación de grupo de Leo, concretamente el subgrupo de M96, en el que se puede apreciar claramente la nube de HI existente en el medio intragrupo y las galaxias cercanas. Lo que al principio se creía una nube aislada, se comprobó posteriormente que seguía una distribución cuasi-anular. Panel derecho: Diagrama de contorno de la nube de HI en el Grupo de Leo según Schneider et al. (1989). La figura muestra contornos en 0.1, 0.2, 0.4, 0.8, 1.6 y 3.2 Jy km s^{-1} por rayo. 1 Jy km s^{-1} por rayo corresponde a una densidad columnar de aproximadamente $2 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ para el tamaño de rayo de Arecibo. El rectángulo representa el campo estudiado con este trabajo y los círculos llenos, muestran las posiciones de los objetos de emisión puntuales con $\text{EW} > 100 \text{ \AA}$ (ver capítulo 5) y sin contribución en el filtro V (Castro-Rodríguez et al. 2003).

Tabla 6.2: Lista de objetos recuperados en las simulaciones, objetos espurios detectados y la magnitud límite para los distintos valores del umbral de detección usado por SExtractor para la detección de los objetos.

Umbral inferior	Objetos Recuperados	Objetos Espurios	Magnitud Límite (m_{OIII})
0.7σ	435	404	24.14
0.8σ	385	79	24.09
0.9σ	341	33	23.99
1.0σ	310	20	23.95
1.1σ	277	11	23.84
1.2σ	254	8	23.75
1.3σ	230	7	23.67



Figura 6.3: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo del grupo de Leo observado con la **WFI**.

un umbral de 0.9σ con el que se reduce visiblemente la fracción de objetos espurios, pero hemos decidido tomar un valor más conservador de 1.0σ .

Las magnitudes límite para cada banda, son aquellas para las cuales detectamos el 50% de los objetos simulados y vienen dadas en la tabla 6.3. La figura 6.5 muestra los resultados de las simulaciones que han dado estos valores para las magnitudes límite en los dos filtros.

Extraídos los objetos de ambos filtros, se construyó el diagrama color magnitud correspondiente (ver figura 6.6) y se realizaron las simulaciones para acotar la región donde se encontrarían las **PN**. Finalmente, los candidatos seleccionados como **IGPN** son los que se indican en la figura 6.6 con cruces (objetos puntuales que emiten en [OIII] y cuya emisión

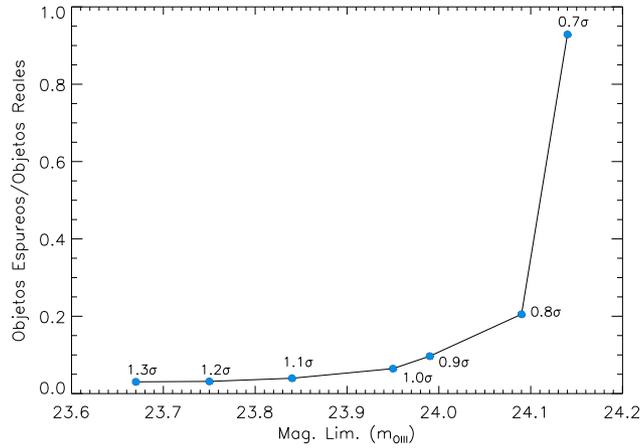


Figura 6.4: Relación entre los objetos espúreos y las detecciones reales vs. la magnitud límite para los distintos umbrales de detección seleccionados. En este campo se tomó un umbral de 1.0σ para la detección de los objetos.

Tabla 6.3: Magnitudes límites en los filtros usados en el estudio del grupo de Leo.

Filtro	Mag. límite
[OIII]	23.95
V	24.73

en el filtro de banda ancha es más débil que la magnitud límite en V), y asteriscos (objetos puntuales que emiten en [OIII] y su emisión en V es nula). En total hay 29 candidatos a **IGPN** (ver tabla 6.4).

6.1.3 Función de luminosidad

La función de luminosidad de las **PN** (**PNLF**) se ha usado en Astronomía como indicador de distancias en extragalácticas, las magnitudes visuales de las **PN** más brillantes son prácticamente iguales dentro de un rango de 0.5 magnitudes. Este hecho indica que la parte brillante de la **LF** de las **PN** se puede utilizar como indicador de distancias. En la figura 6.7 se puede ver la **PNLF** para las nebulosas encontradas en las galaxias de Leo: NGC3379, NGC3384, NGC3377 (Ciardullo et al. 1989a), NGC3351 (Ciardullo et al. 2002b) y NGC3368 (Feldmeier et al. 1997) situadas todas ellas en las inmediaciones de la nube de HI a una distancia de 10 Mpc. También se representa en esta figura, la **LF** de las **ICPN** espectroscópicamente confirmadas en el cúmulo de Virgo en el campo **FCJ** (Arnaboldi et al. 2002). En este último caso, el corte brillante de la **LF**, da como resultado una distancia de 12.8 Mpc para estas **PN**. Podemos observar además en esta figura, que el corte brillante de la **LF** de nuestros candidatos en Leo, es ~ 1.1 - 1.2 magnitudes más débil que para las curvas correspondientes a las galaxias de este grupo, y 0.5 magnitudes más débil que para la **LF**

Tabla 6.4: Candidatos a **IGPN** seleccionados de acuerdo con los criterios enumerados en el capítulo 5. La anchura equivalente observada fue calculada a partir de $EW_{obs} \approx \Delta\lambda(10^{0.4\Delta m} - 1)$, donde $\Delta\lambda$ es la anchura del filtro estrecho, y Δm es el color del objeto. La conversión de magnitudes **AB** a m_{5007} ha sido calculada con la curva de transmisión del filtro siguiendo la ecuación 6.1.

Nombre	RA (J2000) (h m s)	DEC (J2000) (° ' ")	m_{OIII}	err_{OIII}	m_{5007} (Å)	EW_{obs}
Leo-1	10:48:41.024	12:09:32.27	23.10	0.17	26.55	> 100
Leo-2	10:48:37.555	12:02:40.58	23.23	0.14	26.77	> 100
Leo-3	10:48:26.158	11:58:38.18	23.32	0.17	26.86	> 100
Leo-4	10:47:20.454	12:06:39.48	23.61	0.21	27.15	509
Leo-5	10:47:00.162	12:01:24.95	23.61	0.19	27.15	402
Leo-6	10:48:30.937	11:59:23.40	23.62	0.18	27.16	> 100
Leo-7	10:48:26.944	12:15:37.48	23.64	0.23	27.18	457
Leo-8	10:47:26.160	12:21:44.82	23.72	0.16	27.26	847
Leo-9	10:48:48.120	12:22:40.25	23.72	0.21	27.26	> 100
Leo-10	10:48:42.686	12:24:36.55	23.75	0.23	27.29	> 100
Leo-11	10:47:30.498	12:15:14.04	23.77	0.19	27.31	> 100
Leo-12	10:47:05.694	11:58:56.78	23.82	0.23	27.36	> 100
Leo-13	10:48:19.028	12:05:15.02	23.85	0.19	27.39	> 100
Leo-14	10:47:24.579	12:14:51.43	23.88	0.20	27.42	336
Leo-15	10:48:25.801	12:13:15.26	23.89	0.21	27.43	> 100
Leo-16	10:48:31.084	12:03:31.83	23.91	0.22	27.45	> 100
Leo-17	10:47:07.751	12:17:22.55	23.91	0.23	27.45	> 100
Leo-18	10:47:25.932	12:01:39.90	23.98	0.21	27.52	1169
Leo-19	10:47:30.899	12:20:52.38	23.98	0.25	27.52	> 100
Leo-20	10:47:29.315	12:03:20.04	23.99	0.24	27.53	> 100
Leo-21	10:47:01.458	12:13:18.74	24.04	0.21	27.58	> 100
Leo-22	10:47:38.868	12:06:27.66	24.09	0.19	27.63	> 100
Leo-23	10:48:30.602	12:00:59.27	24.10	0.21	27.64	> 100
Leo-24	10:47:23.065	12:21:27.01	24.12	0.23	27.66	> 100
Leo-25	10:47:10.454	12:17:30.28	24.12	0.22	27.66	> 100
Leo-26	10:48:52.168	12:01:43.69	24.21	0.27	27.66	> 100
Leo-27	10:48:07.852	12:14:24.17	24.35	0.33	27.89	> 100
Leo-28	10:47:26.305	12:06:12.09	24.36	0.25	27.90	> 100
Leo-29	10:48:36.234	12:01:07.16	24.38	0.26	27.92	> 100

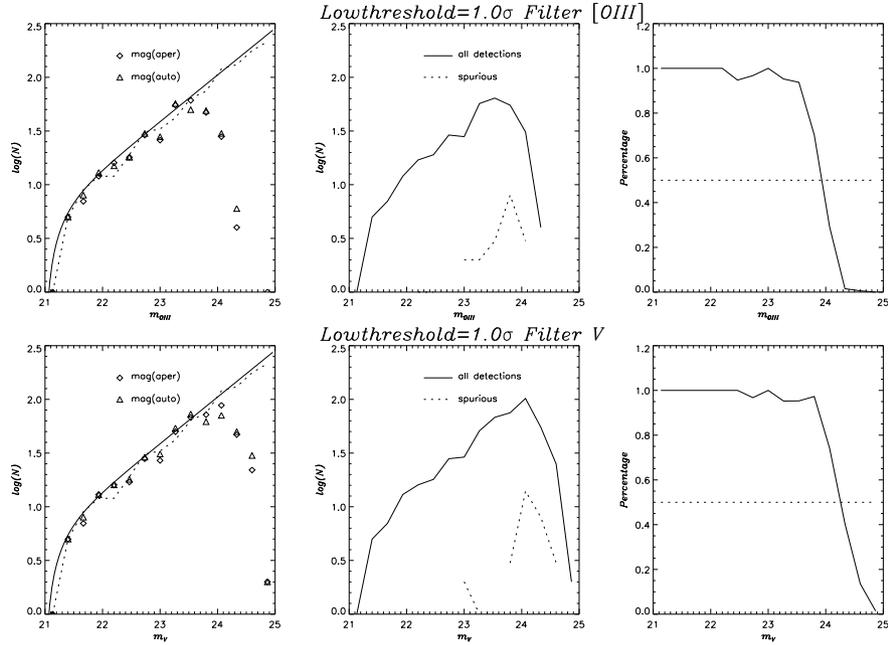


Figura 6.5: Simulaciones de Montecarlo de una población simulada de objetos puntuales, introducida en las imágenes y extraída con SExtractor para los filtros de [OIII] y V para el campo de Leo. Izquierda: **LF** de entrada para los objetos modelados (línea continua) y **LF** recuperada (rombos y triángulos). Centro: Número de objetos simulados (línea continua) y espurios (línea punteada) detectados a cada magnitud. Derecha: Fracción de objetos recuperados como función de su magnitud; la línea discontinua indica el valor del 50%.

de las **ICPN** de Virgo. Ambos valores son mucho más grandes que los errores fotométricos (ver tabla 6.4). Este resultado nos indica que estos objetos no pertenecen a una población de **PN** en el grupo de Leo.

Estos objetos deben ser, por tanto, galaxias de fondo, ya sean emisores [OII] a $z \simeq 0.34$ o bien emisores $\text{Ly}\alpha$ a $z = 3.1$. Nuestro criterio de selección (ver capítulo 5) elimina los objetos con $\text{EW} < 100 \text{ \AA}$, eliminando así las posibles fuentes [OII] que pudieran encontrarse en el fondo de la imagen (Hammer et al. 1997; Hogg et al. 1998). Es por ello que nos inclinamos a pensar que los objetos con líneas de emisión en [OIII] detectados en Leo, son galaxias $\text{Ly}\alpha$ a $z \simeq 3$, vamos a comparar su **LF** con la estudiada por otros autores para este tipo de galaxias.

Realmente, la función de luminosidad para los objetos $\text{Ly}\alpha$ no está muy estudiada en la literatura. Resultados de los últimos años, usando el telescopio **SUBARU** en un campo profundo (< 26.0 magnitudes en un filtro centrado a 7126 \AA), han obtenido la **LF** de la población de galaxias $\text{Ly}\alpha$ a $z = 4.86$ (Ouchi et al. 2003), aunque aquí vamos a usar principalmente la derivada por Steidel et al. (2000), Cowie et al. (1998) y Kudritzki et al. (2000) para objetos a $z \simeq 3.1$. En la figura 6.8, hemos representado las **LF** de todos estos estudios de objetos $\text{Ly}\alpha$ a alto *redshift* y los hemos comparado con los resultados obtenidos para Leo. Previamente hemos reescalado las distintas muestras al volumen efectivo de

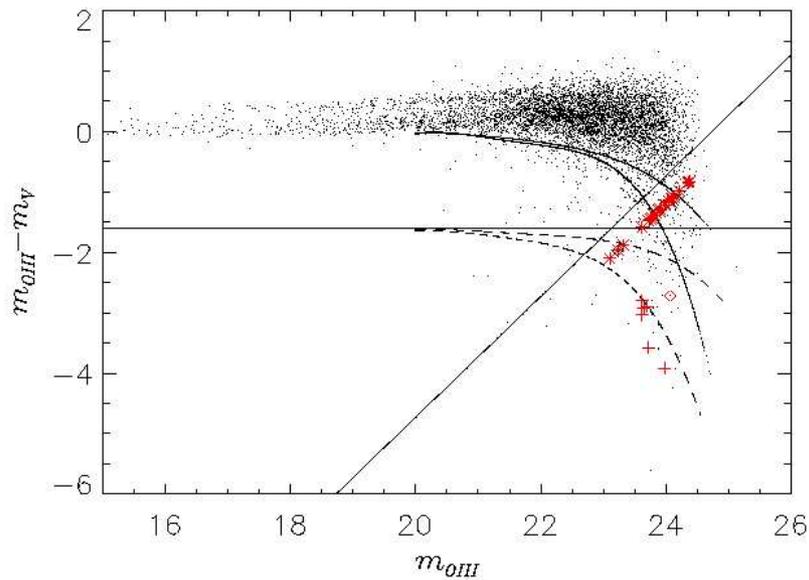


Figura 6.6: Diagrama color magnitud (CMD) para todas las fuentes extraídas con SExtractor en el campo de Leo (puntos). La línea horizontal representa el color $m_{OIII}-m_V = -1.6$, que indica objetos con $EW=100$ Å observado. Las líneas discontinuas representan el 84 % y 97.5 % para la distribución de objetos modelados con $m_{OIII}-m_V = -1.6$. Las líneas continuas curvas representan el 99 % y líneas del 99.9 % para la distribución de objetos modelados con color 0.0. La línea diagonal corresponde a $m_V = 24.73$, que es la magnitud límite en la banda V. Las cruces indican los objetos puntuales por debajo de la curva del 97.5 %; los asteriscos son los objetos sin emisión en la banda V. Como su magnitud en V es más débil que la magnitud límite en dicho filtro, su posición en este diagrama es ficticio (su coordenada "y" es desconocida); hemos adoptado una $m_V = 25.0$. Los rombos indican los objetos con información espectral.

nuestro campo¹. En la tabla 6.5 tenemos los valores obtenidos para cada **LF** de la figura 6.8.

En estos trabajos (Cowie & Hu 1998; Steidel et al. 2000; Kudritzki et al. 2000), los emisores $Ly\alpha$ son identificados a través de un exceso de emisión en un filtro estrecho, independientemente de si su emisión es puntual o no. Por lo tanto, se ha creado un catálogo de objetos pertenecientes a Leo, con exceso de emisión en el filtro de [OIII] ($EW > 100$ Å), tanto de objetos puntuales como extensos, para comparar con los estudios anteriormente mencionados. Se puede comprobar en la figura 6.8, que la **LF** de los candidatos de Leo concuerdan perfectamente con la **LF** de los estudios de emisores $Ly\alpha$ de fondo a $z \approx 3.1$. Sin embargo, también podemos ver que los emisores más brillantes entre magnitudes $25.7 < m_{5007} < 26.7$ no están presentes en este campo. Todos los objetos seleccionados se concentran en la parte más débil de la **LF**. Otro dato a tener en cuenta a simple vista en la figura 6.2, es la no correlación entre la posición de los objetos en Leo y la nube de HI.

¹Teniendo en cuenta el área de cada campo y la **FWHM** de cada filtro utilizado en los distintos estudios.

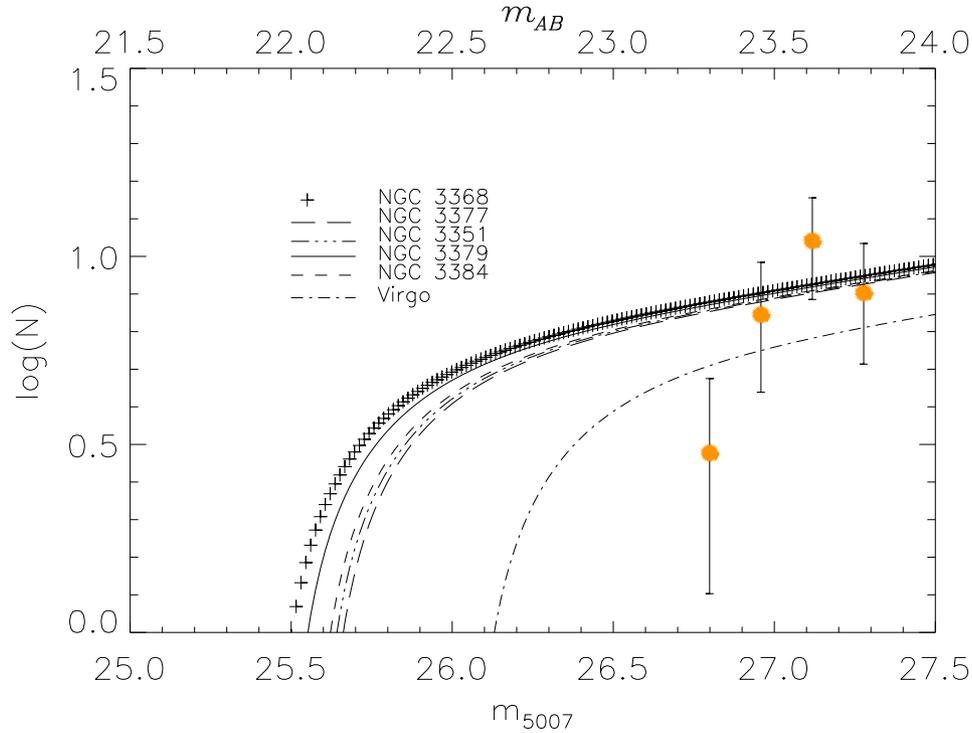


Figura 6.7: Función de luminosidad de los objetos seleccionados en el campo de Leo (círculos naranja). Esta función de luminosidad se ha comparado con la **PNLF** en las galaxias de Leo, NGC 3379, NGC 3384, NGC 3377, NGC 3351 y NGC 3368. El módulo de distancias de estas galaxias se ha obtenido a partir del mejor ajuste de esta **PNLF**. Estas medidas son: 29.96, 30.03, 30.07 (Ciardullo et al. 1989a), 30.05 (Ciardullo et al. 2002b) y 29.91 (Feldmeier et al. 1997), respectivamente. La línea discontinua con puntos representa la **LF** de las **ICPN** confirmadas en el cúmulo de Virgo (Arnaboldi et al. 2002).

6.1.4 Certificación espectroscópica

Observaciones

Para comprobar la naturaleza de los objetos con emisión en [OIII], realizamos unas observaciones espectroscópicas de 13 de ellos. Las observaciones espectroscópicas se llevaron a cabo con **FORS2** (ver capítulo 3) en modo **MOS**, en una subregión del campo de Leo estudiado fotométricamente. Esta región está centrada en $\alpha(\text{J2000}) = 10^h 48^m 40.3^s$, $\delta(\text{J2000}) = +12^\circ 01' 52''$, y fue observada dentro del programa de tiempo de servicio del **UT4** en el **VLT**.

Las observaciones se llevaron a cabo usando el grisma **GRISM.150I** y el filtro de separación de órdenes **GG435+81**, dando como resultado un rango de longitudes de onda de 4500-10200 Å. El *seeing* fue de 1.0", pero las malas condiciones atmosféricas y el viento, hicieron que la calibración en flujo a partir de estrellas estándares sea incierta.

Elegimos un subconjunto de objetos que fueron seleccionados de entre los 29 candidatos fotométricos que teníamos en Leo. Debido a que estos espectros fueron tomados en tiempo de servicio, este subconjunto fue elegido de forma que se pudiera observar el mayor número

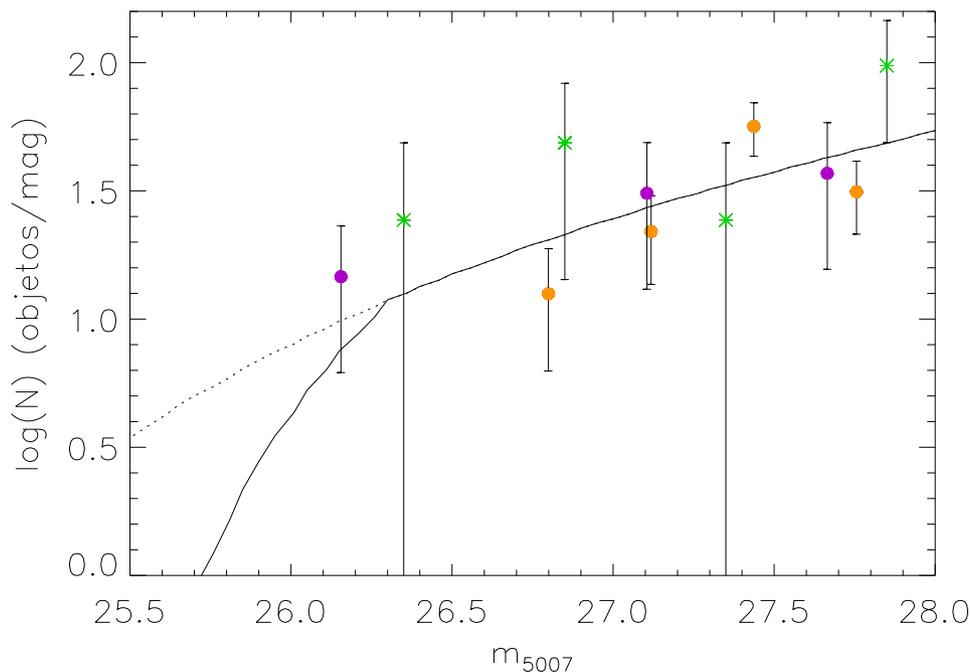


Figura 6.8: Función de luminosidad de los emisores en $\text{Ly}\alpha$ a $z \simeq 3.1$ en nuestro volumen efectivo estudiado. La línea continua representa la **LF** esperada de la población de $\text{Ly}\alpha$ en el campo a *redshift* $z \simeq 3.13$ en el estudio de Steidel et al. (2000), para el que la magnitud en V es más débil que 24.73 (nuestra magnitud límite). La línea punteada representa los emisores $\text{Ly}\alpha$ esperados si no consideramos su límite de magnitud en V. Los círculos violeta representan los objetos emisores en $\text{Ly}\alpha$ en el estudio de un campo de control o *blank field* realizado por Cowie & Hu (1998), y los asteriscos verdes indican la **LF** de los candidatos a emisores en $\text{Ly}\alpha$ espectroscópicamente confirmados de Kudritzki et al. (2000). Los círculos naranja muestran la **LF** de los candidatos en el campo de Leo que hemos estudiado en este trabajo.

posible de candidatos en una sola exposición con **FORS2**. Recordaremos, de lo comentado en el capítulo 3, que este instrumento en modo **MOS** puede tomar hasta 19 objetos en un campo de $6.8' \times 6.8'$. De los 19 objetos seleccionados, 3 fueron estrellas de guiado, 2 estrellas para el alineado de la máscara, 2 candidatos a **PN** cuya emisión en V era despreciable, 3 candidatos a **PN** cuya emisión en V era más débil que el límite de magnitud y 8 que estaban en el diagrama CM por arriba de la línea del 97.5%.

Debido a la magnitud tan débil de nuestros objetos, muchos de los espectros tomados fueron muy ruidosos o presentaban un continuo muy débil en el espectro, lo que los calificaría como estrellas muy débiles. Finalmente, sólo se pudieron tener buenos resultados con buena S/R de dos objetos, los denominaremos **IG1** y **IG2**. **IG1** es el segundo objeto más brillante de la lista de la tabla 6.6, que también hemos denominado fotométricamente como **Leo-2**. **IG2** no fue seleccionado como una **PN** en la tabla 6.4, debido a su posición en el diagrama CM ligeramente por arriba de la línea del 97.5% para $\text{EW}=100 \text{ \AA}$ (ver rombo en la figura 6.6), pero debido a su cercanía para tomar su espectro se analizó también.

Tabla 6.5: Funciones de luminosidad de los emisores Ly α situados a Z=3.1, escalados al volumen efectivo del estudio del grupo de Leo, correspondientes a la gráfica de la figura 6.8.

m_{5007}	log(N) (objetos/mag)	Fuente
26.80	1.10	emisores en Leo
27.12	1.34	
27.44	1.75	
27.76	1.50	
26.15	1.16	Cowie & Hu (1998)
27.11	1.49	
27.66	1.57	
28.21	1.32	
26.35	1.38	Kudritzki et al. (2000)
26.85	1.69	
27.35	1.39	
27.85	1.99	

En la figura 6.9, se muestran los espectros bidimensionales de estos dos objetos. Se puede ver que **IG2**, está formado por dos componentes. Además de la componente principal, existe otro objeto más débil. Los espectros monodimensionales calibrados en longitud de onda y flujo se muestran en las figuras 6.10 y 6.11. Para la reducción y calibración de los espectros se siguieron los pasos indicados en el capítulo 3.

En la tabla 6.7, se enumeran los parámetros determinados para las líneas de emisión detectadas en **IG1**, **IG2A** e **IG2B**, a través de ajustes gaussianos. Todas la líneas detectadas cerca de $\lambda 5020 \text{ \AA}$, tienen una **FWHM** de varias veces la resolución instrumental.

Tabla 6.6: Lista de candidatos con línea de emisión, seleccionados espectroscópicamente en la subregión de Leo centrada en $\alpha(\text{J2000}) = 10^h 48^m 40.3^s$, $\delta(\text{J2000}) = +12^\circ 01' 52''$.

Nombre	$\alpha(\text{J2000})$ (h m s)	$\delta(\text{J2000})$ ($^\circ$ ' ")	[OIII]	V
IG1	10 48 37.56	+12 02 40.58	23.2304	99.0000
IG2	10 48 47.92	+12 02 23.74	24.0590	26.7774

Como se puede ver en la figura 6.11, en el espectro asociado con **IG2A** no existe emisión en $\lambda 4965 \text{ \AA}$, que podría corresponder a la emisión desplazada del doblete de [OIII]. También podemos excluir el hecho de que esta emisión tan fuerte sea debida a la línea desplazada de [OII] $\lambda 3726 \text{ \AA}$ procedente de algún emisor con regiones fuertes de formación estelar a $z=0.345$. Si se tratara de uno de estos objetos, tendríamos que detectar además las líneas desplazadas de H β y [OIII] en la parte roja del espectro (concretamente a $\lambda 6539$ y $\lambda 6736 \text{ \AA}$, respectivamente). De forma similar se puede excluir que se trate de [MgII] $\lambda 2798 \text{ \AA}$ a

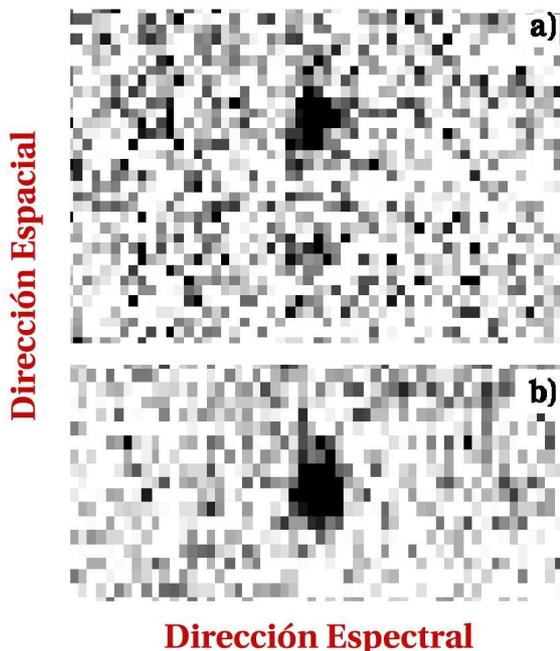


Figura 6.9: Espectro bi-dimensional tomado con **FORS2** de dos candidatos de la tabla 6.4. Panel a) corresponde al objeto **IG2** y el panel b) corresponde al objeto **IG1**, ambos incluidos en la lista de la tabla 6.6. Las zonas más oscuras de la imagen corresponden a las zonas más brillantes de la misma. Cada espectro se extiende a lo largo de 400 \AA en el eje de las x; la imagen superior muestra $\sim 5''$ a lo largo del eje y, la imagen inferior muestra $\sim 2''.3$ a lo largo del eje y, centrado en la zona de mayor emisión. En la imagen superior, hay además un segundo objeto. A partir de la calibración en magnitud, el segundo objeto más débil se encuentra a una longitud de onda que está en las *alas* de nuestro filtro estrecho.

$z=0.79$. Las líneas observadas son además anchas y asimétricas. Por tanto, teniendo en cuenta el trabajo de Kudritzki et al. (2000), se trata de emisores $\text{Ly}\alpha$.

El espectro 1D del segundo objeto más débil (**IG2B**), tiene la emisión máxima centrada en $\lambda 5006.2 \text{ \AA}$. Las demás características de su espectro lo señalan como un emisor $\text{Ly}\alpha$ a $z=3.12$, al igual que a su compañero **IG2A**.

Para **IG1**, no hay líneas adicionales en la parte óptica del espectro, como sucedía en el caso del objeto anterior, descartando de este modo objetos emisores en $[\text{OIII}] \lambda 5007 \text{ \AA}$, $[\text{OII}] \lambda 3727 \text{ \AA}$, y $[\text{MgII}] \lambda 2798 \text{ \AA}$. Sin embargo existe una línea adicional en la zona del infrarrojo cercano (**NIR**), a $\lambda 9191.0 \text{ \AA}$. Ambas líneas se pueden explicar si el objeto emisor es una galaxia $\text{Ly}\alpha$ a $z=3.12$, en cuyo caso, la línea en el **NIR** sería debido a una emisión fluorescente desplazada al rojo del FeII en el UV a $\lambda \simeq 2220 \text{ \AA}$ (Sigut & Pradhan 1998). Las demás líneas que se esperarían encontrar para esta fluorescencia no se detectan en este espectro debido a que se encuentran a longitudes de onda mayores, deben de estar situadas en la región de fuerte emisión de OH del cielo. Estas líneas fluorescentes de FeII UV, se observan comúnmente en espectros de núcleos activos de galaxias y excitaciones fluorescentes de la emisión de $\text{Ly}\alpha$ (Graham et al 1996).

La conclusión sobre la identidad de este objeto, es que se trata de una galaxia **AGN** a

Tabla 6.7: Parámetros de las líneas de emisión detectadas para **IG1** y **IG2** derivadas de un ajuste gaussiano del espectro que se muestra en las figuras 6.10 y 6.11.

Nombre	λ (\AA)	FWHM (\AA)
IG1 (Línea 1)	5028.5	25.0
IG1 (Línea 2)	9191.0	13.0
IG2A	5016.3	35.0
IG2B	5004.6	34.0

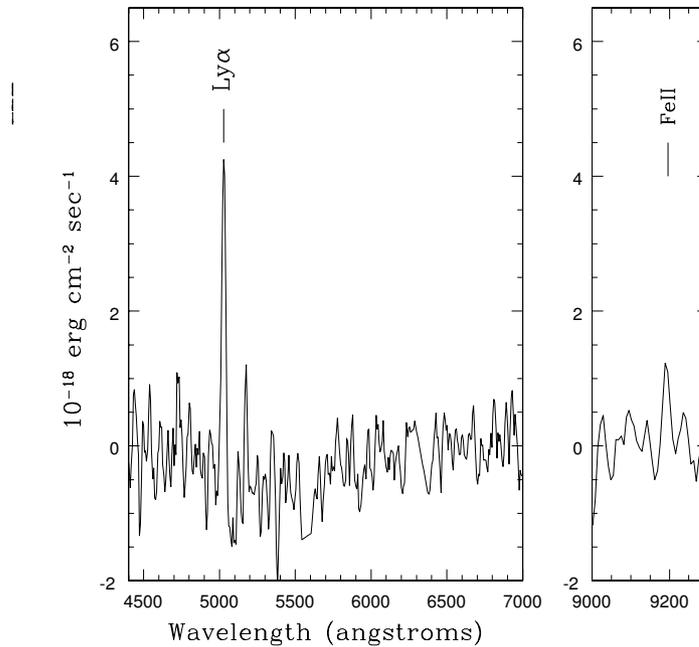


Figura 6.10: Espectro en el óptico en el rango de longitudes de onda (4500 -7000 \AA) y en el **NIR** (9000 - 9300 \AA) para el objeto denominado como **IG1**. En este caso, la línea de emisión en el infrarrojo cercano, identificada como FeII con una longitud de onda en reposo de $\lambda \simeq 2220 \text{\AA}$. La línea en la parte azul del espectro identifica claramente a este objeto como un emisor Ly α a *redshift* $z=3.126$.

$z \simeq 3.1$ y por lo tanto no es exactamente igual que las galaxias Ly α libres de polvo y pobres en metales observadas por Kudritzki et al. (2000), de esta forma se explicaría la línea de FeII.

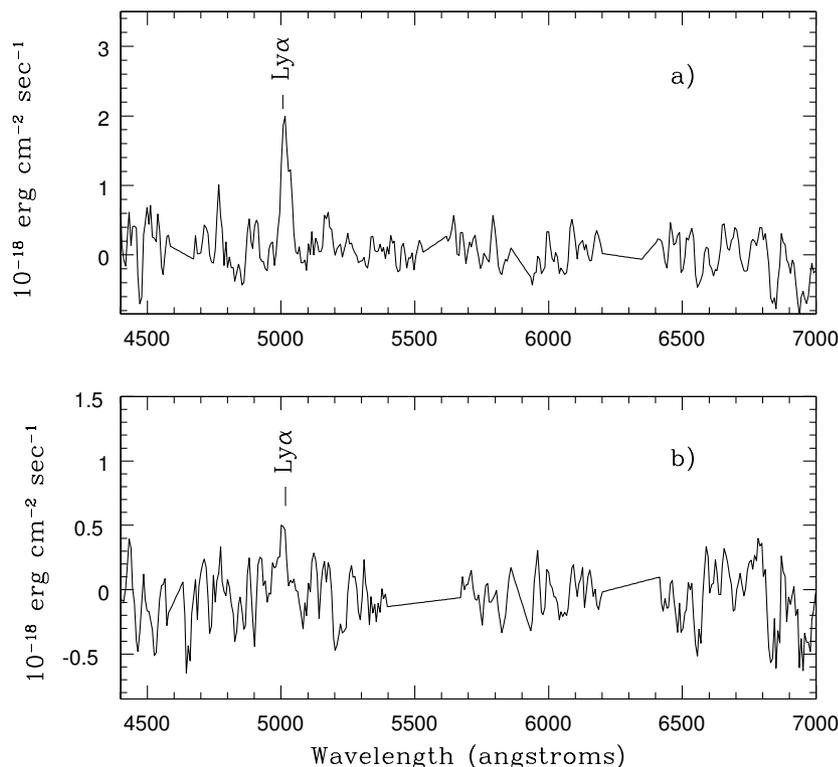


Figura 6.11: Espectro monodimensional (1D) de la emisión asociada con el objeto **IG2**, en el intervalo de longitudes de onda de λ 4500-7000 Å. En el espectro calibrado en flujo, las dos emisiones están centradas a longitudes de onda distintas. a) Espectro 1D asociado con la emisión más fuerte (**IG2A**), centrado en 5016.3 Å. Este objeto es un emisor Ly α a $z=3.12$. b) espectro 1D asociado con el segundo objeto más débil (**IG2B**), centrado a λ 5004.6 Å. El espectro de este objeto corresponde también a un emisor Ly α a $z=3.11$.

6.1.5 Conclusión del estudio de Leo

A partir de todos los estudios, tanto fotométricos como espectroscópicos de los objetos detectados en el campo de Leo, se puede concluir que no existe en este campo una población de **PN** en el medio *intragrupo* asociada con la nube de HI. Los argumentos a favor de esta postura son:

- El estudio de la **LF** de los candidatos hallados fotométricamente indica que el corte en la zona brillante de la misma (ver figura 6.8), es 1.2 mag más débil que el corte de las **LF** de las **PN** encontradas en las galaxias elípticas de Leo.
- Además, la **LF** de estos candidatos fotométricos, es compatible con las **LF** de objetos Ly α de fondo en numerosos estudios anteriores de otras zonas.

- Los espectros tomados para algunos de los candidatos de la tabla 6.4, indican que efectivamente se trata de objetos Ly α a $z \approx 3.1$. Ninguno de los espectros tomados presenta el doblete de [OIII] que se esperaría encontrar en el caso de ser **PN**.

En cualquier caso, podemos imponer una cota superior para el brillo superficial de la luz difusa en esta zona suponiendo que tenemos 1 ± 1 **PN** en la zona brillante de la **LF** de la figura 6.8. Suponiendo este límite superior, la magnitud en la línea $\lambda 5007$ de una **PN** típica a la distancia de Leo (10 Mpc) será $m(5007) = 25.6$. Dada la **LF** de las **PN** esperaríamos detectar ~ 10 **PN** más brillantes que $m(5007) = 26.6$. La no detección de esos objetos se puede achacar a la extinción producida por la nube de HI. Si consideramos una densidad columnar típica de $2 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ y una relación Galáctica para la relación entre la absorción y la densidad columnar (Bohlim et al. 1978), se esperaría una absorción típica de $A_V = 0.01$ mag. Valor que no nos impediría la detección de las **PN** embebidas en la nube.

Con este límite superior para las **PN** podemos asociar entonces un límite superior a la luminosidad de una población estelar vieja asociada con la nube de HI de Leo. La relación entre ambos parámetros viene dada por la densidad específica de luminosidad de **PN**, α . Este valor no va a depender de la edad y metalicidad de la población estelar (Buzzoni et al. 2006). La mejor estimación de α está dada por las medidas de la **LF** de **PN** en M31 (Ciardullo et al. 1989b), resultando $\alpha_{2B} = 28.4 \times 10^9 \text{ PN } L_{B\odot}^{-1}$, donde α_{2B} es la razón entre el número de **PN** en el intervalo de las dos primeras magnitudes después del corte de la zona brillante de la **LF** y la luminosidad en la banda B de de la población estelar.

Así, el valor del límite superior de la luminosidad de la luz difusa en Leo será $L_{B,*} < 1 \text{ PN } \alpha_{2B}^{-1} = 3.5 \pm_{2.1}^{5.2} \cdot 10^7 L_{\odot B}$, siendo el correspondiente límite del brillo superficial de $\mu_B > 4.4 \pm_{2.6}^{6.6} \cdot 10^{-3} L_{\odot B} \text{ pc}^{-2}$ o $\mu_{B,*} > 32.8 \pm 1.0 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Estimaciones previas del brillo superficial en la nube de HI en el óptico y el **NIR** llevados a cabo por Skrutskie et al. (1984), dan unos valores de $\mu_{V,*} = 28.0 \text{ mag arcsec}^{-2}$ y $\mu_{K,*} = 22.8 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Posteriormente, Pierce & Tully (1985) dieron un límite más preciso en la banda B, $\mu_{B,*} = 30.2 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Esto implica que, la luminosidad total en B en nuestro campo debería ser $L_{B,*} = 5.1 \cdot 10^8 L_{\odot B}$. El hecho de que no se encuentren **PN** a 2 mag por debajo del límite brillante de la **LF**, implica un fuerte límite en la luminosidad total, i.e $L_{B,*} < 3.5 \cdot 10^7 L_{\odot B}$, que es un orden de magnitud más débil que las estimaciones de Pierce & Tully (1985).

Las estimaciones de masa de Schneider et al. (1983) para la nube de HI podemos combinarlas con nuestro límite superior del brillo superficial y dar un límite inferior de la razón $M(\text{HI})/L_B$. Nuestro límite de brillo en la posición del pico de HI corresponde a $4.4 \cdot 10^{-3} L_{\odot} \text{ pc}^{-2}$. Además, la densidad superficial de HI es al menos $0.5 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$, lo cual da un límite inferior de $M(\text{HI})/L_B > 110 M_{\odot}/L_{\odot}$. Este número es significativamente mayor que el que se asume para las galaxias enanas, así, la nube de HI no puede ser interpretada como gas procedente de alguna galaxia enana destruida por fuerzas de marea. Entonces se puede concluir que es de origen primordial, y puede que no haya formado estrellas todavía.

El límite superior de luminosidad en la banda B en nuestro campo también da un valor de la fracción de luz difusa en el grupo de Leo. Hay evidencias de que la **ICL** no está uniformemente distribuida en los cúmulos de galaxias, pero las fluctuaciones de campo a campo dan como resultado que la distribución no uniforme de la **ICL** es menor que las incertidumbres en los valores observados de α_{2B} . La luminosidad proveniente de las galaxias individuales en el grupo de Leo es de $5.14 \cdot 10^{10} L_{\odot}$, si el flujo va a estar distribuido

en un área de 6 deg^2 , esto dará como resultado un brillo superficial de $\mu_{B,gal} = 28.3 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Con esto, obtendremos un límite superior para la fracción de luz difusa en las partes centrales de Leo de $1.6 \pm_{1.0}^{3.4}\%$. En la tabla 6.8 se resumen todos los parámetros nombrados en este apartado.

Esta medida de la fracción de la **IGL** ha resultado ser al menos diez veces menor que la detectada en grandes cúmulos de galaxias (Ciardullo et al. 2002, Arnaboldi et al 2003). Dada la ausencia de **PN** en este campo a 10 Mpc, el campo de Leo puede ser usado como campo de control (o *blank field*, de su denominación en inglés) para determinar la densidad de objetos de fondo contaminantes que caen en el rango espectral del filtro estrecho usado para este tipo de estudios. Así lo usaremos para el estudio de las **ICPN** en los campos que presentamos a continuación es este capítulo y en el capítulo siguiente.

Tabla 6.8: Parámetros básicos de la zona de Leo que estamos estudiando. Todos ellos están explicados en el texto.

Parámetro	Valor
L_{B*}	$4.4 \times 10^{-3} L_{\odot B} \text{ pc}^{-2}$
μ_{B*}	$> 32.8 \text{ mag arcsec}^{-2}$
μ_B	$30.2 \text{ mag arcsec}^{-2}$
Densidad (HI)	$0.5 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$
M(HI)/L	$> 110 M_{\odot}/L_{\odot}$
L_{Gal}	$5.14 \times 10^{10} L_{\odot}$
μ_{Gal}	$28.3 \text{ mag arcsec}^{-2}$
% de ICL	< 1.6

6.2 HCG 44

Otro de los grupos de galaxias en el que hemos estudiado la cantidad de luz difusa es el grupo de galaxias compacto HCG 44 (Aguerri et al. 2006), de la misma forma que para el grupo de Leo I. Se eligió este grupo por varios motivos, en primer lugar, era un grupo compacto a una distancia adecuada como para estudiarlo con nuestro método y, por otra parte, según los estudios de Verdes-Montenegro et al. (2001), las galaxias de este grupo padecen de una alta deficiencia de HI, lo que hace que haya sido calificado como un grupo compacto bastante evolucionado y con una historia de interacciones amplia. Queremos ver si esto tiene relación con la cantidad de luz difusa en el grupo.

Los Grupos Compactos de Hickson (Hickson 1982), se caracterizan por su pequeño tamaño (de 4 a 10 galaxias) y baja velocidad de dispersión ($\sigma \approx 200 \text{ km s}^{-1}$). La densidad de galaxias es por lo general muy alta y prácticamente comparable con la de los núcleos de los cúmulos ricos de galaxias. La estabilidad de los grupos de galaxias ha sido probada numéricamente a través de simulaciones (Gómez-Flechoso & Domínguez-Tenreiro 2001). Aún así, la incógnita sobre su estado dinámico sigue abierta, ya que solo se pueden medir las propiedades proyectadas de los grupos de galaxias. Estos grupos podrían no estar físicamente ligados. En la literatura se han propuesto varias interpretaciones: configura-

ciones transitorias (Rose 1977; Sargent & Turner 1972); alineaciones de grupos de galaxias menos densos (Mamon 1986; Walke & Mamon 1989); filamentos vistos de canto (Hernquist et al. 1995).

Las interacciones entre las galaxias en los grupos compactos van a ser lentas, debido a la baja dispersión de velocidades, que harán que gran cantidad de material sea arrancado de las galaxias progenitoras hacia el medio. La detección de **IGL** en los grupos compactos de galaxias nos dará una descripción del estado evolutivo del grupo que será mayor en los grupos más evolucionados.

El grupo HCG44 tiene un diámetro de 16.4 arcmin (ver figura 6.12), y está localizado en $\alpha(\text{J2000}) = 10:18:05$, $\delta(\text{J2000}) = +21:48:44^2$. La velocidad media de las galaxias en el grupo es de 1379 km s^{-1} , con una dispersión de 219 km s^{-1} (Hickson et al. 1992). Esto implica, que el grupo se encuentra a una distancia de 18.4 Mpc (si consideramos $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$). La distancia de este grupo ha sido medida con anterioridad con otros métodos: a través de la relación Tully-Fisher (**TF**) o mediante el método de fluctuaciones del brillo superficial (**SBF**). Williams et al. (1991) midieron las distancias de las 3 galaxias espirales del grupo (NGC3190, NGC3185 y NGC3187) mediante la relación **TF**. Este trabajo concluyó diciendo que las tres galaxias están situadas a una distancia de 19 Mpc (correspondiente a un módulo de distancias de 31.4). Por otra parte, Tonry et al. (2001), midieron el módulo de distancias de la galaxia elíptica del grupo, NGC3193, usando el método de **SBF**, obtuvieron un valor de 32.71, que correspondería a una distancia de 35 Mpc. Por tanto, está galaxia se encontraría más allá del grupo que forman las demás y su distancia no se correspondería con su velocidad radial.

La galaxia más brillante, NGC3190, está prácticamente de canto, mostrando una banda de polvo bastante intensa y unas isofotas que indicarían que se encuentra perturbada. Cerca de esta galaxia, se encuentra NGC3187. Se trata de una galaxia barrada con dos brazos muy abiertos. Rubin et al. (1991) propusieron que realmente no se trata de una galaxia barrada, si no que se encuentra deformada debido a efectos de marea, y los dos brazos que vemos están saliendo realmente del plano de la galaxia debido a estas interacciones. Se han encontrado además patrones de velocidad extraños en estas dos galaxias, lo que podría indicar que han interactuado recientemente. En imágenes tomadas con HI, se encontró un puente muy débil uniendo a ambas galaxias (Williams et al. 1991). Este ha sido el único gas que se ha localizado fuera de las galaxias en este grupo, por lo que Williams et al. (1991) concluyeron que se trata de un grupo dinámicamente joven, lo contrario de lo propuesto por Verdes-Montenegro et al. (2001). La tercera galaxia espiral, NGC 3185, no muestra signos de interacción, además, es la galaxia que está más alejada de las demás. Una de sus características es que posee un anillo de HII alrededor del núcleo que es además un potente emisor. Huchra & Burg (1992) la clasificaron como una galaxia Seyfert 2. Las características principales de cada una de las galaxias vienen dadas en la tabla 6.9.

6.2.1 Candidatos fotométricos a IGPn.

La técnica de detección usada en este grupo para la localización de **PN**, ha sido la misma que para el grupo de Leo. Se han utilizado imágenes de la **WFC** en los filtros de [OIII] y en B (en este caso no se ha usado V, porque el filtro del **INT** a esta longitud de onda

²Las coordenadas centrales y el diámetro de HCG44 están tomados de Hickson (1982)

Tabla 6.9: Propiedades de las galaxias de HCG 44. La única galaxia elíptica en HCG 44, NGC 3193.

Nombre	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	V (km s ⁻¹)	B mag.
NGC3190	10:15:20.6	+22:04:54.9	1293	11.5
NGC3193	10:15:39.6	+22:08:36.8	1378	11.6
NGC3185	10:14:53.3	+22:56:18.8	1218	12.5
NGC3187	10:15:02.5	+22:07:25.4	1579	13.1

se solapaba con el filtro estrecho). La detección de los candidatos fotométricos a **PN** se ha realizado usando el diagrama CM (ver figura 6.13). Las magnitudes límite con las que trabajamos en este caso vienen dadas en la tabla 6.10. Podemos ver que la magnitud límite en el filtro de banda ancha es ≈ 1.5 magnitudes más profundo que para el filtro de [OIII], lo que nos garantiza una buena detección del continuo, es decir, que tendremos una contaminación por objetos débiles despreciable.

Tabla 6.10: Magnitudes límites en los filtros usados en el estudio del grupo de HCG44.

Filtro	Mag. límite
[OIII]	24.48
B	26.04

Considerando una distancia al grupo de 19 Mpc, el módulo de distancias correspondiente sería de 31.4 ± 0.2 . Siguiendo el estudio de Ciardullo et al. (2002b), esto implicaría que las **PN** situadas en HCG44 tendrían un flujo de $5.65 \cdot 10^{-17}$ ergs s⁻¹ cm⁻² o $m(5007) = 26.88 \pm_{0.18}^{0.22}$. Teniendo en cuenta la anchura de nuestro filtro, esto sería equivalente a tener **PN** a $m_{AB} = 23.86 \pm_{0.18}^{0.22}$, que es un valor $0.62 \pm_{0.22}^{0.18}$ más brillante que nuestra magnitud límite en [OIII]. Por lo que, de existir **PN** en este grupo, podemos detectarlas perfectamente con nuestras observaciones.

En la figura 6.13 podemos ver el diagrama CM obtenido para los objetos extraídos en este campo. Los candidatos puntuales a **PN**, son los indicados con asteriscos en el diagrama. La posición de estos mismos objetos en el campo se puede ver en la figura 6.12. La cruz representa el centro del grupo (Hickson 1982), el círculo más oscuro tiene el radio del grupo y contiene a todas las galaxias. Los cuadros indican la localización de los objetos emisores en [OIII] detectados en este campo. Los cuadros rellenos representan aquellos objetos con líneas de emisión con $m(5007) < 26.88$, y los abiertos representan aquellos que tienen $m(5007) \geq 26.88$. En total tenemos 12 candidatos que cumplen los requisitos para ser candidatos a **IGPN** (ver tabla 6.11).

6.2.2 Contaminación de la muestra.

La selección de candidatos se realizó, como en el grupo anterior, basándonos en un umbral de detección para el filtro de [OIII]. Esto puede producir una contaminación debida a

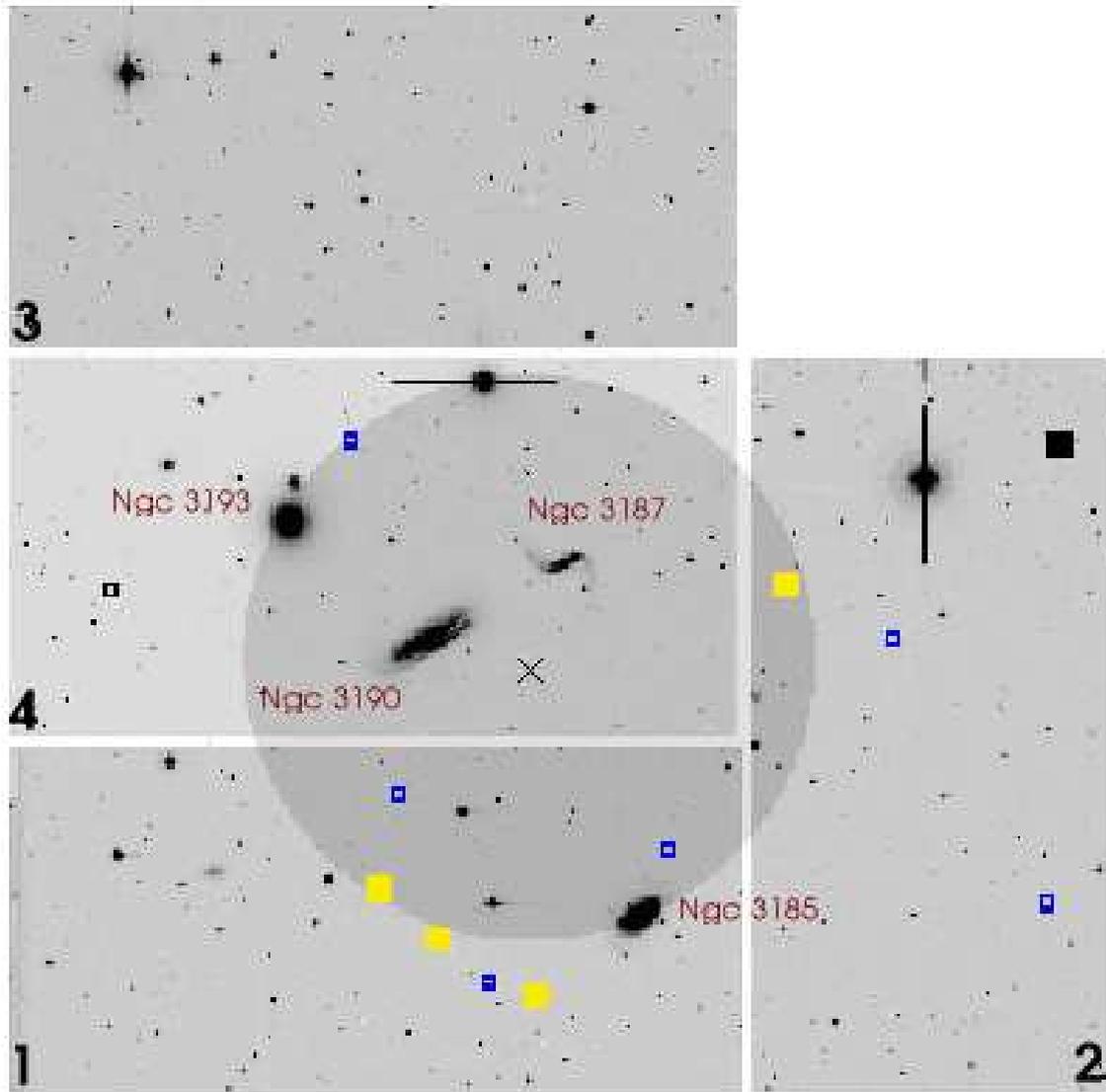


Figura 6.12: Imagen en la banda B de HCG 44. El Norte está situado hacia arriba y el Este a la izquierda. La cruz representa el centro del grupo (Hickson 1982). El círculo más oscuro contiene las galaxias del grupo. Los cuadros indican la localización de los objetos emisores en [OIII] detectados en este campo. Los cuadros rellenos representan aquellos objetos con líneas de emisión con $m(5007) < 26.88$, y los abiertos representan aquellos objetos que tienen $m(5007) \geq 26.88$. Los números en las esquinas de la imagen representan el número de la CCD de la **WFC** (ver detalles en el capítulo 3).

objetos muy débiles que emiten en el continuo y han *saltado* a nuestra zona debido a los errores fotométricos. Se llevaron a cabo simulaciones adicionales para catalogar este comportamiento, llegándose a la conclusión de que este efecto es despreciable en nuestro caso. Esto es debido a que la imagen en el filtro ancho es mucho más profunda que en el filtro estrecho (~ 1.5 mag).

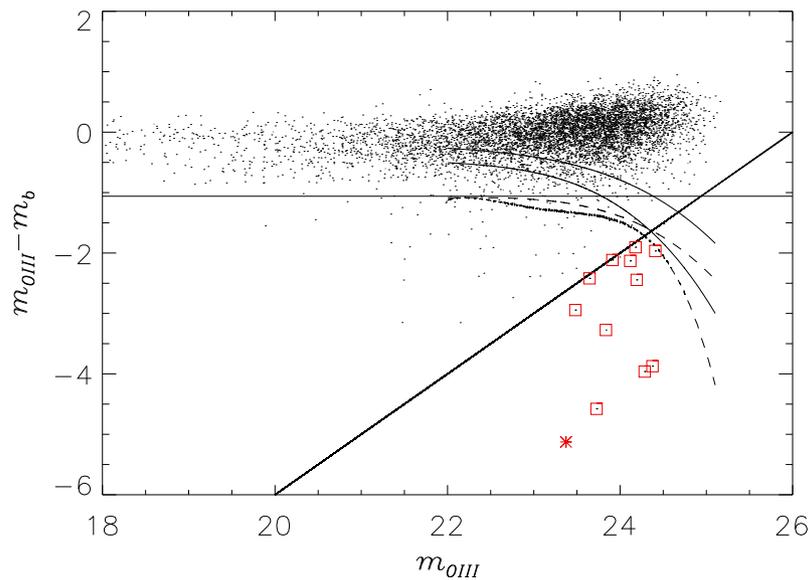


Figura 6.13: Diagrama color-magnitud de los objetos detectados con el SExtractor (puntos) en el campo de HCG44. La línea horizontal indica los objetos observados con $EW=100 \text{ \AA}$. La línea diagonal corresponde a la magnitud límite en la banda B. Las curvas de líneas sólidas representan el 99% y 99.9% de la distribución de los objetos con continuo modelados. Las curvas con líneas discontinuas representan el 84% y el 97.5% de la distribución de objetos modelados con $m_n - m_b = -1$. Los cuadrados representan los candidatos a **PN** cuya emisión en el filtro ancho está por debajo de la magnitud límite en esa banda. Los asteriscos indican los candidatos a **PN** cuya emisión en el filtro ancho es nula.

Tabla 6.11: Objetos con líneas de emisión en el filtro estrecho detectados en el campo de HCG44.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)	m_B
HCG44-ES1	10:17:58.0	+21:39:01.9	27.21	26.64
HCG44-ES2	10:18:05.4	+21:40:24.9	26.75	28.31
HCG44-ES3	10:18:13.4	+21:41:58.8	26.50	26.43
HCG44-ES4	10:17:33.8	+21:43:44.4	27.43	26.37
HCG44-ES5	10:18:10.7	+21:45:03.1	27.20	26.08
HCG44-ES6	10:17:52.8	+21:38:41.1	26.85	27.11
HCG44-ES7	10:17:04.7	+21:49:49.1	26.93	26.03
HCG44-ES8	10:17:18.9	+21:51:29.5	26.66	26.06
HCG44-ES9	10:16:45.0	+21:41:24.2	27.14	26.25
HCG44-ES10	10:16:42.7	+21:55:52.9	26.39	—
HCG44-ES11	10:18:48.2	+21:51:06.7	27.39	28.25
HCG44-ES12	10:18:17.1	+21:56:02.1	27.30	28.24

La otra contaminación a tener en cuenta, como en el caso de Leo, es la de los emisores Ly α de fondo. Para contabilizar esta contaminación vamos a usar los estudios preliminares en campos de prueba realizados usando la misma técnica, entre ellos el del campo de Leo estudiado en la sección anterior (ver además Castro-Rodríguez et al. 2003) y el campo estudiado por Ciardullo et al. (2002a). Teniendo en cuenta el escalado de las áreas y las anchuras de los filtros estrechos, encontramos que el número de Ly α que esperamos obtener en este campo sería del orden de 11 y 25 objetos según la muestra de Castro-Rodríguez et al. (2003) y Ciardullo et al. (2002a), respectivamente. Lo cual implica que todos los objetos encontrados en este campo (tabla 6.11) podrían ser galaxias Ly α de fondo. También, se han comparado además la **LF** de los objetos detectados en HCG44 y los de otros estudios: Kudritzki et al. (2000); Ciardullo et al. (2002a) y Castro-Rodríguez et al. (2003). Este resultado se muestra en la figura 6.14, viendo que la **LF** de los candidatos en HCG44 es compatible con las **LF** de las galaxias Ly α a $z \approx 3.1$.

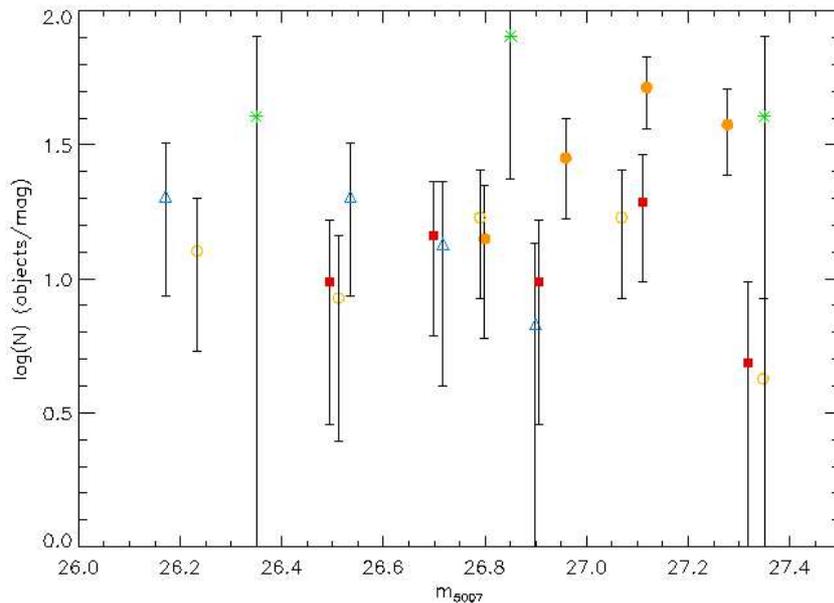


Figura 6.14: **LF** de los candidatos fotométricos a **IGPN** en HCG 44 (cuadros rojos). Se han superpuesto además las **LF** para los emisores Ly α de fondo de otros estudios: (círculos naranja) del estudio de Leo del apartado anterior (Castro-Rodríguez et al. 2003); (círculos abiertos naranja) campo **LPC** de Aguerri et al. (2005) y que será analizado en el capítulo siguiente dedicado al cúmulo de Virgo; (asteriscos verdes) Kudritzki et al. (2000); y (triángulos azules) Ciardullo et al. (2002a).

6.2.3 Búsqueda de PN en las galaxias que forman HCG44

En la figura 6.12 se observa además que las posiciones de los candidatos de la tabla 6.11, están muy alejadas de la zona interna del grupo. En las zonas cercanas a las dos galaxias centrales, donde la interacción entre ambas es evidente, no se ha detectado ningún tipo de objeto de este tipo.

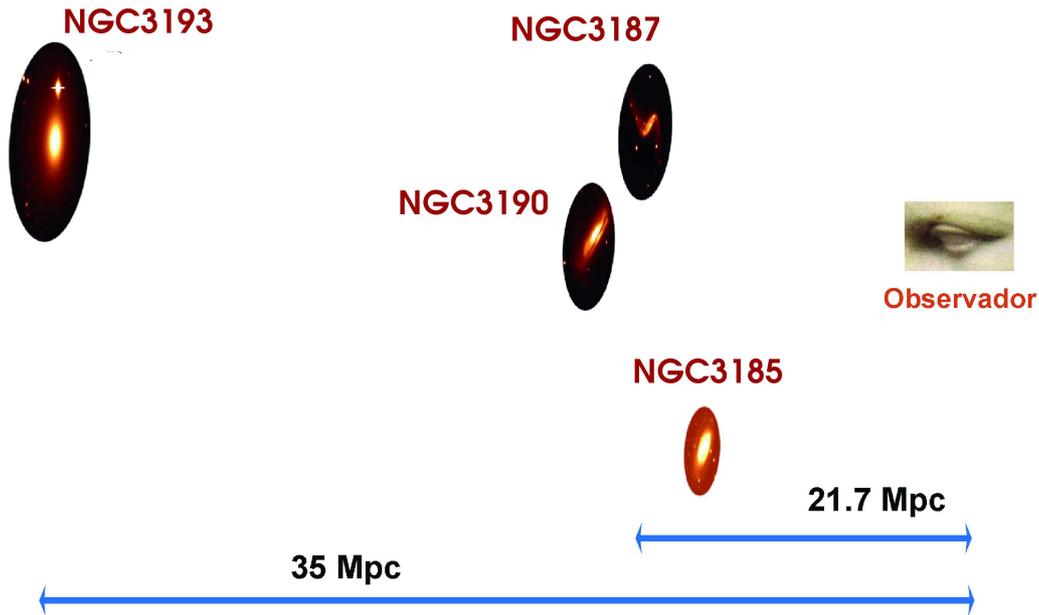


Figura 6.15: Distancias relativas en el espacio entre las distintas galaxias pertenecientes a HCG44.

Para saber cuántas **PN** esperaríamos encontrar en cada galaxia perteneciente al grupo, hemos realizado el siguiente estudio. La galaxia espiral más brillante, NGC3190, tiene una magnitud absoluta en B de $M_B = -19.9$, que es similar a la de las galaxias NGC5886 y NGC3351 (que no pertenecen a este grupo pero han sido estudiadas por Ciardullo et al. (2002b) y tienen las mismas características que NGC3190). En este trabajo, Ciardullo et al. (2002b) detectaron ~ 10 **PN** en estas galaxias en las 0.5 magnitudes más brillantes de la **PNLF**. Por lo tanto, deberíamos esperar una cantidad similar en NGC3190. El hecho de que no hayamos detectado nada en esta galaxia podría implicar que se encuentra a una distancia mayor que la que se ha considerado basándonos en la distancia derivada de la relación **TF** (19 Mpc). Hemos calculado una nueva distancia para NGC 3185 y NGC 3190 aplicando el modelo de caída al cúmulo de Virgo para estas galaxias. Resultando, que la distancia media de estos objetos podría ser de 21.7 Mpc (Kraan-Korteweg, 1986), la cual es un poco mayor que la que resulta de las medidas de **TF** y que ha sido la asumida hasta ahora. Si esta fuera la distancia, entonces el corte brillante de la **LF** se desplazaría hasta $m(5007) = 27.18$, que es sólo 0.32 magnitudes más brillante que nuestro límite de magnitud. En cuyo caso, el factor de **PN** que se espera encontrar caería en un factor > 2.0 . Esto, y la absorción del polvo de los discos galácticos, podrían representar una explicación para la no detección de **PN** en las galaxias espirales de HCG44.

Una de las galaxias del grupo (NGC3193) es una galaxia elíptica, como ya se comentó anteriormente. La magnitud absoluta de esta galaxia es de $M_B = -19.49$ que corresponde

a una luminosidad de $L_B = 9.55 \cdot 10^9 L_\odot$. Esto significa que, de acuerdo con la densidad específica de **PN** (Ciardullo et al. 1989b) para el bulbo de M31 localizadas en las 0.5 magnitudes más brillantes de su **LF**, esperaríamos detectar ≈ 50 **PN**. El hecho de que no se detecte ninguna confirma que esta galaxia no se encuentra a la misma distancia que las demás. Si se toma un límite inferior del modulo de distancias de 31.9 (Tonry et al. 2001). Esto implicaría un corte brillante de la **LF** en $m(5007) = 28.21$, el cual es 0.7 magnitudes más débil que nuestra magnitud límite. Esto haría imposible la detección de **PN** asociadas con esta galaxia.

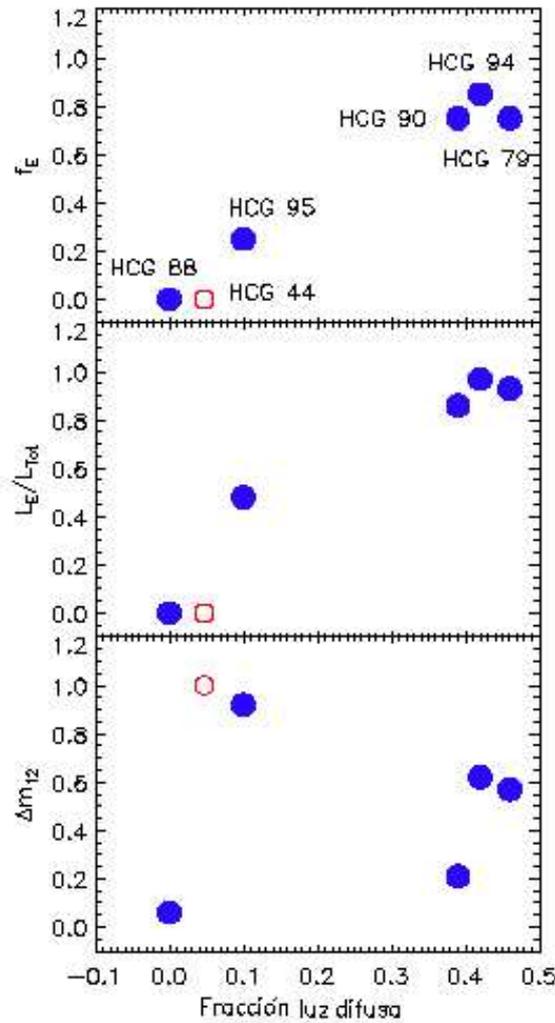


Figura 6.16: Razón entre la cantidad de luz difusa y la fracción de galaxias E/S0 (panel superior), fracción de luz en galaxias E/S0 (panel central) y la diferencia de magnitud entre las dos galaxias más brillantes del grupo (panel inferior). Los puntos representan los grupos de Hickson: HCG 44, HCG 79, HCG 88, HCG 90, HCG 94 and HCG 95.

6.2.4 Estimación de IGL en HGC44

Hemos visto que los objetos con líneas de emisión detectados en este campo, son todos compatibles con ser objetos Ly α de fondo. En este caso, considerando el corte brillante de la LF, los candidatos encontrados aquí son 5/12 objetos más brillantes que este corte, y 7/12 más débiles. Los objetos más brillantes no pueden ser **PN**, posiblemente serán emisores Ly α de fondo o posibles regiones HII intragrupo (Gerhard et al. 2002). Sin embargo, los 7 objetos más débiles podrían considerarse como **PN** inicialmente. Si comparamos la posición de estos objetos en el grupo (ver figura 6.12), vemos que 5 de ellos están localizados en las CCDs 1 y 4 y dos en la CCD 2. Uno de estos últimos está situado a unos 19.6 arcmin del centro del grupo, más de dos veces el radio del círculo que engloba el grupo. Los otros 6 objetos están dentro de un círculo de radio 13.6 arcmin. Podríamos considerar estos objetos como **PN** y poner así una cota superior a la luz difusa en esta región.

Usando la densidad específica de luminosidad de las **PN** (α), y considerando que nuestra magnitud límite es 0.62 magnitudes más débil que el corte brillante de la **LF**, significa que las 0.5 mag más brillantes de la **PNLF** son accesibles para nuestras observaciones. Por tanto, vamos a usar el valor de $\alpha_{0.5,B}$ para hallar la luz de la población estelar asociada a las **PN**. Sólo 4 de estos objetos van a ser más brillantes que $M^* + 0.5$ (siendo M^* el corte brillante de la **LF**). Por tanto, consideraremos el límite de la luz difusa sólo con 4_{-0}^{+1} objetos. Ciardullo et al. (1989a) dedujo $\alpha_{0.5,B} = 2.9 \cdot 10^{-9}$, entonces, la luminosidad asociada a la **IGL** en HCG44 va a ser de $1.37 \cdot 10^9 L_{\odot,B}$. Si consideramos por otra parte el valor $\alpha_{0.5,B} = 4.12 \cdot 10^{-9}$ deducido por Durrell et al. (2002) de la población de **RGB** observada en la zona intracúmulo de Virgo (ver capítulo 1), la luminosidad que vamos a obtener es de $0.97 \cdot 10^9 L_{\odot,B}$. Existe además un tercer valor de α hallado por Hui et al. (1993). Este valor está relacionado con el color B-V de la población estelar. Si tomamos el color medio B-V de las galaxias de HCG44 como 0.75, tendríamos un valor de $\alpha_{0.5,B} = 4.67 \cdot 10^{-9}$, que dará una luminosidad de $0.85 \cdot 10^9 L_{\odot,B}$. Tomando un valor medio de estos tres números, tenemos una luminosidad de $1.06 \cdot 10^9 L_{\odot,B}$ para la luz difusa en este grupo.

Si se considera además la luminosidad de las galaxias que forman el grupo de acuerdo con su magnitud en B (ver tabla 6.9), la luz total procedente de las mismas es de $2.15 \cdot 10^{10} L_{\odot,B}^3$, por tanto, el límite superior de la luz difusa en el HCG44 corresponde a un 4.7% de la luz total del grupo.

Se ha calculado además el brillo superficial de la luz difusa en HGC44, tomando un radio desde el centro hasta el objeto de la tabla 6.11 más lejano, teniendo en total un área de 581.06 arcmin^2 , en esta área tendremos un brillo superficial total de $\mu_B = 30.04 \text{ mag arcsec}^{-2}$ para la componente *intragrupo*.

Como vimos en los apartados anteriores, todas estas estimaciones de la cantidad de luz difusa van a depender de las distancia y del módulo de distancias elegido. Si se ha elegido que el grupo está a 19 Mpc, el número de posibles **PN** va a ser de 4_{-0}^{+1} , teniendo en cuenta el posible error. En ambos casos, ya sea tomando 19 o 21.7 Mpc, la fracción de luz difusa va a ser del $4.7_{-0.2}^{+1.7} \%$ como máximo.

³La luminosidad total de las galaxias ha sido calculada con NGC 3190, NGC 3185 y NGC 3187. Se ha asumido una distancia de 19 Mpc para las tres galaxias.

6.3 IGL y la evolución de los grupos compactos de Hickson.

Inicialmente se dijo que HCG44 ha sido catalogado como un grupo de galaxias formado por cuatro miembros. Sin embargo, ya vimos que esto no es así, ya que la galaxia elíptica se encuentra a una mayor distancia que el resto de los componentes. Por otra parte NGC3190 y NGC3187, muestran indicios de interacciones y distorsiones en su morfología. Estudios en rayos X realizados por Pildis et al. (1995b), no encontraron indicios de ninguna emisión. Sin embargo, Ponman et al. (1996), dieron un límite superior de $L_X < 7 \cdot 10^{40}$ erg s⁻¹. Esto implicaría que este grupo no tiene un potencial muy fuerte, que junto con la pequeña fracción de luz difusa hallada, indicarían que no estamos ante un grupo dinámicamente evolucionado, sino que las interacciones se han producido recientemente.

El catálogo original de los grupos de Hickson, se basó en propiedades proyectadas de las galaxias, pero muchos de sus miembros se ha visto posteriormente que no están físicamente ligados. La detección de la luz difusa en asociaciones de galaxias, va a estar siempre relacionada con grupos ligados gravitacionalmente, y su cantidad va a depender del estado evolutivo de los mismos (Sommer-Larsen 2006; Rudick et al. 2006).

En el pasado se han llevado a cabo otros estudios de luz difusa en distintos grupos de Hickson. Pilis et al. (1995a), estudiaron 12 grupos de Hickson, concluyendo que sólo uno de los grupos tenía una cantidad significativa de luz difusa. Otros grupos estudiados fuera de la clasificación de Hickson han sido M81 (Feldmeier et al. 2003) y Leo (Castro-Rodríguez et al. 2003). En estos grupos, la fracción de luz difusa es sólo un pequeño tanto por ciento de la luz total del cúmulo. Otros estudios de grupos, como en HCG90 (White et al. 2003), se encontró una proporción bastante importante, concretamente del 38-48%. Da Rocha & de Oliveira (2005) han dado un rango bastante más amplio para 3 grupos compactos distintos (HCG79, HCG88, HCG75), 0-46%. Hay que tener en cuenta además que todos estos grupos compactos han sido estudiados con métodos distintos. Los resultados principales obtenidos para la luz difusa en estos estudios son:

- **HCG 94** fue estudiado por Pildis et al. (1995a) analizando la luz difusa mediante la medida de los residuos después de la sustracción de las galaxias del campo, obteniendo $M_V = -23.7$ y $B - V \approx 1.05$, que corresponde a una luminosidad de $L_B = 1.67 \cdot 10^{11} L_{B,\odot}$, es decir, el 42 % de la luz total del grupo.
- **HCG 79, HCG 88, HCG 95** han sido recientemente estudiados por Da Rocha & de Oliveira (2005), usando la técnica de *wavelet*. Después de asumir una escala para la extensión del grupo de galaxias, la luz difusa es definida como una componente adicional asimétrica. En HCG 88, no se detectó ningún tipo de luz difusa usando éste método, sin embargo, en HCG 79 y HCG 95, se detectó una contribución del 46% y 11%, respectivamente (lo que representa $\mu_B = 24.8$ y 27.3 mag arcsec⁻², respectivamente).
- **HCG 90** fue estudiado por White et al. (2003) que consideró como luz difusa, todas aquellas estructuras cuyo brillo superficial fuera más débil que $\mu_V = 22.5$ mag arcsec⁻². Esta luz representa un 38 % de la luz total del grupo. Este método podría tener el inconveniente de que algunas de las estructuras clasificadas como luz difusa, podrían pertenecer a colas de marea ligadas a las galaxias. Se podría considerar como un límite superior de la luz difusa en HCG 90.

Hemos investigado además la relación entre la cantidad de luz difusa y la emisión en **RX** del grupo y el tipo de galaxias que lo forman. Teniendo en cuenta los grupos que se consideraron anteriormente, no se encuentra ninguna relación entre la emisión en **RX** y la cantidad de luz difusa encontrada, aunque muchos de los datos de los que se dispone en la literatura sobre la luminosidad en **RX** son sólo un límite superior.

Sin embargo, se ha encontrado cierta relación entre el tipo morfológico de galaxias que forman los grupos y la cantidad de luz difusa detectada, concretamente con la fracción E/SO (Hickson 1982; Hickson et al. 1989). Los grupos con menor proporción de luz difusa son HCG 88 y HCG 44, los cuales no contienen galaxias E/SO. Por otra parte, HCG 95, posee un 11 % de luz difusa y una fracción de galaxias E/SO es 0.25. Los grupos con mayor proporción de luz difusa, HCG 79, HCG 90 y HCG 94 (46, 38-40 y 42 %, respectivamente), tienen la mayor fracción de galaxias elípticas: 0.75, 0.75 y 0.85, respectivamente (ver figura 6.16). Es decir, los grupos cuya luz está dominada por galaxias E/SO, muestran una fracción mayor de luz difusa. Por otro lado, no se observa ninguna tendencia si comparamos la luz difusa con la diferencia de magnitud entre las dos galaxias más brillantes del cúmulo, como se plantea en las simulaciones numéricas de Sommer-Larsen (2006). Según la figura 6.16, esta correlación parece indicar que la luz difusa se ha creado durante el proceso de formación de las galaxias elípticas. Esto puede darnos una idea para crear una secuencia evolutiva de los grupos de galaxias.

Los grupos menos evolucionados serían aquellos que tengan una mayor proporción de galaxias espirales. Como resultado de interacciones y grandes fusiones (*major mergers*), se irían creando galaxias elípticas. Esta evolución va a estar favorecida por el hecho de que los grupos de galaxias tengan una baja dispersión de velocidades, que favorece los encuentros lentos entre sus miembros. En estos encuentros se perdería masa que se desligaría de las galaxias con el tiempo, formando la **IGL**. El final de este proceso ocurriría después de muchas interacciones que darían lugar a una única galaxia elíptica, en lo que se ha denominado *grupos fósiles* (D'Onghia et al 2005).

Estudiando más grupos compactos con distintas características (tipo de galaxias que los componen, emisión en **RX**, contenido de HI en las galaxias del grupo, etc.), pueden confirmar o dar nueva luz a la secuencia evolutiva propuesta.

6.4 Conclusiones

En este capítulo, hemos estudiado dos grupos de galaxias con distintas características, el grupo de Leo y un grupo compacto con una mayor densidad de galaxias, HCG44.

Para el grupo de Leo, se han estudiado 0.26 grados cuadrados buscando objetos con emisión en $\lambda 5026 \text{ \AA}$ asociados con la nube de HI situada en la región *intragrupo*. Se encontraron un total de 29 candidatos seleccionados de acuerdo con el criterio descrito en el capítulo 5. Se ha encontrado que estos objetos son muy débiles, y el corte brillante de su **LF** es ~ 1.2 magnitudes más débil que el corte brillante de las **PN** localizadas en las galaxias que pertenecen al grupo. Por lo tanto, se deduce que estos objetos no pueden ser **PN** asociadas al medio *intragrupo* de Leo. Se han descrito como galaxias emisoras en la línea de Ly α y situadas a $z \simeq 3.1$. La confirmación espectroscópica de un subconjunto de estos candidatos hallados confirma que se trata de galaxias a $z \simeq 3.1$.

En vista de estos resultados se ha considerado un límite superior de 1 **PN**, lo que nos

da que, si esto fuera así, la luz difusa en Leo representaría $< 1.6 \%$ de la luz total del grupo. Con este límite superior de la luminosidad y cálculos previos de la masa de HI que tendría la nube de HI en nuestro campo, hemos calculado su relación M/L, obteniendo que, por su alta relación M/L ($110 M_{\odot}/L_{\odot}$), no se trata de una nube producida por la destrucción de una galaxia enana, sino que su origen debe ser primordial. Por otra parte, podemos usar este campo como *campo de prueba* para calcular la densidad del emisor Ly α a $z \simeq 3.1$, y descontaminar otros campos con él.

En el segundo grupo, HCG44, se han encontrado 12 candidatos a **IGPN**. De ellos, los 6 más débiles que el corte brillante de la **LF**, podrían ser **IGPN**, pero también son compatibles con ser galaxias emisoras de fondo en Ly α . A partir de estos resultados, hemos fijado un límite superior para la luz difusa en este campo, $\mu_B = 30.04 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Lo que representaría el 4.7 % de la luz total del grupo.

La no detección de **PN** en la galaxia NGC 3193, hace que no pertenezca al grupo. Debería estar a una distancia de $\sim 35 \text{ Mpc}$ para no detectar **PN** en ella.

Por su poca cantidad de **IGL**, proponemos que se trata de un grupo dinámicamente joven encontrando además, por comparación con otros estudios de grupos compactos de Hickson, que existe una correlación entre la fracción de galaxias elípticas del grupo, y la cantidad de luz difusa presente en el grupo. Así, existirá una mayor cantidad de luz difusa en aquellos grupos con mayor relación E/SO. En este caso, la creación de la luz difusa estaría relacionada con los procesos de evolución durante la formación de las galaxias elípticas brillantes en las grandes fusiones de galaxias (*major mergers*, de su denominación en inglés).

7

Luz difusa en el cúmulo de Virgo

El cúmulo de Virgo, debido a su cercanía, es uno de los cúmulos más estudiados en la literatura científica y constituye uno de los mejores laboratorios para estudiar el papel que juega el entorno en la evolución de las galaxias en cúmulos. Es por ello que es también apropiado para el estudio de la luz difusa en cúmulos. Uno de los objetivos principales de la presente tesis es estudiar de una forma sistemática esta componente cumular en Virgo. Para ello hemos desarrollado un proyecto para el estudio de su distribución radial en el cúmulo, cubriendo un área significativa, no realizado hasta la fecha. En este capítulo vamos a describir con detalle los campos observados y los resultados sobre la cantidad y distribución de la luz difusa detectada en Virgo. Los resultados los vamos presentar en dos secciones principales. En la primera parte del capítulo se describen los resultados obtenidos para los campos situados en las regiones centrales del cúmulo de Virgo, y que ya han sido publicados en Aguerri et al. (2005). En la segunda parte del presente capítulo, hablaremos sobre los resultados que hemos obtenido para varios campos observados a distintas distancias radiales del centro del cúmulo.

7.1 Una breve descripción del cúmulo de Virgo

El cúmulo de Virgo es el cúmulo de galaxias más cercano ($\approx 15Mpc$) y del que más datos se conocen. La figura 7.1 (Binggeli et al. 2000) muestra la distribución de galaxias en la dirección del cúmulo, cubriendo un área total de 1500 grados cuadrados. El cúmulo de Virgo correspondería a la concentración de galaxias situadas en el centro de la figura. La cinemática de Virgo, como indica esta figura, es compleja (de Vaucouleurs 1961; de Vaucouleurs & de Vaucouleurs 1973). No existe una concentración principal de galaxias. La mayor y más densa se encuentra alrededor de la galaxia M87 ($\alpha(J2000)=12:30:49$, $\delta(J2000)=+12:23:28$). Esta galaxia se considera el centro del cúmulo ya que se encuentra situada en el pico de la emisión de rayos X que procede de dicho cúmulo (Böhringer et al. 1994). El otro gran subcúmulo de Virgo, se encuentra situado al sur, en la posición de la galaxia M49 ($\alpha(J2000)=12:29:00$, $\delta(J2000)=8:00:00$), pero es sin embargo mucho menos masivo que el anterior ($\sim 10^{14}M_{\odot}$ frente a las $\sim 10^{15}M_{\odot}$ del subcúmulo de M87, según Binggeli et al. 2000).

En la actualidad se conocen unos 1300 miembros formando parte del cúmulo, de los que su mayor parte son galaxias enanas, dando un tamaño proyectado total en el cielo de ~ 100 grados cuadrados.

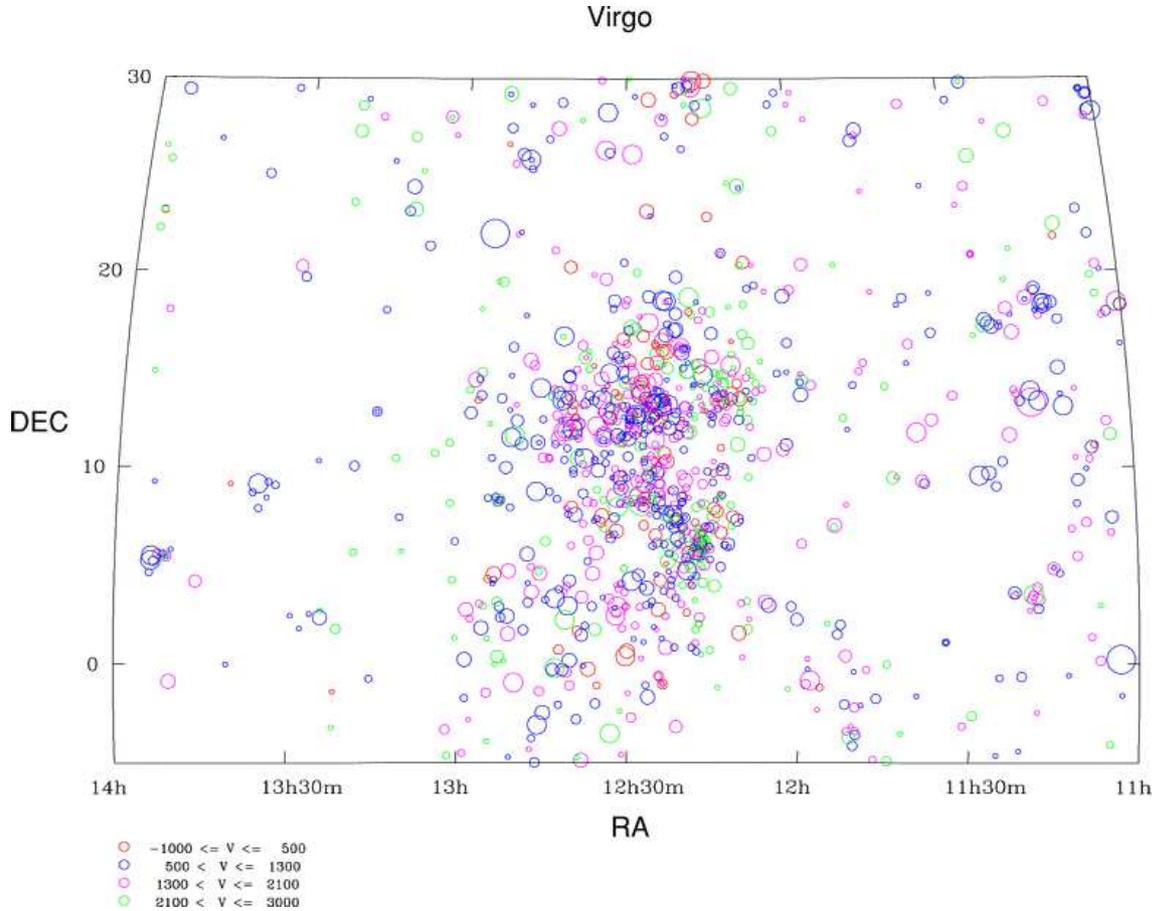


Figura 7.1: Distribución de las galaxias cercanas en la dirección de Virgo tomada de Binggeli et al. (2000). Cada círculo indica una galaxia; el tamaño de los mismos representa su brillo aparente. Galaxias con velocidad aparente menores que 500 km s^{-1} son de color rojo, por encima de 2100 km s^{-1} verde, y entre 500 y 1300 km s^{-1} y 1300 y 2100 km s^{-1} , azul y magenta, respectivamente.

El cúmulo de Virgo ha sido, y sigue siendo en nuestros días, una de las piedras angulares en estudios de evolución de galaxias en cúmulos. Se ha encontrado que existe una segregación de velocidades de las galaxias según su tipo morfológico, resultando que la mayoría de las galaxias espirales de Virgo pueden haber caído recientemente o están aún en el proceso de caída. Estas galaxias espirales suelen presentar además una gran deficiencia de HI en sus discos galácticos debido a los diferentes procesos que han sufrido durante su caída al cúmulo (Gavazzi et al. 2005). Como ya se comentó, la estructura básica de Virgo consta de dos subcúmulos, uno alrededor de M87-M86-M84, y otro alrededor de M49 y un posible tercer subcúmulo alrededor de M60 (ver figura 7.2). La estructura global de Virgo la definen además dos ejes principales: uno N-S (M100, M86, M87 y M49) y otro

E-O (M60, M87, M86 y M84), este último alineado con el ángulo de posición que forman las isofotas de M87 (Arp 1968). Por lo que se podría considerar a M87 como el *corazón* de este cúmulo. De igual forma, Binggeli et al. (1987) sugirieron que la línea que conecta M87 y M84 podría ser un *eje fundamental* del cúmulo (ver figura 7.2). La población de galaxias enanas aparece también elongada en esa dirección (Binggeli et al. 1999), e incluso la distribución de gas caliente con emisión en **RX** (Schindler et al. 1999). Esta elongación podría estar relacionada con el hecho de que los cúmulos de galaxias estén formados por las intersecciones de los grandes filamentos, como muestran las simulaciones cosmológicas (ver figura 1.1). Pero sin una clasificación detallada de distancias, no se puede afirmar nada de la autenticidad de dicho eje privilegiado.

Estudios cinemáticos muestran que los dos subcúmulos principales, el de M87 y M49, se encuentran a la misma distancia. La clara asimetría en la distribución de velocidades que muestran en general los subcúmulos de Virgo, podría indicar que están en proceso de fusión. Esta posible fusión de los subcúmulos de M87 y M49 se observa también en los estudios de **RX**. Los cuales muestran zonas de altas temperaturas en el gas intracumular, donde el gas perteneciente a los distintos subcúmulos estaría chocando (Shibata et al. 2001).

A pesar de ser uno de los cúmulos más estudiados, la distancia de Virgo es todavía materia de debate (Shapley & Ames 1929; Hubble & Humanson 1931; Smith 1936; Zwicky 1957; de Vaucouleurs & de Vaucouleurs 1973; Tammann & Sandage 1985). Medidas mediante la relación Tully-Fisher (**TF**) indican que las galaxias espirales se encontrarían en un rango de distancias entre 12 y 20 Mpc (Pierce & Tully 1988; Tonry et al. 1990; Yasuda et al. 1997). Esto indica el gran espesor a lo largo de la línea de visión que podría tener Virgo. Hay suficientes evidencias derivadas de estos estudios de distancias galácticas que consideran a Virgo como un gran elipsoide alargado en la dirección de nuestra línea de visión. Según Binggeli et al. (2000), la parte más alejada sería la zona que denominaron como *Nube W*, situada al Sureste y dirigida en la dirección del cúmulo de Coma, mientras que la parte más cercana podría estar conectada con la nube de Coma-Sculptor dirigida hacia el Grupo Local.

La distancia de la zona nuclear de Virgo (el subcúmulo de M87), se ha determinado a partir del estudio de las distancias de las galaxias elípticas gigantes y enanas que se encuentran esta zona. Es difícil determinar las distancias de las galaxias en Virgo usando las estrellas RR-Lyrae como indicadores de distancias, debido a que, éstas son demasiado débiles para detectarlas a esas distancias. Es por ello que se han usado otros métodos para determinar la distancia como: cúmulos globulares y novae (Hanes 1977; Pritchett & van den Bergh 1987; Ferrarese et al. 1996). Estos estudios dan distancias para la región central del cúmulo de ≈ 20 Mpc. Sin embargo, la determinación de la distancia de las galaxias tempranas de la zona central de Virgo mediante **SBF** y **PNLF** indican que se encuentran a 15-16 Mpc. Además, los estudios de **SBF** en galaxias tempranas de Virgo (Neilsen & Tsvetanov 2000; West & Blakeslee 2000) localizan a la mayoría de las galaxias elípticas a una distancia de ± 2 Mpc alrededor de M87.

Todos estos estudios de distancias galácticas en Virgo indican claramente la diferente posición que ocupan los distintos tipos de galaxias dentro del cúmulo. También dejan de manifiesto el hecho de que este cúmulo es dinámicamente joven y no relajado ya que presenta un gran número de sus galaxias en proceso de caída hacia su centro. Debido a las fusiones e interacciones que se producen en los procesos de caída de las galaxias hacia el

centro del cúmulo, parte de sus estrellas pueden ser arrancadas y quedar *flotando libremente* en la región *intracumular* constituyendo la luz difusa. Esta componente cumular puede también proporcionarnos datos sobre el estado dinámico del cúmulo y de los diferentes procesos de formación. El estudio que aquí presentamos sobre la luz difusa en Virgo nos proporcionará esta información. La figura 7.3 muestra una imagen tomada con el SDSS donde se representan todos los campos que hemos estudiado en este trabajo.

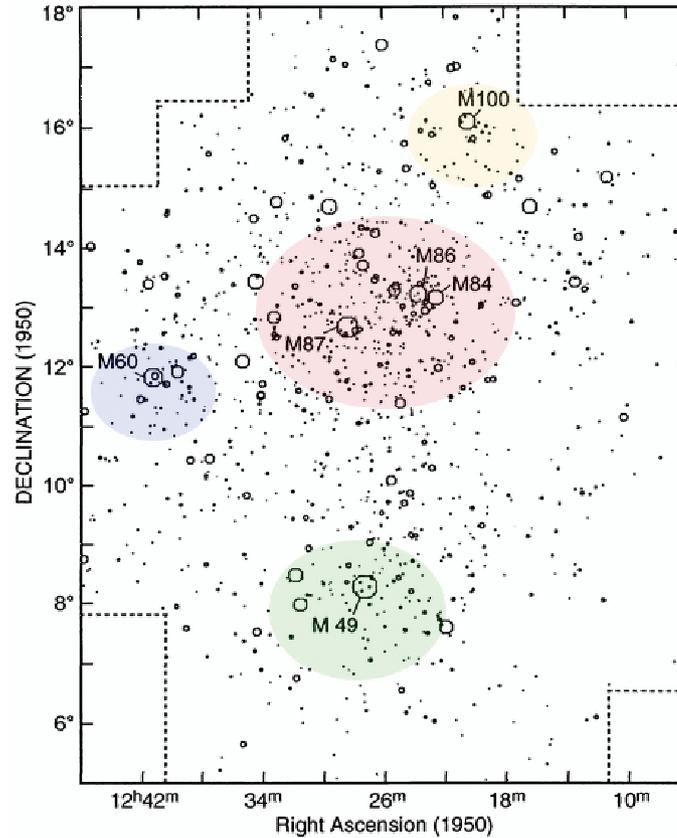


Figura 7.2: Mapa de Virgo sacado de Binggeli et al (1985) en el que hemos indicado la posición de los distintos subcúmulos con distintos colores. El tamaño de los símbolos representan el distinto brillo de los distintos objetos. Están indicadas las galaxias gigantes del cúmulo.

7.2 Zonas centrales de Virgo (*Core*)

En este apartado del capítulo nos vamos a centrar en el estudio de la luz difusa en las partes centrales del cúmulo, es decir aquellas que están a una distancia de ≈ 350 kpc de M87. Para ello, hemos seleccionado 4 campos que denominaremos como **FCJ**, **Core**, **SUB** y **LPC** y cuyas principales características se describen en la tabla 7.1.

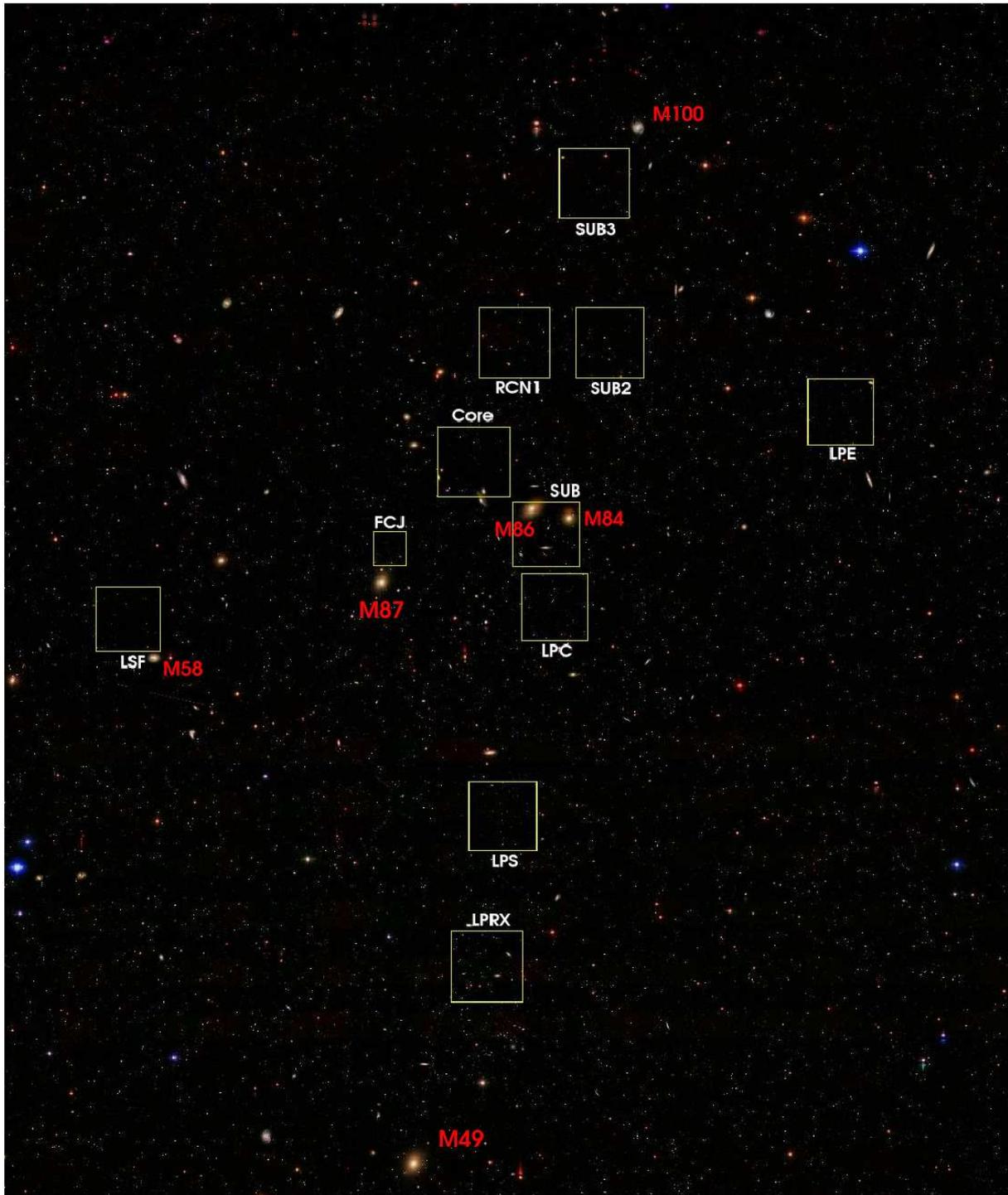


Figura 7.3: Campos de Virgo estudiados en este trabajo (cuadrados amarillos) superpuestos a una imagen sacada del **SDSS** (Sloan Digital Sky Survey, <http://www.sdss.org/>). Todos los campos tienen un tamaño entre 744-960 arcmin², menos **FCJ** que tiene un área menor, 266 arcmin².

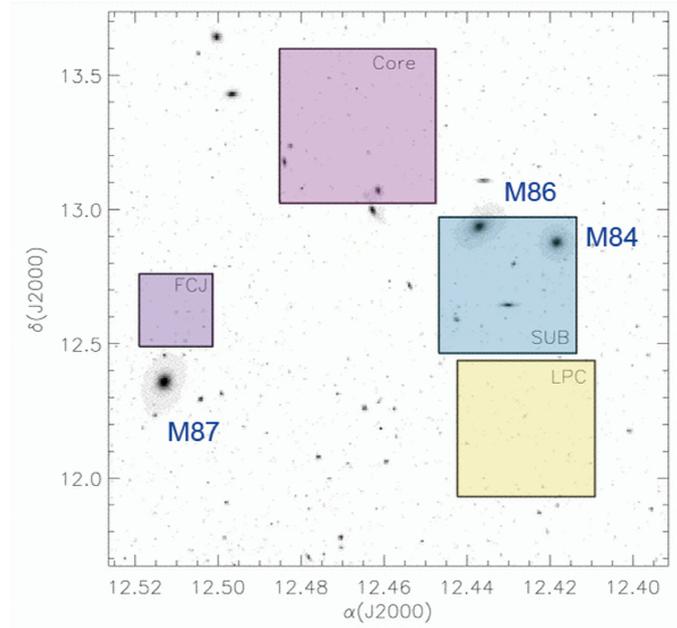


Figura 7.4: Imagen de la región central de Virgo tomada del Digital Sky Survey (DSS, http://archive.stsci.edu/cgi-bin/dss_form). Los cuadrados muestran las posiciones de los cuatro campos observados en la parte nuclear de Virgo que se analizan en este apartado. Se toma a M87 como centro del cúmulo (galaxia de la izquierda).

7.2.1 Observaciones, reducción de datos y descripción de los campos

La figura 7.4 muestra un *zoom* de la parte central del cúmulo de Virgo, en la que hemos superpuesto los cuatro campos observados. Esta parte central está dominada por los halos de las grandes galaxias presentes: M84, M87 y M86. Dos de los campos (los denominados como **FCJ** y **SUB**) están asociados con estos grandes halos. Mientras que los otros dos (**Core** y **LPC**) están situados en regiones fuera de ellos. Las características de las observaciones fueron las descritas en el capítulo 3, y los datos observacionales de cada campo se especifican en la tabla 3.7. Estos campos fueron observados con diferentes telescopios e instrumentación, la cual vamos a describir brevemente.

En Marzo de 1999 observamos con la cámara de gran campo **WFI** del telescopio ESO/MPI 2.2m de La Silla (Chile), un campo centrado en $\alpha(J2000) = 12^h27^m48^s$, $\delta(J2000) = +13^\circ18'46''$, al cual nos referiremos de ahora en adelante como **Core**. Como hemos descrito en el capítulo 3 las imágenes de esta cámara consisten en un mosaico de 8 4kx2k CCDs, cubriendo un campo de $34' \times 34'$. Cada CCD tiene un tamaño de píxel de $0.238''$, un ruido de lectura promedio de $4.5 \text{ ADU píxel}^{-1}$, y una ganancia de $2.2 \text{ e}^- \text{ ADU}^{-1}$ (ver tabla 3.4 con las características principales de esta cámara). Este campo fue observado con un filtro estrecho y otro más ancho. El filtro estrecho tiene una anchura de 80Å y está centrado en 5023Å ; el cual contiene a la línea de $[\text{OIII}]\lambda5007\text{Å}$ al *redshift* de Virgo. Además, también observamos este campo con el filtro ancho V de Johnson (ver tabla 3.3 para los detalles de los filtros). Tomamos 8 exposiciones de 3000 y 300 s en los filtros estrecho y ancho (ver tabla

Tabla 7.1: Campos observados en la parte central del cúmulo de Virgo. Las columnas muestran la posición de los distintos campos y las magnitudes límite alcanzadas en los distintos filtros.

Campo	AR(J2000)	DEC(J2000)	$m_{lim}(5007)$	$m_{lim}(off)$
FCJ	12 30 39	+12 38 10	27.01	24.58
SUB	12 25 47	+12 43 58	28.10	...
Core	12 27 48	+13 18 46	27.21	24.75
LPC	12 25 32	+12 14 39	27.52	25.40

3.7 con las características de las observaciones), respectivamente. Todas las observaciones se realizaron bajo condiciones fotométricas y las imágenes finales combinadas resultaron tener un *seeing* de $1.2''$. El campo final observado se puede ver con detalle en la figura 7.5.

En Febrero de 2001 observamos otro campo con la cámara de gran campo **WFC** del telescopio **INT** de 2.5m en el Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma). Las coordenadas centrales de este campo fueron: $\alpha(J2000) = 12^h 25^m 32^s$, $\delta(J2000) = +12^\circ 14' 39''$. Esta cámara también tiene un campo de visión de $34' \times 34'$, con una escala de píxel de $0.333''/\text{píxel}$, un ruido de lectura medio de $6.1 \text{ ADU píxel}^{-1}$ y ganancia de $2.8 e^- \text{ADU}^{-1}$ (ver tabla 3.1 con las principales características de esta cámara). Este campo lo llamaremos de ahora en adelante **LPC**. En estas observaciones usamos también un filtro estrecho centrado en 5027 \AA y con una anchura de 60 \AA y otro filtro ancho centrado en la banda B (4407 \AA) y con una anchura de 1022 \AA (ver tabla 3.3). Las exposiciones totales de las imágenes en el filtro estrecho y ancho fueron de $9 \times 3000 \text{ s}$ y $9 \times 600 \text{ s}$, respectivamente (ver tabla 3.7). Las imágenes fueron tomadas bajo condiciones fotométricas y el *seeing* de las imágenes tras su combinación fue de $1.5''$ en ambos filtros. El campo final observado viene dado en la figura 7.6.

También se ha analizado en este estudio otra región localizada en uno de los campos con datos tomados por Feldmeier et al. (1998), localizado en $\alpha(J2000) = 12^h 30^m 39^s$, $\delta(J2000) = +12^\circ 38' 10''$ (ver figura 7.7). A este campo se le ha denominado como **FCJ**. Esta imagen fue reducida por el grupo de Feldmeier, nosotros sólo aplicamos nuestro método de detección de **ICPN** a dicha imagen. Nuestro conjunto de campos a estudiar en el núcleo de Virgo se completa con el campo localizado a $\alpha(J2000) = 12^h 25^m 47^s$, $\delta(J2000) = +12^\circ 43' 58''$, nos referiremos a él a partir de ahora como **SUB**. Los datos de este campo fueron tomados con la cámara **Suprime-Cam** compuesta por un mosaico de $10 \text{ kx} 8 \text{ k}$ en el foco primario del telescopio **SUBARU** (ver características de la instrumentación en la tabla 3.5). Las imágenes fueron tomadas usando dos filtros estrechos que corresponden a la emisión en [OIII] y $\text{H}\alpha$ al *redshift* del cúmulo de Virgo, y dos filtros de banda ancha estándares, V y R (ver tabla 3.3). Este campo fue cedido por la Dra. M. Arnaboldi, quien también nos dio los catálogos con los candidatos a **ICPN** en este campo.

Los datos de los campos **FCJ** y **SUB** ya los obtuvimos reducidos, calibrados y con una astrometría correcta. Para los campos **Core** y **LPC**, se siguieron los pasos especificados en el capítulo 3.



Figura 7.5: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo **Core** observado con la **WFI**.

7.2.2 Fotometría, extracción de catálogos y confirmación de candidatos a PN

El método de extracción y análisis de los objetos detectados en cada campo con SExtractor, es el detallado en el capítulo 5. Este proceso fue aplicado a cada uno de los campos para obtener los candidatos fotométricos a **PN** presentes en ellos. Como se explicó en el capítulo 5, el proceso de detección de **ICPN** depende del número de filtros que se tenga en cada campo. Así, para los campos **Core**, **LPC** y **FCJ** los candidatos se obtuvieron según su posición en diagramas CM, mientras que para **SUB** se usaron diagramas CC. Vamos a describir primero la obtención de las **ICPN** en los campos **Core**, **LPC** y **FCJ**. Todos los objetos detectados en dichos campos han sido representados en su diagrama CM



Figura 7.6: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo **LPC** observado con la **WFC**.

correspondiente y clasificados de acuerdo con su posición en el mismo. Los candidatos a **ICPN**, serán aquellos objetos puntuales que no emitan en continuo y con una $EW_{Obs} > 100$ Å. Más información sobre la forma de acotar la zona donde se encontrarán estos objetos viene dada en el capítulo 5. La figura 7.8 muestra los diagramas CM para los campos **FCJ**, **Core** y **LPC**. Los catálogos finales de candidatos fotométricos a **ICPN** contienen 117, 36 y 14 objetos para los campos de **FCJ**, **Core** y **LPC**, respectivamente. Estos candidatos vienen especificados en las tablas 7.2, 7.3 y 7.4.

Tabla 7.3: Candidatos a **PN** en el campo denominado como **Core**.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)	m_V
CORE-1	12:27:46.197	13:31:44.69	26.00	—
CORE-2	12:27:59.015	13:24:38.20	26.03	29.09
CORE-3	12:26:58.543	13:16:53.54	26.17	—
CORE-4	12:28:25.921	13:19:29.12	26.19	29.61
CORE-5	12:28:07.854	13:20:57.84	26.28	26.45
CORE-6	12:27:42.107	13:06:17.44	26.29	—
CORE-7	12:28:49.844	13:21:05.93	26.29	28.03
CORE-8	12:28:00.310	13:31:59.58	26.31	—
CORE-9	12:27:36.687	13:06:25.28	26.31	—
CORE-10	12:27:17.139	13:15:22.08	26.31	—
CORE-11	12:28:53.857	13:10:58.80	26.36	26.8
CORE-12	12:27:37.532	13:06:33.98	26.36	—
CORE-13	12:28:59.149	13:15:45.72	26.37	—
CORE-14	12:28:09.172	13:26:52.48	26.42	—
CORE-15	12:27:57.855	13:29:09.19	26.44	—
CORE-16	12:28:52.985	13:31:27.50	26.49	—
CORE-17	12:27:34.187	13:20:17.29	26.49	27.61
CORE-18	12:27:52.136	13:32:59.83	26.50	—
CORE-19	12:28:34.507	13:11:04.78	26.51	26.90
CORE-20	12:27:39.996	13:18:52.78	26.52	—
CORE-21	12:28:06.477	13:16:14.60	26.56	—
CORE-22	12:28:05.706	13:20:16.77	26.57	27.04
CORE-23	12:27:17.182	13:19:30.11	26.57	—
CORE-24	12:28:02.712	13:25:28.74	26.58	—
CORE-25	12:27:18.891	13:23:35.01	26.59	27.89
CORE-26	12:27:43.347	13:08:00.92	26.59	—
CORE-27	12:27:45.635	13:12:06.22	26.63	—
CORE-28	12:28:41.574	13:21:03.35	26.63	—
CORE-29	12:28:59.111	13:09:54.95	26.64	28.37
CORE-30	12:28:50.274	13:15:02.73	26.66	—
CORE-31	12:28:02.381	13:11:47.94	26.66	—
CORE-32	12:27:40.284	13:13:48.07	26.67	—
CORE-33	12:28:24.091	13:24:22.58	26.69	—
CORE-34	12:28:28.791	13:04:50.87	26.77	—
CORE-35	12:28:17.581	13:27:59.03	26.78	—
CORE-36	12:28:23.938	13:27:18.49	26.79	—
CORE-37	12:29:05.684	13:13:06.33	26.80	—
CORE-38	12:27:04.119	13:17:02.65	26.80	—
CORE-39	12:27:36.894	13:10:07.74	26.82	—
CORE-40	12:28:28.124	13:32:31.94	26.85	—
CORE-41	12:26:59.233	13:13:51.11	26.86	29.17
CORE-42	12:27:30.375	13:24:49.92	26.88	—
CORE-43	12:28:26.467	13:23:44.79	26.91	—

CORE-44	12:28:03.355	13:17:24.99	26.91	—
CORE-45	12:28:37.399	13:04:55.08	26.92	—
CORE-46	12:27:03.948	13:09:54.75	26.93	—
CORE-47	12:29:04.533	13:06:31.11	26.94	—
CORE-48	12:28:55.332	13:28:00.74	26.94	—
CORE-49	12:27:31.349	13:09:22.77	26.95	—
CORE-50	12:28:39.666	13:12:49.26	26.96	28.91
CORE-51	12:27:08.123	13:32:58.02	26.97	—
CORE-52	12:26:56.044	13:25:59.44	26.97	—
CORE-53	12:28:22.816	13:21:35.70	26.98	—
CORE-54	12:28:00.496	13:27:28.30	26.99	—
CORE-55	12:27:40.015	13:21:28.61	27.00	—
CORE-56	12:27:08.568	13:22:28.09	27.00	—
CORE-57	12:28:27.770	13:24:50.19	27.00	28.51
CORE-58	12:27:29.929	13:24:42.56	27.01	—
CORE-59	12:29:04.284	13:30:10.27	27.01	—
CORE-60	12:27:29.955	13:30:59.75	27.03	—
CORE-61	12:27:25.027	13:31:30.71	27.03	—
CORE-62	12:28:09.687	13:20:51.33	27.03	—
CORE-63	12:26:58.498	13:10:42.26	27.04	—
CORE-64	12:28:52.067	13:24:58.80	27.05	—
CORE-65	12:27:43.489	13:25:39.47	27.05	—
CORE-66	12:27:28.090	13:22:02.49	27.06	—
CORE-67	12:28:40.047	13:18:57.13	27.06	—
CORE-68	12:28:01.965	13:19:35.48	27.11	28.46
CORE-69	12:28:53.220	13:24:01.35	27.11	30.66
CORE-70	12:27:43.234	13:08:21.62	27.11	—
CORE-71	12:27:54.031	13:24:19.98	27.13	—
CORE-72	12:28:18.582	13:28:12.61	27.14	—
CORE-73	12:27:38.850	13:14:49.08	27.15	—
CORE-74	12:29:02.531	13:13:14.93	27.15	—
CORE-75	12:28:34.966	13:25:06.23	27.16	—
CORE-76	12:28:24.130	13:23:20.03	27.18	29.72
CORE-77	12:28:56.640	13:24:47.25	27.18	—

Las **ICPN** en el campo **SUB**, fueron seleccionadas a partir de un diagrama CC ([OIII]-H α vs. [OIII]-(V+R)) calibrado usando las **PN** de M84 (ver Arnaboldi et al. 2003 y descripción del método del diagrama CC en el capítulo 5). Estos objetos fueron identificados por personas de nuestro grupo (M. Arnaboldi) y cedidos para este estudio. El diagrama CC de este campo ha sido publicado por Arnaboldi et al. (2003) y se puede ver en la figura 7.9. El número de planetarias detectadas con este método fue de 36, las cuales se presentan en la tabla 7.5.

Como podemos ver en las diferentes tablas de los candidatos a **ICPN** para los diferentes campos, hay importantes variaciones en su número de un campo a otro. Parte de esta variación, es debida a las diferentes magnitudes límite que tenemos en los distintos campos.



Figura 7.7: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo **FCJ**. Estas imágenes nos han sido cedidas por el grupo de Feldmeier et al. (1998).

Las magnitudes límite fueron calculadas siguiendo las simulaciones descritas en el apartado 5.1.1. Estas simulaciones consisten básicamente en distribuir un número elevado de objetos puntuales en las imágenes científicas de forma aleatoria, y con sus magnitudes siguiendo una **LF** determinada. La magnitud límite la definimos como aquella para la cual recuperamos el 50 % de los objetos sintéticos incluidos en la imagen (ver tabla 7.1). La tabla 7.5 muestra el número de **ICPN** más brillantes que el límite de magnitud en cada campo, éstos resultaron ser: 77, 20, 14 y 36 para los campos de **FCJ**, **Core**, **LPC** y **SUB**, respectivamente (tercera columna de la tabla 7.5). Como vemos, aún sigue habiendo variaciones en el número de

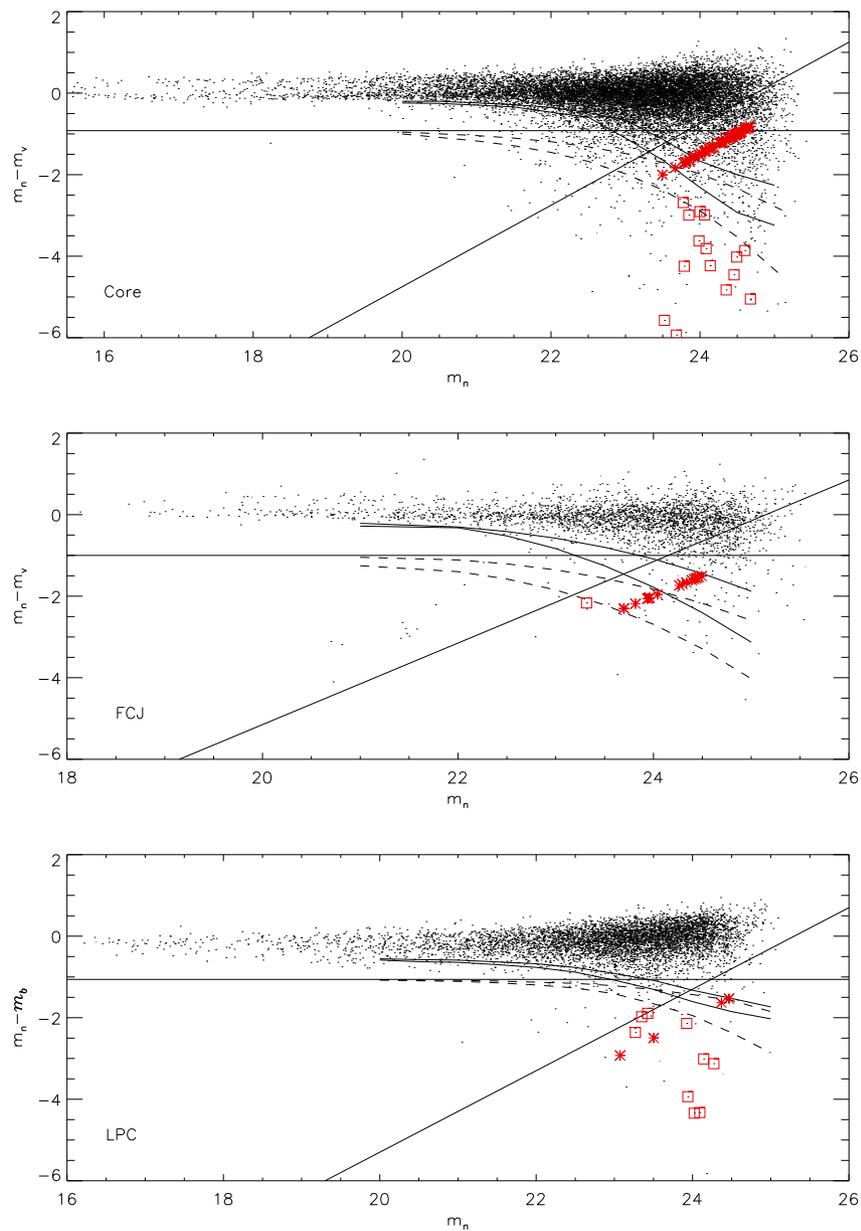


Figura 7.8: Diagramas Color-Magnitud de 3 de campos situados en las regiones centrales del cúmulo de Virgo estudiados por nuestro grupo de trabajo para la detección de **ICPN** (**Core**, **FCJ** y **LPC**). La línea sólida horizontal representa a los objetos con un $EW=100 \text{ \AA}$. La línea diagonal, representa la magnitud límite en el filtro ancho usando un umbral de detección de 1.0σ . Las líneas discontinuas representan el 84 % y 97.5 % para la distribución de objetos modelados con $EW=100 \text{ \AA}$. Las líneas continuas curvas representan el 99 % el 99.9 % para la distribución de objetos modelados con continuo. Los puntos corresponden a los objetos detectados con SExtractor, los cuadrados rojos a los candidatos fotométricos a **PN** y cuya magnitud en el filtro ancho es menor que su magnitud límite y los asteriscos representan a los candidatos sin emisión en el filtro ancho (V ó B). El método de detección y acotación de la región donde se encuentran las **PN**, es el descrito en el apartado 5.2 del capítulo 5.

Tabla 7.2: Candidatos a **PN** en el campo denominado como **FCJ**.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)	m_V
FCJ-1	12:30:33.525	12:43:30.72	25.85	25.48
FCJ-2	12:30:41.314	12:32:26.30	26.23	—
FCJ-3	12:30:59.556	12:37:24.70	26.24	—
FCJ-4	12:30:48.673	12:32:34.26	26.35	—
FCJ-5	12:30:49.180	12:39:21.51	26.47	—
FCJ-6	12:31:01.582	12:39:57.52	26.48	—
FCJ-7	12:30:26.995	12:31:28.44	26.49	—
FCJ-8	12:30:56.293	12:42:29.31	26.50	—
FCJ-9	12:31:11.321	12:31:42.89	26.58	—
FCJ-10	12:30:22.270	12:35:46.37	26.76	—
FCJ-11	12:30:31.635	12:36:05.04	26.80	—
FCJ-12	12:30:24.374	12:33:03.03	26.83	—
FCJ-13	12:30:36.552	12:35:10.43	26.87	—
FCJ-14	12:30:53.779	12:38:26.73	26.93	—
FCJ-15	12:30:35.293	12:40:48.67	26.94	—
FCJ-16	12:30:33.960	12:30:49.88	26.95	—
FCJ-17	12:30:40.674	12:44:21.71	26.97	—
FCJ-18	12:30:27.334	12:31:16.10	26.98	—
FCJ-19	12:31:13.375	12:33:18.64	27.00	—

Tabla 7.4: Candidatos a **PN** en el campo denominado como **LPC**.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)	m_B
LPC-1	12:24:31.271	12:07:15.72	26.09	—
LPC-2	12:24:28.651	12:05:46.73	26.28	25.63
LPC-3	12:25:49.393	12:02:56.36	26.36	25.42
LPC-4	12:24:20.569	12:14:05.87	26.44	25.41
LPC-5	12:24:21.405	12:08:25.25	26.52	—
LPC-6	12:25:39.895	12:00:01.52	26.94	26.06
LPC-7	12:25:24.471	12:01:19.78	26.95	27.87
LPC-8	12:24:12.018	12:05:48.94	27.04	28.36
LPC-9	12:26:02.050	12:14:34.37	27.11	28.41
LPC-10	12:25:26.028	12:01:34.56	27.16	27.15
LPC-11	12:24:15.081	12:06:20.74	27.19	30.00
LPC-12	12:26:07.898	12:26:29.85	27.29	27.40
LPC-13	12:24:29.979	11:59:49.05	27.38	—
LPC-14	12:25:39.939	12:07:36.57	27.48	—

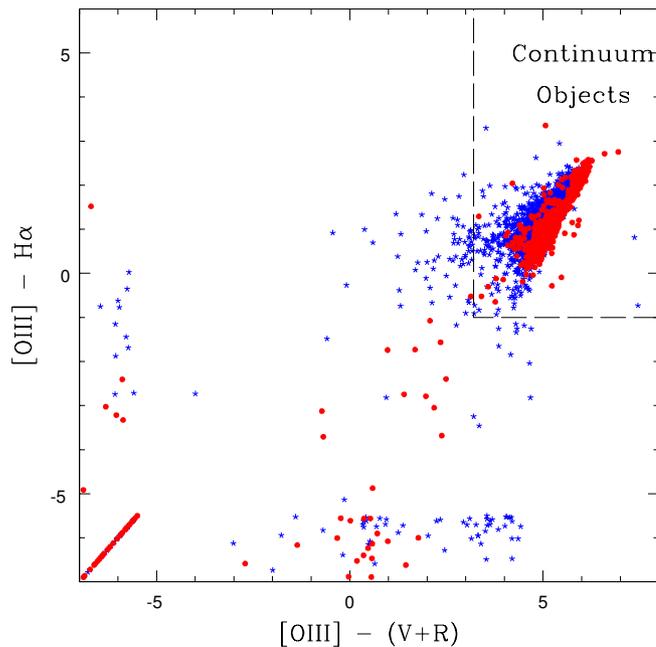


Figura 7.9: Diagrama Color-Color del campo **SUB** (Arnaboldi et al. 2004). La gráfica representa los objetos más brillantes detectados en el filtro [OIII]. Los puntos rojos representan a los objetos puntuales, las estrellas azules a los objetos extensos. Los objetos alineados con el eje de las x , representan los objetos para los cuales no se ha detectado emisión en el filtro $H\alpha$ en la posición del objeto detectado en [OIII], asignándosele entonces un valor arbitrario de 5, para localizarlo en el diagrama CC. Los objetos alineados con el eje de las y corresponden a aquellos en los que no se ha encontrado emisión en el filtro (V+R), asignándosele un valor arbitrario de 5. Los objetos en la diagonal en la zona inferior izquierda del diagrama corresponden a aquellos objetos que no emiten ni en $H\alpha$ ni en (V+R). Los objetos emisores en continuo, vienen delimitados con la caja de líneas discontinuas. En este caso, se presenta una representación de [OIII]- $H\alpha$ vs. [OIII]-(V+R) sin calibrar, debido a que por el mal tiempo no se pudo hacer la calibración de los datos, sólo del filtro V. Realmente, lo que nos va a interesar es el color relativo de los objetos.

PN detectadas en cada campo. Éstas pueden ser reales, o debidas a posibles objetos contaminantes.

En el resto de esta sección hemos estudiado las posibles fuentes de contaminación para los distintos campos, sustrayendo posteriormente, de forma estadística, estos objetos contaminantes a nuestra muestra de candidatos a **ICPN**. Esto dará un número más realista del tamaño de los catálogos obtenidos. Para el campo de **SUB** no se llevó a cabo ningún tipo de descontaminación, ya que para este campo se tienen datos en dos filtros estrechos ([OIII] y $H\alpha$). Además, un subconjunto de 10 objetos fueron confirmados espectroscópicamente usando el Telescopio Nazionale Galileo de 3.5 m con el espectrógrafo **DOLORES** en modo multiobjeto (ver Arnaboldi et al 2003). El resultado fue que 8 de los 10 objetos eran **ICPN**, los otros dos no fueron detectados, probablemente debido a problemas con la astrometría o un incorrecto posicionado de la rendija.

Tabla 7.5: Número de candidatos a **PN** encontrados en los distintos campos del centro de Virgo. a) Número total de objetos obtenidos del diagrama CM (o CC para **SUB**) basándonos en el método de selección explicado en el capítulo 5. b) Número de objetos candidatos a **PN**, con emisión en [OIII] más brillantes que la magnitud límite de cada campo. c) Número de contaminantes debidos al efecto de *spill-over* en cada campo. d) Número de objetos con $EW_{obs} > 110 \text{ \AA}$ que no detectaríamos debido a errores fotométricos. e) Número de contaminantes debido a emisores $Ly\alpha$ de fondo a $z \simeq 3.1$. Los primeros números representan la contaminación hallada a partir de el estudio de Leo (Castro-Rodríguez et al. 2003); y los segundos, hallados a partir de los estudios de Ciardullo et al. (2002) y Kudritzki et al. (2000) f) Número final de candidatos a **PN** esperados.

Campo	N_{ini}^a	N_{mlim}^b	N_{so}^c	N_{perd}^d	$N_{Ly\alpha}^e$	N_{final}^f
Core	117	77	45	1	20/26	13
FCJ	36	20	4	2	2/4	16
LPC	14	14	2	0	22/16	<1
SUB	36	36	36

7.2.3 Fuentes de contaminación

Como vimos en el capítulo 5, los posibles contaminantes que aparecen en este tipo de cartografiados, son: objetos débiles con continuo; objetos emisores en [OII] a *redshift* intermedio; y galaxias $Ly\alpha$ a $z \simeq 3.1$. Vamos a determinar el número de ellos que esperamos tener en cada campo, para dar un número más realista de las **ICPN** detectadas.

Contaminación por objetos débiles con continuo

Es posible que los campos de **FCJ**, **Core** y **LPC** estén contaminados por objetos con emisión muy débil en el continuo, los cuales han sido mal clasificados en nuestros diagramas CM. Debido a los errores fotométricos, a algunos objetos se les puede haber asignado un flujo más brillante que su flujo real o viceversa. Debido a que **LF** crece hacia magnitudes muy débiles, un número significativo de objetos pueden haberse desplazado hacia magnitudes más brillantes que la magnitud límite en [OIII]. Si su flujo en la banda ancha está por debajo de la magnitud límite para este filtro, estos objetos aparecerán en la región del diagrama CM ocupada por la población de **ICPN** y serán contados como tales a pesar de tratarse de estrellas muy débiles. Este efecto es el que hemos denominado como *spill-over* y ha sido analizado en el capítulo 5. Si las medidas en el filtro ancho son lo suficientemente profundas, este efecto va a ser prácticamente despreciable. Una relación aceptable para los límites de magnitud de ambos filtros es el dado por la ecuación 5.3. Esta ecuación nos dice que la magnitud límite del filtro ancho tiene que ser $3 \times \langle rms \rangle$ más profunda que la magnitud límite del filtro estrecho, siendo el $\langle rms \rangle$ el error fotométrico medio de los objetos con magnitud igual a la magnitud límite en el filtro estrecho. Para los campos estudiados aquí tenemos que $\langle rms \rangle = 0.27, 0.24$ y 0.19 para **Core**, **FCJ** y **LPC**, respectivamente. Por lo tanto, las imágenes en el filtro ancho deberían ser al menos $0.81, 0.72$ y 0.57 magnitudes más profundas que en el correspondiente filtro estrecho. En la tabla 7.1, vienen catalogadas las magnitudes límite de cada filtro. En base a estos números, se espera que el *spill-over* sea más importante en **Core** que en el resto de los campos. Para controlar este efecto, se llevaron a

cabo las simulaciones del tipo especificado en la sección 5.2.6 del capítulo 5. Los resultados obtenidos se pueden ver en la cuarta columna de la tabla 7.5. La figura 7.10, muestra el diagrama CM de dos de las simulaciones llevadas a cabo en este trabajo para contabilizar el *spill over* en **Core** y **LPC**. Después de escalar los resultados al mismo número de objetos reales detectados en el continuo, el número final de contaminantes por este mecanismo y más brillantes que la magnitud límite en el filtro estrecho, ha sido de 45, 4 y 2 para los campos de **Core**, **FCJ** y **LPC**, respectivamente. Esto supone una contaminación del 58%, 20% y 14% para los catálogos de **ICPN** detectados en estos campos.

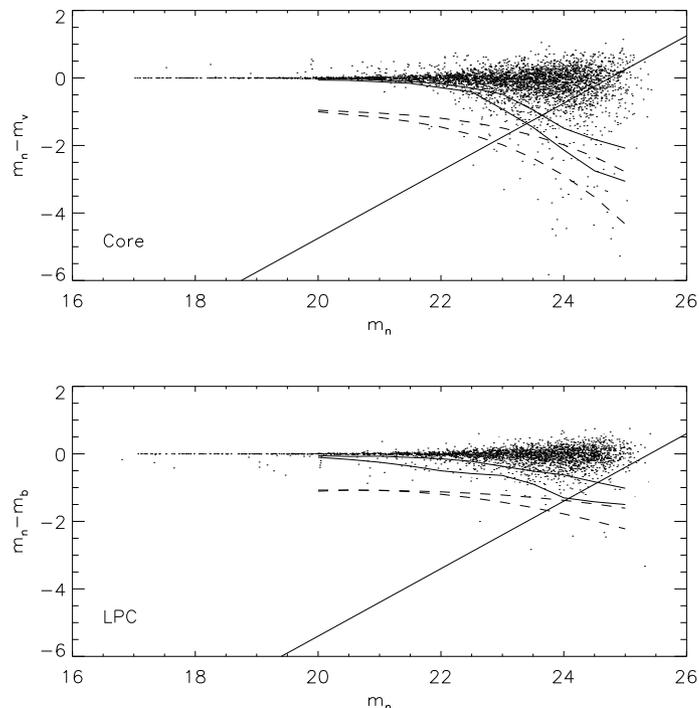


Figura 7.10: Diagramas Color-Magnitud sintéticos de los campos **Core** y **LPC** para catalogar el número de contaminantes por *spill-over* en cada uno de ellos. Se observa que en el campo **Core** existe mucha más contaminación que para el caso de **LPC**, al ser los datos de este último mucho más profundos en el filtro de banda ancha.

Pérdida de PN

Por otro lado está el caso inverso, en el que perdamos posibles candidatos a **PN** porque tengan un EW medido más pequeño, o se ha detectado con una magnitud más débil de lo que debiera. Es decir, puede que se pierdan candidatos con $EW > 100 \text{ \AA}$ y más brillantes que la magnitud límite, los cuales, debido a los errores fotométricos, quedan fuera de la zona del diagrama CM que nosotros estudiamos buscando las **PN**. Para estudiar este efecto en cada uno de los campos, se hacen simulaciones de Monte Carlo como las explicadas en el apartado 5.2.6 del capítulo 5. Se modela una población de **PN** siguiendo la función

de luminosidad empírica de las nebulosas de M87 (Ciardullo et al. 1998) en la imagen de [OIII] y sin emisión en el continuo. Esta población simulada se detectó con SExtractor para estudiar su distribución en el diagrama CM. De esta forma, se obtuvo el porcentaje de pérdida de **PN** en cada caso (ver resultados en la columna 5 de la tabla 7.5): 5%, 10%, 1 % para los campos **Core**, **FCJ** y **LPC**, respectivamente.

Contaminación por galaxias de fondo ($\text{Ly}\alpha$ a $z=3.1$)

Los catálogos fotométricos pueden estar además contaminados por galaxias de fondo con líneas de emisión. Este es el caso de galaxias *starburst* a $z \simeq 0.35$ y $\text{Ly}\alpha$ a $z \simeq 3.1$, su fuerte emisión en estas líneas va a caer dentro de nuestro filtro estrecho. Como se comentó en el capítulo 5, eligiendo aquellos objetos que tengan $EW_{Obs} > 100 \text{ \AA}$ vamos a estar seguros de que estaremos libres de las galaxias *starburst* a $z \simeq 0.35$. Sin embargo, para las galaxias $\text{Ly}\alpha$ a $z \simeq 3.1$, es más complicado, ya que no las podemos acotar mediante simulaciones en nuestro diagrama CM. Estudios espectroscópicos indican que en la región donde se encuentran los candidatos a **ICPN** van a estar presentes también estas galaxias (Freeman et al. 2000; Kudritzki et al. 2000; Arnaboldi et al. 2004).

En este apartado, hemos aprovechado los resultados obtenidos para el grupo de Leo (Castro-Rodríguez et al. 2003) y expuestos en el capítulo anterior, para utilizarlo como *campo de control* para catalogar el número de emisores $\text{Ly}\alpha$ contaminantes que podemos tener en cada campo de Virgo. Teniendo en cuenta el escalado de los filtros y áreas de los distintos campos para poder compararlos, el número de contaminantes según el campo de Leo que esperaríamos en nuestros campos de Virgo es el que se especifica en la columna 6 de la tabla 7.5, es decir 20, 2 y 22 para los campos del **Core**, **FCJ** y **LPC**, respectivamente.

Sin embargo, existen variaciones de la densidad superficial y la **LF** de los emisores $\text{Ly}\alpha$ de un campo a otro. Esto se puede ver en la figura 7.11. En ella mostramos la función de luminosidad de los objetos hallados en el campo **LPC**, la cual hemos comparando con las funciones de luminosidad de otros estudios de emisores $\text{Ly}\alpha$ a $z \simeq 3.1$ (estos estudios son los mismos que los usados también para comparar las **LF** de los objetos con líneas de emisión detectados en los grupos de galaxias del capítulo 6). En dicha figura mostramos las **LFs** correspondientes a: los objetos con líneas de emisión del campo del grupo de Leo; los candidatos confirmados espectroscópicamente en el estudio de Kudritzki et al. (2000); y las fuentes de fondo de Ciardullo et al. (2002a). Usando como comparación una media entre los resultados de Ciardullo y Kudritzki, los contaminantes que esperaríamos en nuestros campos, serán 26, 4 y 16 para los campos **Core**, **FCJ** y **LPC**, respectivamente (también en la columna 6 de la tabla 7.5).

Para el campo de **LPC**, en la figura 7.11, se observa que el corte brillante de la **LF** de los candidatos a **ICPN** en el campo, es similar a los estudios de Kudritzki y Ciardullo, sin embargo, la **LF** de las **PN** encontradas en M87 tiene un corte mucho más brillante (línea discontinua). Teniendo en cuenta la pequeña cantidad de objetos de los que disponemos en este campo, podemos deducir que todos ellos van a ser galaxias $\text{Ly}\alpha$ de fondo y asumiremos en las siguientes discusiones que tenemos un número de 1 **PN** como límite superior en este campo. Para los campos **Core** y **FCJ** tenemos 13 y 16 **ICPN** después de descontaminar la muestra.

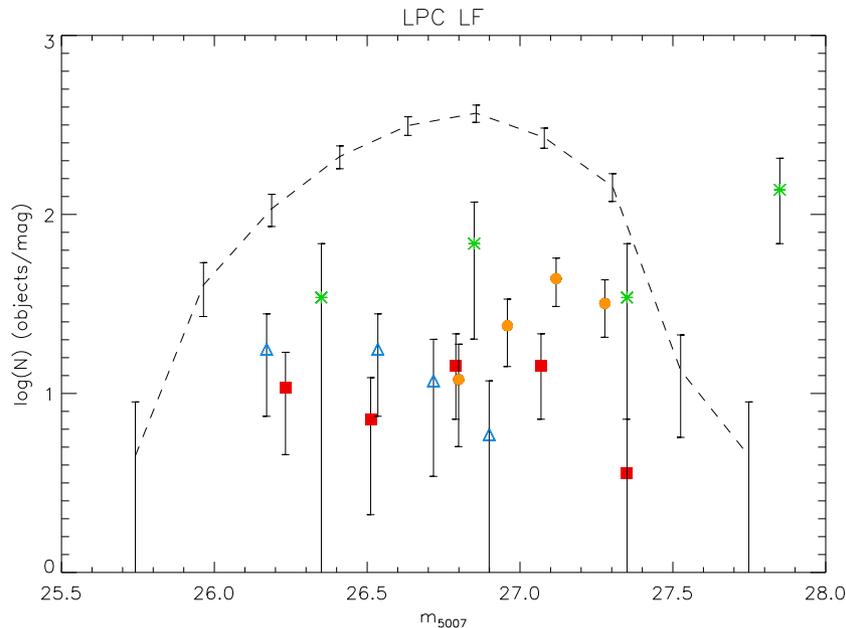


Figura 7.11: Función de luminosidad de los objetos hallados en el campo **LPC** (cuadrados rojos) comparados con las **LF** de los emisores $\text{Ly}\alpha$ de fondo a $z \approx 3.1$ de Kudritzki et al. (2000, asteriscos verdes) y Ciardullo et al. (2002, triángulos azules), y nuestro campo de Leo (círculos naranja, Castro-Rodríguez et al. 2003). La línea discontinua representa la **LF** de las **PN** detectadas en los 5' centrales de M87.

7.2.4 Confirmación espectroscópica

Arnaboldi et al. (2004) tomaron espectros de una serie de candidatos de los campos **FCJ**, **Core** y **SUB**. Estas observaciones se realizaron con el espectrógrafo **FLAMES**, localizado en el **UT2** del telescopio **VLT**. Las exposiciones se acondicionaron para poder detectar los objetos con $m(5007) = 27.2$, equivalente a un flujo total en la línea de $[\text{OIII}]\lambda 5007 \text{ \AA}$ de $4.2 \cdot 10^{-17} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ con una relación $(S/R) \approx 5$. Estas observaciones han demostrado que, de los 18/34/18 objetos localizados en los campos **FCJ/Core/SUB** con magnitudes $m(5007) \leq 27.2$, confirmaron espectroscópicamente 15/12/13 como emisores con líneas acentuadas y 0/2/0 emisores $\text{Ly}\alpha$. En general, la fracción de objetos confirmados con el doblete de $[\text{OIII}]$ fue del 67%/41%/18%. Dadas las condiciones de observación y (S/R) alcanzadas por los datos, se puede considerar que todos los emisores con líneas prominentes son **PN**. Por tanto, para flujos en $[\text{OIII}]$ con magnitudes $m(5007) < 27.2$, la contaminación por objetos $\text{Ly}\alpha$ de fondo podemos asegurar que es pequeña.

Los espectros restantes en el estudio de Arnaboldi et al. (2004) no muestran ningún signo espectral en la longitud de onda a la que se trabaja con **FLAMES** y posiblemente van a ser debidos a la contaminación por *spill-over*, que se evitaría sólo con medidas muy profundas en el filtro de banda ancha. Por esto, los trabajos espectroscópicos en candidatos fotométricos a **ICPN** de catálogos anteriores (Kudritzki et al. 2000), dan evidencias de contaminación por estrellas débiles en el filtro estrecho $[\text{OIII}]$.

En la figura 7.12 vienen representados dos ejemplos de espectros de los candidatos de

SUB. En el panel superior se muestra un espectro obtenido a partir de la suma de las emisiones para varios de los candidatos estudiados en el campo de **SUB** por Arnaboldi et al. (2003). Se puede ver la emisión centrada en la línea de $H\alpha$ y el doblete de [OIII]. En el panel inferior se muestra el espectro de una galaxia $Ly\alpha$ perteneciente a los objetos clasificados en el diagrama de la figura 7.9 por Arnaboldi et al. (2003) como objeto con una línea de emisión.

7.2.5 Estudio de las funciones de luminosidad

La figura 7.13 muestra la **LF** para todos los campos estudiados aquí menos para **LPC**, debido a que hemos visto que los objetos detectados con emisión en este campo son compatibles con ser galaxias $Ly\alpha$. Se ha superpuesto en esta figura la **LF** de las estrellas mal clasificadas que causaban el *spill-over* en cada campo (asteriscos rojos). Para los campos **Core**, **FCJ** y **SUB** vemos que sus **LF** presentan un corte más brillante que la **LF** correspondiente a los emisores $Ly\alpha$ (ver 7.11). Por tanto, esperamos que las **ICPN** más brillantes (*bines* más brillantes de las **LF**) no estarían muy afectados por contaminantes $Ly\alpha$. Esto es lo que confirmó el estudio espectroscópico llevado a cabo por Arnaboldi et al. (2004). Pueden existir galaxias $Ly\alpha$ brillantes, pero tendrán además emisión en el continuo, no sólo en el filtro estrecho, detectable con la profundidad de nuestros campos en esos filtros (Kudritzki et al 2000).

La Figura 7.13 muestra también las funciones de luminosidad correspondientes a los objetos contaminantes por *spill-over* (asteriscos). Como se puede ver, los *bines* más brillantes de la **LF** del campo **FCJ** no están tampoco contaminados por estos objetos. Esto no ocurre para el caso de la **LF** del campo llamado **Core**. Es por esto que hemos ajustado la **LF** de los campos **FCJ** y **SUB** según la **LF** dada por la ecuación 1.3, utilizando sólo sus *bines* más brillantes. Sin embargo, por lo explicado anteriormente, no hemos ajustado la **LF** del **Core**. En concreto, para el caso del campo **FCJ**, se ha ajustado su **LF** (línea discontinua en la figura 7.13) con los 3 primeros *bines* más brillantes no afectados por *spill-over*. Para el ajuste de **SUB**, se usaron los 5 más brillantes, ya que aquí no vamos a estar afectados por contaminantes $Ly\alpha$ de fondo. Usando la ecuación 1.3, los cortes brillantes de la **LF** ajustados fueron 26.0 ± 0.3 y 26.3 ± 0.15 para **FCJ** y **SUB**, respectivamente. Hay que recordar que para las regiones internas de M87, el corte brillante de la **LF** asociada a **PN** es de 26.37 (Ciardullo et al. 1998).

7.2.6 Naturaleza de las **PN** brillantes y del corte brillante de la **LF**

El corte brillante de la **LF** de las **PN** ha sido usado asiduamente como indicador de distancias extragalácticas en astronomía (Ciardullo et al. 2002a). Se asume que todas las **PN** que tienen una **LF** determinada están a la misma distancia. Bajo esta hipótesis podríamos determinar la profundidad de los cúmulos de galaxias como Virgo, midiendo el corte brillante de las **LF** de **ICPN** situadas en diferentes regiones del cúmulo. Así, las **ICPN** más cercanas presentarían cortes más brillantes de sus **LF** que las más alejadas. Sin embargo, este corte puede estar afectado también por la edad (Marigo et al. 2004) o la metalicidad (Dopita et al. 1992) de la población estelar. La dependencia de M^* (ver ecuación 1.3) con la metalicidad, $\Delta M^* = 0.928[\text{O}/\text{H}]^2 + 0.335[\text{O}/\text{H}] + 0.014$ (Dopita et al. 1992; Ciardullo et al.

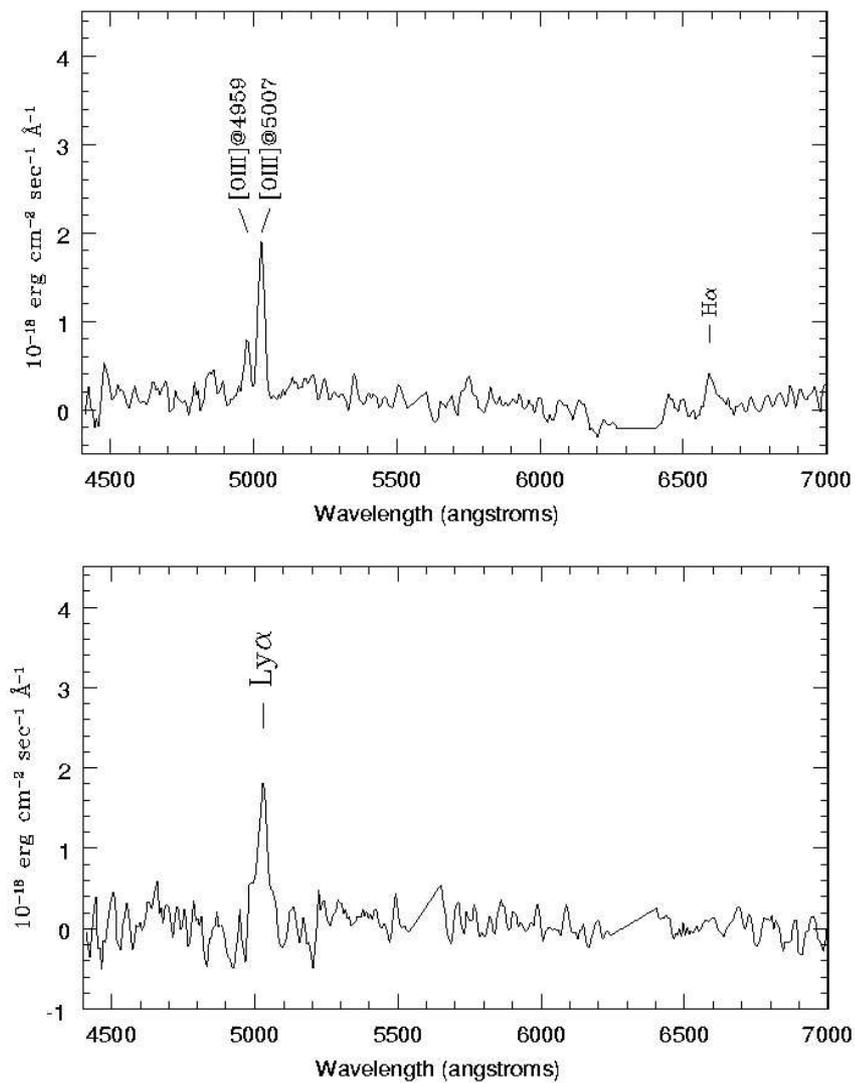


Figura 7.12: Panel superior: Espectro obtenido de la suma de varios espectros de los candidatos estudiados en el campo de **SUB** por Arnaboldi et al. (2003). Se puede ver la emisión centrada en la línea de H α y el doblete de [OIII]. Panel inferior: Galaxia Ly α perteneciente a los objetos clasificados en el diagrama de la figura 7.9 por Arnaboldi et al. (2003) como objeto con una línea de emisión.

2002a), puede producir un cambio en la magnitud del corte brillante de la **LF** de igual forma a cómo lo haría una población de **PN** más cercanas. El estudio de las **LF** y de los resultados espectroscópicos de Arnaboldi et al. (2004), pueden solventar este problema.

Podemos ver que el corte de la **LF** para **FCJ**, es 0.37 magnitudes más brillante que

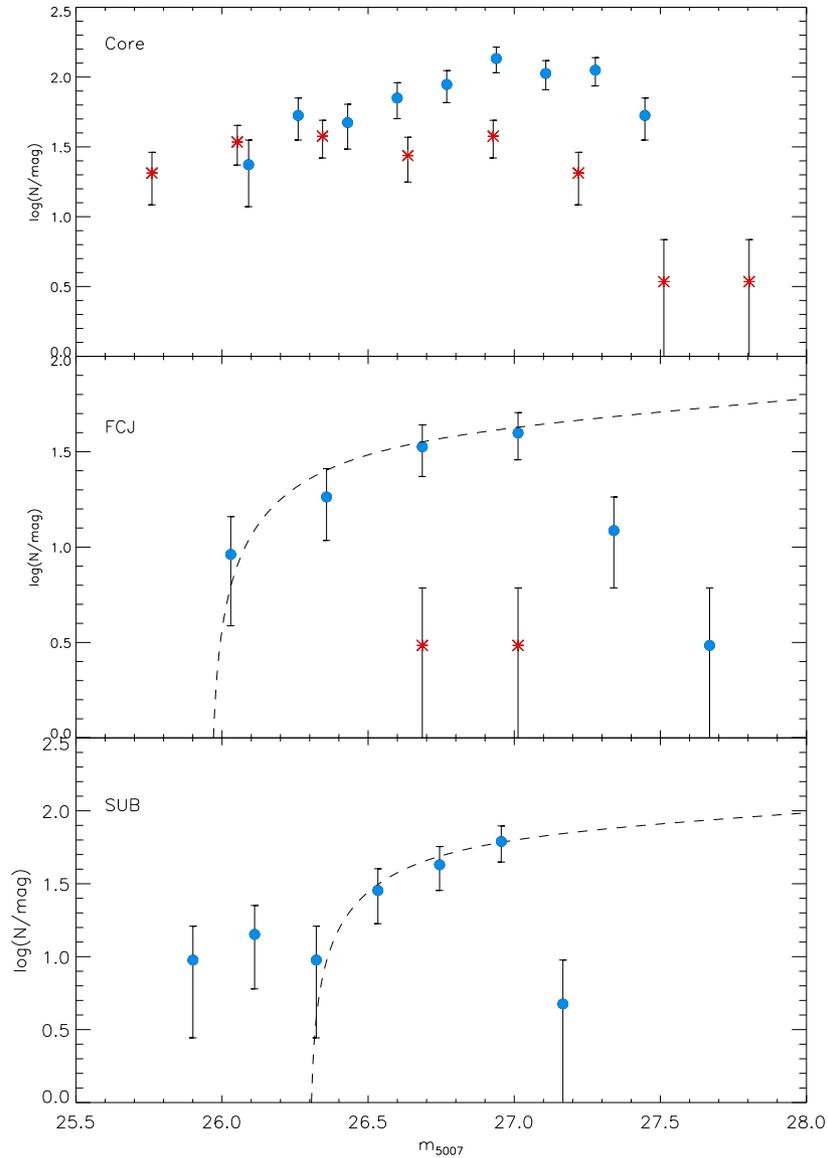


Figura 7.13: Función de luminosidad de los candidatos fotométricos a **ICPN** (círculos) en el **Core**, **FCJ** y **SUB**. Los asteriscos corresponden a la **LF** de las estrellas simuladas para el *spill-over*. La línea discontinua representa el ajuste de las funciones de luminosidad.

el de las nebulosas de M87 (Ciardullo et al. 1998). Si tenemos en cuenta la propiedad de este corte como indicador de distancias, este campo estaría localizado por delante de M87, asumiendo una distancia de 15 Mpc para esta galaxia, las nebulosas más brillantes de **FCJ**, estarían situadas 2.3 ± 1.5 Mpc por delante. Sin embargo, el estudio espectroscópico realizado por Arnaboldi et al. (2004) confirmó que estas **ICPN** estaban asociadas con M87.

Tabla 7.6: Número de **ICPN** finales en cada campo. a) Número de **PN** con magnitudes en [OIII] más brillantes que la magnitud límite. b) Factor de escala (ver ecuación 7.1). c) Número final de **PN** escaladas a con Λ .

Campo	N_{mlim}^a	Δ^b	N_{ICPNs}^c	Área (arcmin ²)	ICPNs arcmin ²
Core	13	1.28	17	943	0.018
FCJ	16	0.98	15	266	0.056
LPC	1	...	1	744	0.001
SUB	36	0.40	14	706	0.020

La **LF** ajustada a las **ICPN** del campo de **SUB** tiene un corte brillante similar al de la **LF** de las **PN** de M87. Lo cual indicaría que se encuentran a la misma distancia. Además, en este campo se detectaron 5 **PN** con 0.3 mag más brillantes que el corte brillante de la **LF** de las demás **PN** del campo. Podríamos también argumentar que, como el caso del campo **FCJ**, estas nebulosas pueden encontrarse en una zona más cercana a nosotros. Sin embargo, el estudio espectroscópico de Arnaboldi et al. (2004) confirmó que 3 de estos objetos están asociados a M84.

Una alternativa para explicar el alto brillo del corte brillante de la **LF** del campo **FCJ** y de las 5 **PN** más brillantes que el corte de la **LF** del campo **SUB** es que procedan de una población con distinta metalicidad o edad que el resto de las **PN** de M87 y M84. Esto puede deberse a que procedan de galaxias enanas que hubieran caído en el halo de M84 y M87. La distribución no uniforme en el cielo que presentan estos objetos así lo indicaría.

7.2.7 Distancias relativas de M87 y M84

Con estos cortes de las **LF** se podría dar una idea de la estructura tridimensional de Virgo. Neilsen & Tsvetanov (2000) y West & Blackeslee (2000) han usado el método de fluctuaciones del brillo superficial para intentar clarificar la estructura tridimensional del cúmulo de Virgo usando las galaxias elípticas. Encontraron que la mayoría de ellas se extienden en un rango de $\pm(2-3)$ Mpc de M87 en una dirección lineal. El subgrupo de M84/M86 estaría cayendo en el cúmulo de Virgo desde atrás, por lo que estaría localizado en la zona más alejada de Virgo. Sin embargo, usando el método de medición de distancias con las **PN** para M87 y M84 del trabajo de Ciardullo et al. (1998), hemos realizado un test de Kolmogorov-Smirnov para la **LF** de las planetarias asociadas con M84 y para las zonas internas de M87 (los 5' más internos sin los objetos *ultraluminosos*). El test no excluye que ambas distribuciones vengan de la misma función, por lo que las sitúa a ambos conjuntos de **PN** a la misma distancia.

7.2.8 Densidad superficial y fracción de ICL

ICPN en los distintos campos

En los campos de Virgo estudiados aquí, los filtros, las áreas y las magnitudes límite en [OIII] son distintas. Dependiendo de la dinámica del cúmulo, la anchura del filtro podría

dejar fuera de nuestra muestra alguna **PN**, sobre todo en el campo **FCJ**¹. Por esta razón, antes de comparar las nebulosas halladas en cada campo, hay que escalarlas a un conjunto de **PN** con el mismo flujo límite. De esta forma, se multiplicará el número de **ICPN** en cada campo por el factor:

$$\Delta \equiv \int_{M^*}^{M^*+1} N(m)dm / \int_{m^*}^{m_{\text{lim}}} N(m)dm \quad (7.1)$$

Donde $N(m)$ viene dada por la ecuación 1.3, M^* y m^* son las magnitudes absoluta y aparente del corte brillante de la **LF** y m_{lim} , la magnitud límite en cada filtro. Con este factor, obtenemos el número de **PN** en cada campo más brillantes que M^*+1 . Para el caso de **LPC**, no se va a realizar este cálculo ya que todos los objetos hallados son compatibles con ser emisores $\text{Ly}\alpha$ de fondo. Consideraremos únicamente un límite superior tomando un número de 1 **PN** como en el caso del grupo de Leo. Por otra parte, en el **Core** no podemos realizar un ajuste fiable de la **LF** al estar afectado por una gran contaminación de estrellas mal clasificadas (*spill-over*). Pero se ha realizado un cálculo de Δ utilizando la **LF** de las **PN** en M87 (ver columna 3 de la tabla 7.6).

Densidad superficial de **ICPN** y brillo superficial de la **ICL**

Para deducir la **ICL** que tenemos a partir de los candidatos a **ICPN**, hemos seguido los siguientes pasos. De los trabajos de Méndez et al. (1993), consideramos el parámetro de formación específica de **PN** ($\dot{\epsilon}$), la luminosidad bolométrica total de la población estelar (L_T) y la vida media de uno de estos objetos ($t_{PN} \sim 25000$ años). Así, el número de **PN** (n_{PN}) que tendremos en una población estelar de luminosidad L_T estará dado por la siguiente ley:

$$n_{NP} = \dot{\epsilon} L_T t_{NP} \quad (7.2)$$

Según los trabajos de Renzini & Buzzoni (1986) sobre evolución estelar, $\dot{\epsilon}$ debe ser $\sim 2 \cdot 10^{-11}$ estrellas/año L_{\odot}^{-1} , independiente de la edad de la población o de su función inicial de masas (**IMF**). Por tanto, cada sistema estelar deberá tener $n_{PN} \approx 50 \cdot 10^{-8} \text{PN} L_{\odot}^{-1} L_T$. Si consideramos que la **LF** empírica de la ecuación 1.3 es válida para las 8 primeras magnitudes siguientes al corte brillante de esta función, se puede determinar la función de **PN** dentro de las 2.5 mag siguientes a este corte, con lo que se puede definir $\alpha_{2.5}$ como el número de **PN** en el intervalo $[M^*, M^* + 2.5]$, asociadas con una población estelar de luminosidad L_T . Aproximadamente 1 de cada 10 **PN** se encuentra en estos *bines* de la **LF**, por lo que $\alpha_{2.5} \sim 50 \cdot 10^{-9} \text{PN}/L_{\odot}$ (Feldmeier et al 2004). A partir de esta densidad específica de **PN**, podemos inferir la luminosidad total de la población en el medio intracumular a través del número de **PN** halladas.

Hallar este valor de $\alpha_{2.5}$ tiene varios problemas. Peimbert et al. (1990) adujeron la variación de este factor en función del color de la población. Hui et al (1993) encontraron que $\alpha_{2.5}$ disminuye de $50 \cdot 10^{-9} \text{PN}/L_{\odot}$ en las galaxias enanas como NGC205 (Burstein et al. 1987) a $\approx 7 \cdot 10^{-9} \text{PN}/L_{\odot}$ en las galaxias elípticas de Virgo (Jacoby et al. 1990). Como la

¹Para el *redshift* medio de Virgo a la velocidad de dispersión del cúmulo, $\sigma_{Virgo}=800 \text{ km s}^{-1}$, la anchura del filtro estrecho de **FCJ** cubre unas velocidades en el rango de $-1.5\sigma_{Virgo}$ a $1.8\sigma_{Virgo}$.

cantidad de **ICL** que obtengamos va a depender directamente del valor de α seleccionado, y teniendo en cuenta que no se tiene aún absoluta certeza del color de la población subyacente en el **ICM** de Virgo, se van a considerar todos los valores posibles medidos hasta ahora del parámetro α :

- Valor de Ciardullo et al. (1989b) para la población vieja del bulbo de M31 ($\alpha_{2.5} = 39.3 \cdot 10^{-9}$ PN $L_{B,\odot}^{-1}$).
- Valor determinado por Durrell et al. (2002) para las estrellas de la rama de gigantes rojas (**RGB**) observadas con el **HST** en el **ICM** ($\alpha_{2.5} = 23 \cdot 10^{-9}$ PN $L_{B,\odot}^{-1}$).
- Valor medido por Hui et al. (1993). En este caso, se determina el color (B-V) de la población progenitora a partir del color medio de las galaxias de Virgo en las posiciones cercanas a los campos. Una vez medido este color, determinamos el valor de $\alpha_{2.5}$ mediante la relación empírica observada por Hui et al. (1993).

El escalado dado por la ecuación 7.1 que hemos realizado en todos los campos, nos va a asegurar que hemos tomado todas las **ICPN** que hay dentro del intervalo $[M^*, M^*+1]$. Por tanto hemos usado el correspondiente valor de $\alpha_{1.0}$ para encontrar la cantidad de **ICL** en nuestros campos. Este valor lo obtenemos a partir de la ecuación 7.3 usando además la ecuación empírica de la **LF** (ecuación 1.3)

$$\frac{\alpha_{1.0}}{\alpha_{2.5}} \approx 0.24 \quad (7.3)$$

Con estos tres valores para $\alpha_{2.5}$ se calculó la luminosidad estelar asociada con cada uno de ellos para el valor de **PN** encontradas en cada campo. La tabla 7.7 muestra dichas luminosidades y el brillo superficial de la **ICL** en la banda B para cada campo.

Variaciones de un campo a otro y su dependencia con la distancia al centro del cúmulo

Según los resultados expuestos en la tabla 7.6, existe una importante variación en el número de **ICPN** detectadas en los distintos campos. En la figura 7.14 (panel superior), se muestra la densidad de **ICPN** en nuestros campos teniendo en cuenta su error poissoniano. Existe una sobredensidad en el campo **FCJ** de 2-3 σ con respecto a la densidad observada en el **Core** y **SUB**. Por otro lado, no tener candidatos a **PN** en el campo de **LPC**, sino un límite superior de 1, concuerda con los estudios llevados a cabo por Kudritzki et al. (2000) para un campo adyacente ($\alpha(J2000) = 12^h 26^m 32.1^s$, $\delta(J2000) = +12^\circ 14' 39''$) en el que tampoco se encontraron **PN**, sólo objetos Ly α de fondo. Además, recientes imágenes profundas en banda ancha tomadas por Mihos et al. (2005) muestran que en esta región de Virgo no existe luz difusa (ver figura 7.15).

La densidad de **PN** del panel superior de la figura 7.14, muestra además que no existe una tendencia clara de su distribución con respecto a la distancia a M87, exceptuando el caso de **FCJ** en el que este valor es muy alto al estar situado en las inmediaciones del halo de M87. Los estudios espectroscópicos llevados a cabo por Arnaboldi et al. (2004) muestran que 12 de 15 objetos estudiados en ese campo, tienen una velocidad de dispersión muy baja (~ 250 km s $^{-1}$), por lo que van a pertenecer al halo de esta galaxia el cual se

Tabla 7.7: Luminosidad y brillo superficial de la **ICL** en cada uno de los campos del núcleo de Virgo y para cada valor del parámetro α . La última columna representa el % en que contribuye la **ICL** con respecto a la luz total de las galaxias en esa zona del cúmulo.

Campo	$\alpha_{1.0,B}$ (10^{-9})	L_{ICL} ($10^6 L_{\odot,B} \text{ arcmin}^{-2}$)	μ_B (mag arcsec $^{-2}$)	% Local
Core	9.40	1.91	29.5	10
	13.30	1.35	29.8	7
	10.59	1.70	29.6	9
FCJ	9.40	5.96	28.2	8
	13.30	4.21	28.6	6
	7.46	7.51	28.0	10
LPC	9.40	0.11	32.6	0.5
	13.30	0.08	32.9	0.3
	25.44	0.04	33.7	0.2
SUB	9.40	2.13	29.4	2
	13.30	1.50	29.7	1
	3.46	5.78	28.3	5

Tabla 7.8: Distancia de los campos al centro de Virgo y luminosidad de las galaxias de Virgo en los diferentes campos calculada a partir de imágenes tomadas del DSS (*Digital Sky Survey*)

Campo	Distancia a M87 (grados)	$L_{tot,DSS}$ ($10^{10} L_{\odot,B}$)
Core	1.2	1.67
FCJ	0.2	1.40
LPC	1.3	1.76
SUB	1.3	7.20

extendería hasta unos 65 kpc de M87. En el campo de **SUB**, 8 de 13 **PN** pertenecen de forma similar al caso anterior al halo de M84, mientras que el resto de nebulosas se observan a velocidades que están cerca de las velocidades de M86 y NGC4388. Es posible por tanto, que en un campo de las características de Virgo, gran parte de la luz difusa se encuentre todavía ligada a los halos de las galaxias, mientras que en cúmulos más viejos y evolucionados, esta componente ya ha sido arrancada completamente y se encuentra libre en el **ICM** y sólo ligada al potencial global del cúmulo. Esta luz ligada a los halos de las galaxias va a ser de igual modo parte de la **ICL**. Sin embargo, en la figura 7.14, hemos representado además (símbolos en forma de estrellas) la densidad de **PN** en los campos de **FCJ** y **SUB** eliminando de la muestra los candidatos que se encuentran ligados al halo de las galaxias. En este caso, se puede ver que la distribución radial se vuelve más plana teniendo aún variaciones significativas de un campo a otro.

Por otra parte, vamos a considerar la luminosidad y brillo superficial de la **ICL** en nuestros campos y la dependencia radial con la distancia a M87. En este caso añadimos una incertidumbre adicional debido al parámetro α . Pero cuando se usan los rangos de α usados en este estudio, la incertidumbre total en la luminosidad se incrementa, y las diferencias entre los valores de los campos se vuelven menores. En el panel inferior de la figura 7.14, se muestra la variación radial del brillo superficial de la **ICL** en función de la distancia de M87. En los campos de **FCJ** y **SUB**, como sucedía antes, se dan dos medidas distintas, una usando toda la muestra de objetos, y otro eliminando aquellos objetos que han resultado estar ligados a las galaxias gigantes cercanas. De igual manera que para el panel superior, la tendencia radial en este caso, es que el valor de la luminosidad se va a mantener constante, exceptuando el caso de **LPC** que tiene un valor mucho menor.

Tomando un valor promedio de la **ICL** considerando todos los candidatos (incluidos los ligados a los halos galácticos), se obtiene un valor de la misma en el núcleo de Virgo de $\Sigma_B=2.7 \cdot 10^6 L_\odot/\text{arcmin}^2$ y un brillo superficial medio de $\mu_B=29.0 \text{ mag/arcsec}^2$ (con un alto *rms* debido a las variaciones entre los campos y el valor de α de $\sim 2.1 \cdot 10^6 L_\odot/\text{arcmin}^2$).

Se pueden comparar estos datos con los obtenidos por Durrell et al (2002) y Ferguson et al. (1998) usando las estrellas **RGB** detectadas en la región *intracumular* de Virgo. A partir de su número se puede deducir el brillo superficial de la **ICL** utilizando suposiciones sobre su metalicidad, edad, **IMF** y distancia. Ferguson et al (1998) encontraron que para un campo situado a 45.8' al noreste de M87, el brillo superficial era de 31.11 mag/arcsec² y $0.42 \cdot 10^6 L_\odot/\text{arcmin}^2$, mientras que Durrell et al (2002) con imágenes del **HST**, para ese campo y otro al noroeste de M87, obtuvieron unos valores de 30.07 y 29.67 mag/arcsec² (un 50% más de estrellas que para el estudio de Ferguson). Estos campos vienen representados en la figura 7.14 con triángulos. Si tenemos en cuenta estos campos y los nuestros, los valores medios para la luminosidad y el brillo superficial, quedan finalmente como: $2.2 \cdot 10^6 L_\odot/\text{arcmin}^2$ y 29.3mag/arcsec².

7.2.9 Fracción de ICL en las regiones centrales de Virgo

El brillo superficial obtenido a través de las **ICPN** y las estrellas **RGB**, dependen en gran parte de la metalicidad asumida, edad y **IMF** para la población estelar progenitora. El hecho de que nuestras mejores estimaciones están dadas en intervalos de luminosidad, refleja limitaciones en el conocimiento de la población estelar y la evolución de las estrellas

post-AGB, más que las incertidumbres debidas al número de candidatos fotométricos en nuestros catálogos que hemos acotado con gran precisión en este estudio.

Cuando comparamos la luminosidad de la **ICL** en las posiciones de nuestros campos con la luminosidad de las galaxias de Virgo, se añaden más incertidumbres debido a que la luminosidad de las galaxias cercanas dependen fuertemente de la localización y tamaño de los campos cartografiados. Por tanto, vamos a considerar intervalos de brillo superficial que hemos calculado anteriormente, mientras que las fracciones relativas de **ICL** con respecto a las galaxias de Virgo han sido evaluadas por comparación con estudios previos de **ICPN** y los resultados pueden tener muchas incertidumbres.

Aquí hemos asumido que la **ICL** va a estar relacionada con las galaxias locales de los alrededores, basándonos en los resultados obtenidos por Arnaboldi et al. (2004) que muestra que Virgo es un cúmulo inhomogéneo y dinámicamente joven. Por lo que vamos a comparar nuestros valores de la **ICL** con la luminosidad de las galaxias de Virgo. Se tomaron imágenes de cada uno de los campos del **DSS** (Digital Sky Survey), con un radio de 120' y las convolucionamos con un filtro gaussiano de σ igual al radio de nuestros campos. Posteriormente se obtuvo la luminosidad total en el filtro B que tendríamos en un campo de dimensiones similares a los nuestros. Los resultados obtenidos para la luminosidad total de los campos **Core**, **LPC** y **FCJ** se especifican en la tabla 7.8. La luz de las galaxias en el campo **SUB** va a estar dominada por las grandes galaxias M86, M84 y NGC 4388 presentes en este campo. Por tanto, hemos calculado directamente la luminosidad de estas galaxias, siendo de $7.2 \cdot 10^{10} L_{B\odot}$. El porcentaje que representan la luz difusa de la luminosidad total del cúmulo en cada campo está dada en la Tabla 7.7. Como vemos, esta componente cumular representa en la región central de Virgo alrededor de un $\approx 5\%$, con una alta variación de un campo a otro (ver tabla 7.7), variando en un rango de entre $\sim 8\%$ en **FCJ** hasta 1% en **LPC**.

Trabajos previos en el cúmulo de Virgo dan valores del porcentaje de **ICL** mayores en estas regiones: 15.8% , Feldmeier et al. (2004); 15% , Durrel et al (2002). La fracción mayor de luz puede indicar simplemente una diferencia en la normalización relativa a la luz de las galaxias de Virgo. Pero también hay que indicar que los campos de Feldmeier et al. (2004) en el subcúmulo A de Virgo, están muy cerca de M87, mucho más que nuestros campos, por lo que se espera que estén más dominados por el halo de M87. Las medidas de la velocidad radial que se realizaron para las **PN** del campo **FCJ** (Arnaboldi et al. 2004) indican la presencia de una población estelar en equilibrio en el halo de M87, y sólo 3 de 15 (1 de 5) de los candidatos a **PN** en el campo de **FCJ** pertenecen realmente a la región *itracumular*.

La enorme variación en el número de las **PN** encontradas de un campo a otro, y la inexistencia de una tendencia clara a distintas distancias del centro del cúmulo, señalan que la **ICL** no va a estar relajada en el potencial cumular, es decir, es una componente dinámicamente joven. No ha transcurrido el tiempo suficiente para poder borrar y termalizar todas las estructuras producidas durante los procesos de formación de esta componente cumular. Esto da una cota en edad para el origen del núcleo del cúmulo de Virgo. Podemos considerar el tiempo dinámico como (Binney & Tremaine 1987):

$$t_{dyn} = \sqrt{\frac{3\pi}{16G\rho}} \quad (7.4)$$

siendo ρ la densidad media contenida en el radio al que se encuentra cada campo. Hemos

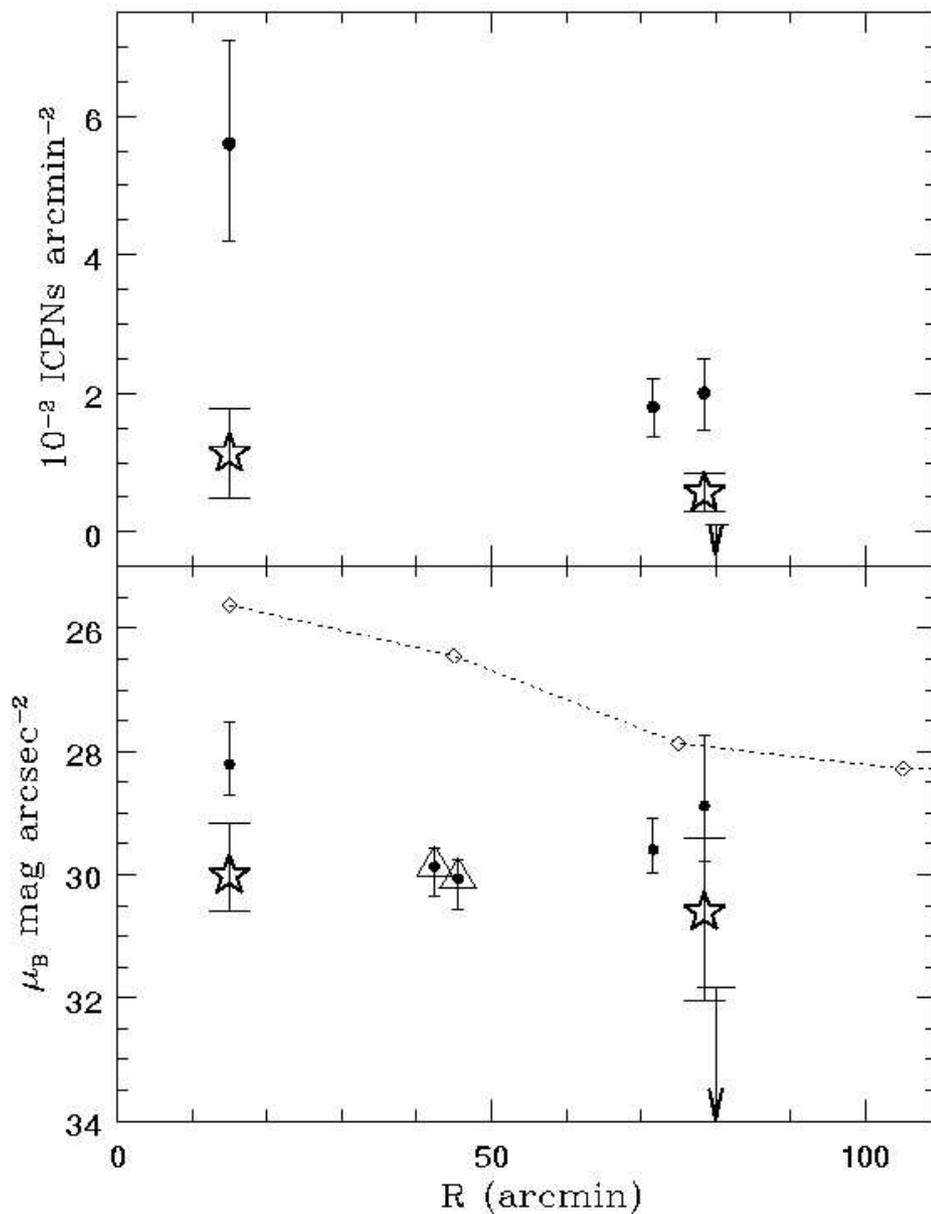


Figura 7.14: Panel superior: Densidad de **PN**. Los círculos muestran las densidades de la tabla 7.6, y las barras de error dan el error poissoniano. Para el campo de **LPC**, tenemos un límite superior para este valor. Los símbolos en forma de estrella representan la densidad de **PN** en los campos de **FCJ** y **SUB** sin incluir los objetos ligados a M87 y M84. Panel inferior: Los círculos muestran el brillo superficial inferido a partir de los valores de α en la tabla 7.7. Los triángulos representan las medidas de **ICL** usando estrellas **RGB** (Durrell et al. 2002). Los símbolos en forma de estrella representan el brillo superficial asociado con las **ICPN** que no están asociadas a los halos de M87 y M84 en los campos **FCJ** y **SUB** (Arnaboldi et al. 2004). La línea discontinua y los rombos muestran la luminosidad en B de las galaxias de Virgo medida a varios anillos (Binggeli et al. 1987). Todas las distancias han sido calculadas con respecto a M87. Se observa que la luz difusa no muestra ninguna tendencia marcada con el radio en los primeros 80'.

calculado el t_{dyn} , usando la distribución de masas dada por Nulsen & Bohringer (1995) para las regiones centrales de Virgo. Se obtiene finalmente que los tiempos dinámicos para los distintos campos son: $2 \cdot 10^8$ años para **FCJ**, $8 \cdot 10^8$ años para **LPC** y **SUB**, mientras que para que se hayan borrado todos los signos de interacción deben de transcurrir unos pocos Giga años. Notar que el campo **FCJ** tiene un tiempo dinámico mucho menor debido a su cercanía a M87 (~ 65 kpc).

Según los estudios en simulaciones cosmológicas recientes (Murante et al. 2004, Sommer-Larsen et al. 2005), la cantidad de **ICL** varía con la masa del cúmulo. Para cúmulos con masas similares a la del cúmulo de Virgo, $10^{14} M_{\odot}$, encontraron que la densidad de luz difusa en las partes internas es aproximadamente de $10^7 h M_{\odot} \text{kpc}^{-2}$, que estaría en concordancia con nuestros resultados de $2.7 \cdot 10^6 L_{B,\odot} \text{ arcmin}^{-2}$, para una relación $M/L \sim 5$, que es lo que se espera para una población estelar evolucionada.

Por otra parte, comparando con los estudios recientes de Mihos et al. (2005) (ver figura 7.15). Se puede ver que los campos **FCJ** y **SUB** están localizados en las regiones donde se encuentran los grandes halos de M87 y M86. Estas regiones presentan un brillo superficial de alrededor de 26-28 mag/arcsec², mientras que el **Core** se encuentra en una región que también presenta filamentos con similar brillo superficial, pero la gran parte de la imagen esta dominada por grandes zonas con brillo superficial entre 28 y 29 mag/arcsec². Por el contrario, el campo **LPC**, se encontraría en la periferia de esta zona de alta densidad de material galáctico y tendría un brillo superficial mucho menor (>29 mag/arcsec²). Esto confirmaría el hecho de no haber localizado ningún candidato a **PN** en **LPC**. La imagen profunda de Mihos et al. (2005) muestra también grandes diferencias de la luz difusa de una región a otra del centro del cúmulo de Virgo, estando la mayor parte de esta luz asociada a las regiones de los grandes halos de M87 y M84-M86. Esto esta de acuerdo con lo discutido en esta sección sobre las **ICPN** detectadas en nuestros campos.

7.3 Zonas periféricas de Virgo

En la sección anterior, hemos estudiado la luz difusa en todos los campos que están localizados en las zonas internas del cúmulo de Virgo, a menos de 350 kpc del centro (M87). En este apartado vamos a analizar de igual forma todos los campos restantes representados en la figura 7.3 localizados a diferentes distancias de M87, hasta un radio de 3.5 grados. El cúmulo de Virgo abarca un total de 100 grados cuadrados, según estudios de Binggeli et al. (1989) y nosotros, teniendo en cuenta los 4 campos estudiados en las regiones centrales, y los 7 que hemos estudiado en las zonas periféricas (11 en total), hemos cartografiado un total de 3.3 grados cuadrados del cúmulo. Es la primera vez que se realiza un estudio de estas características en un cúmulo de galaxias.

En este caso, los campos han sido escogidos en zonas de interés del cúmulo a distintos radios de M87. En la tabla 7.9 se enumeran los 7 campos estudiados en estas regiones periféricas de Virgo con sus principales características. Estos campos los hemos denominado como **RCN1**, **LPRX**, **LPE**, **LPS**, **LSF**, **SUB2** y **SUB3**. Las imágenes de estos dos últimos campos han sido cedidas por la Dra. M. Arnaboldi.

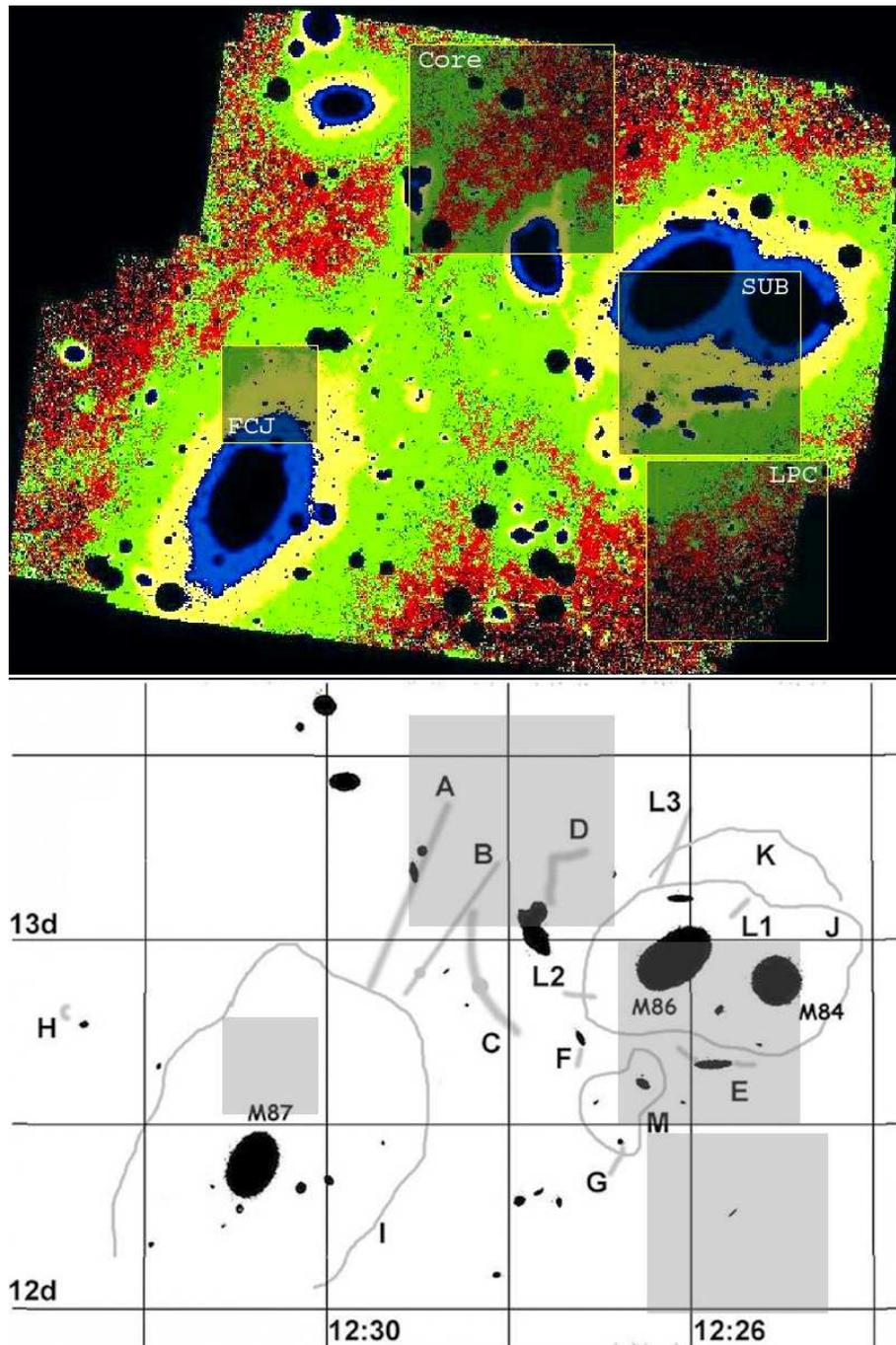


Figura 7.15: Imagen similar a la figura 1.8 de Mihos et al. (2005), incluyendo la localización de nuestros cuatro campos centrales: (Core, FCJ, LPC y SUB). Los diferentes colores representan lo mismo que en la figura 1.8.

Tabla 7.9: Posición, conversión entre magnitudes para el filtro estrecho ($m_{5007}=m_{AB}+C$) y magnitudes límite en los diferentes filtros observados para los campos situados en la periferia del cúmulo de Virgo.

Campo	AR (J2000)	DEC (J2000)	C	$m_{lim}(\text{OIII})$ AB/5007	m_{lim} V/B	$m_{lim}(\text{H}\alpha)$	m_{lim} V+R
RCN1	12 26 13	+14 08 03	2.51	24.20/26.71	24.75 (V)	–	–
LRX	12 28 00	+09 30 00	3.02	24.47/27.49	25.05 (B)	–	–
LPE	12 17 27	+13 41 30	3.02	24.81/27.83	25.93 (B)	–	–
LPS	12 27 34	+10 43 42	3.02	24.67/27.69	25.91 (B)	–	–
LSF	12 38 33	+12 08 41	2.40	25.80/28.20	26.32 (V)	–	–
SUB2	12 24 13	+14 09 01	2.49	25.50/27.99	26.81 (V)	25.90	26.65
SUB3	12 24 32	+15 21 21	2.49	25.25/27.74	26.65 (V)	25.98	26.50

7.3.1 Observaciones, reducción de datos y descripción de los campos

La posición de cada uno de los campos situados en las zonas periféricas de Virgo, se puede ver en la figura 7.3, donde se aprecia además la localización relativa entre ellos. La técnica de observación utilizada y las características de la toma de datos en cada campo se especificó en el capítulo 3, y más concretamente, en la tabla 3.7. De igual forma que para los campos estudiados en las zonas nucleares de Virgo, el método de detección que hemos usado para localizar los candidatos fotométricos a **ICPN** en los campos de **RCN1**, **LPRX**, **LPE**, **LPS**, **LSF**, **SUB2** y **SUB3**, es el que se describe en el capítulo 5. Vamos a comentar brevemente las diferentes observaciones llevadas a cabo.

El campo **RCN1** fue uno de los primeros campos observados en Virgo para este estudio. Se tomaron los datos en Marzo de 1999 con la **WFI** localizada en el telescopio ESO 2.2 m (ver características del instrumento en la tabla 3.4), en la posición $\alpha(J2000) = 12^h26^m12.8^s$, $\delta(J2000) = +14^\circ08'03''$. Este campo está situado a 2.0 grados al norte de M87 (ver figura 7.3). En la figura 7.16, se puede ver la imagen de **RCN1** en el filtro de [OIII]. Este campo se observó en el filtro estrecho de [OIII] y en el filtro ancho V (ver características en la tabla 3.3). **RCN1** fue observado y analizado por investigadores de nuestro grupo antes de que comenzara a realizarse esta tesis. Los resultados fueron publicados en Arnaboldi et al. (2002). Sin embargo, creemos conveniente incluirlo en el presente estudio donde tratamos globalmente la luz difusa en el cúmulo de Virgo.

En Marzo de 2002 observamos un campo centrado en $\alpha(J2000) = 12^h28^m00^s$, $\delta(J2000) = +09^\circ30'00''$, encontrándose a una distancia de 3.5 grados de M87. Nos referiremos a este campo de ahora en adelante como **LPRX**. El campo **LPRX** fue seleccionado en una región de gas caliente descrita por Kikuchi et al. (2002) gracias a observaciones con el satélite **ASCA** (de su nombre en inglés *Advanced Satellite for Cosmology and Astrophysics*). La situación especial de este campo nos da la posibilidad de comparar sus resultados con otros campos de Virgo ya estudiados en las inmediaciones del núcleo de Virgo y descritos en el capítulo anterior que también presentan una alta temperatura de rayos X. Nos referimos principalmente a los campos más cercanos a M87. Los datos fueron tomados con la **WFC** en el telescopio **INT** de 2.5m situado en el Observatorio del Roque de los Muchachos, La



Figura 7.16: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo **RCN1** observado con la **WFI**.

Palma (ver las características de esta cámara en la tabla 3.7). Se tomaron 9 y 12 imágenes en los filtros de [OIII] y B de 3000 y 600 s cada una, obteniéndose 27000 y 7200 s de exposición total para cada filtro (ver tabla 3.7). Este campo se puede ver en la figura 7.17 y su localización dentro de Virgo en la figura 7.3.

En el estudio de Kikuchi et al. (2000) y Shibata et al. (2001), se realizó un cartografiado de todo el cúmulo de Virgo en **RX**, en el cual se midió la temperatura del gas intraclumular en diferentes regiones del cúmulo (figura 7.18). Se encontró que había variaciones en la temperatura de **RX** de unas regiones a otras del cúmulo con unas escalas de 300 kpc. Shibata et al. (2001) concluyeron que esto podría ser una evidencia del calentamiento del

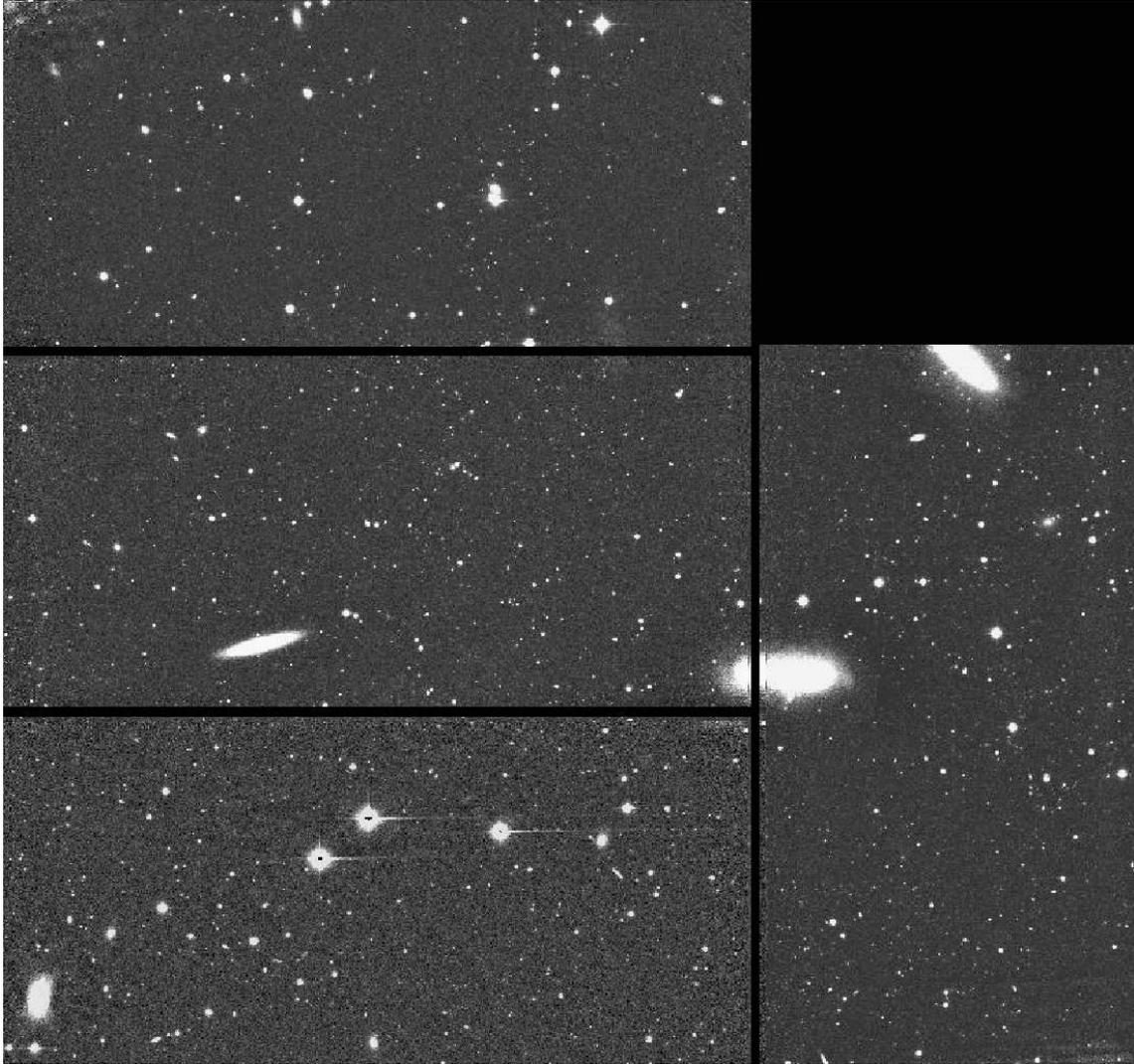


Figura 7.17: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo **LPRX** observado con la **WFC**.

ICM debido a caídas de gas hacia el cúmulo del tamaño de grupos de galaxias. Con estos datos, además infirieron que los subcúmulos de Virgo formados por M86 y M49 están en diferentes fases de fusión. Así el subcúmulo de M86 se encontraría justo en la fase de precalentamiento, mientras que el de M49 ya habría entrado en un estado de choque. En la figura 7.18 puede verse una zona donde el gas está muy caliente, concretamente en la posición $\alpha(J2000) = 12^h 27^m 36^s$, $\delta(J2000) = +9^\circ 18' 00''$. En esta región el gas intracumular se encuentra a una temperatura de $kT=3-4$ keV, mientras que en la mayor parte del cúmulo el gas está a una temperatura media de $kT \sim 2.5$ keV. La razón de la existencia de esta región tan caliente, según este estudio, es que el gas asociado con M49 está cayendo hacia el subcúmulo de M87 con una velocidad ≥ 1000 km s⁻¹, presentando esta zona en particular

el choque del gas de ambos subcúmulos, lo que produce un aumento de su temperatura.

Esta zona nos resulta a nosotros interesante, ya que en ese lugar de *gas chocando* las galaxias existentes pueden estar perturbadas por la interacción con el medio (*ram-pressure*). Parte de su gas puede haber sido arrancado de las mismas, produciendo una formación estelar intracumular que se detectaría como **ICL**. También podría ser que esta temperatura tan elevada del gas intracumular no fuera debida a un choque, sino a un subgrupo de galaxias con una gran masa que están cayendo hacia el cúmulo de Virgo. Podría ser que parte de las estrellas de las galaxias de este subgrupo hayan sido arrancadas y formaran parte de la región intracumular. Ambos casos podrían afectar a la luz difusa y es por ello por lo que queremos estudiar las propiedades de la luz difusa en esta región del cúmulo de Virgo.

En Abril de 2004 se observaron dos campos adicionales de Virgo con la **WFC**, concretamente, los que hemos denominado como **LPS** y **LPE**, al encontrarse situados al Sur y al Este de la zona central de Virgo, concretamente a 1.8 y 3.5 grados de M87, respectivamente. **LPS** está localizado en $\alpha(J2000) = 12^h 27^m 34^s$, $\delta(J2000) = +10^\circ 43' 42''$; y **LPE** en $\alpha(J2000) = 12^h 17^m 27^s$, $\delta(J2000) = +13^\circ 41' 30''$. Se tomaron datos de ambos campos en los filtros de [OIII] y B (ver tabla 3.7). Las imágenes de ambos campos en el filtro de [OIII] se muestran en las figuras 7.19 y 7.20.

Otro de los campos estudiados en este trabajo ha sido **LSF**, situado en la zona Sur del subcúmulo de M87 (ver figura 7.3). Fue observado en Abril de 2004 usando la cámara de gran campo **WFI** (ver capítulo 3 para más información de la cámara), y centrado en $\alpha(J2000) = 12^h 38^m 33^s$, $\delta(J2000) = +12^\circ 08' 41''$, a 1.9 grados de M87. Los datos se tomaron usando los filtros estrecho y ancho que hemos usado para observar otros campos similares con esta cámara. Los detalles de las observaciones están especificados en la tabla 3.7 del capítulo 3. La imagen final reducida y astrometrizada correspondiente al filtro estrecho de [OIII] puede verse en la figura 7.21.

Algunos estudios (West & Blackslee 2000) sugieren que Virgo tiene una estructura tridimensional alargada en forma de elipsoide cuyo eje principal pasaría por M87 y se extendería en la dirección E-O de dicha galaxia. Si esto es así y podemos detectar **ICPN**, entonces deberíamos esperar que los cortes brillantes de las funciones de luminosidad de las **PN** detectadas en campos situados en regiones situadas al E y al O de M87 serían diferentes. Es por ello que elegimos los campos **LSF** y **LPE** (ver figura 7.3).

Para completar nuestra muestra en las regiones externas de Virgo, tenemos los campos que hemos llamado **SUB2** y **SUB3**. Estos campos fueron observados con la cámara **Suprime-Cam** del telescopio **SUBARU** entre Enero y Abril de 2003 (ver detalles de la instrumentación usada en la tabla 3.5). Estos campos están situados en $\alpha(J2000) = 12^h 24^m 13^s$, $\delta(J2000) = +14^\circ 09' 01''$ y $\alpha(J2000) = 12^h 24^m 32^s$, $\delta(J2000) = +15^\circ 21' 21''$, respectivamente. Se localizan a una distancia de 2.4 (**SUB2**) y 3.3 (**SUB3**) grados de M87 (ver figura 7.3). Estos campos fueron observados en los filtros estrechos de [OIII] y H α y en los filtros anchos estándares de V y R (ver figuras 7.22 y 7.23).

Los datos de **SUB2** y **SUB3** ya los obtuvimos reducidos, calibrados y corregida su astrometría por el equipo de la cámara de **Suprime-Cam**. Para el resto de los campos se siguieron los pasos especificados en el capítulo 4 para su reducción, calibración y ajuste de la astrometría.

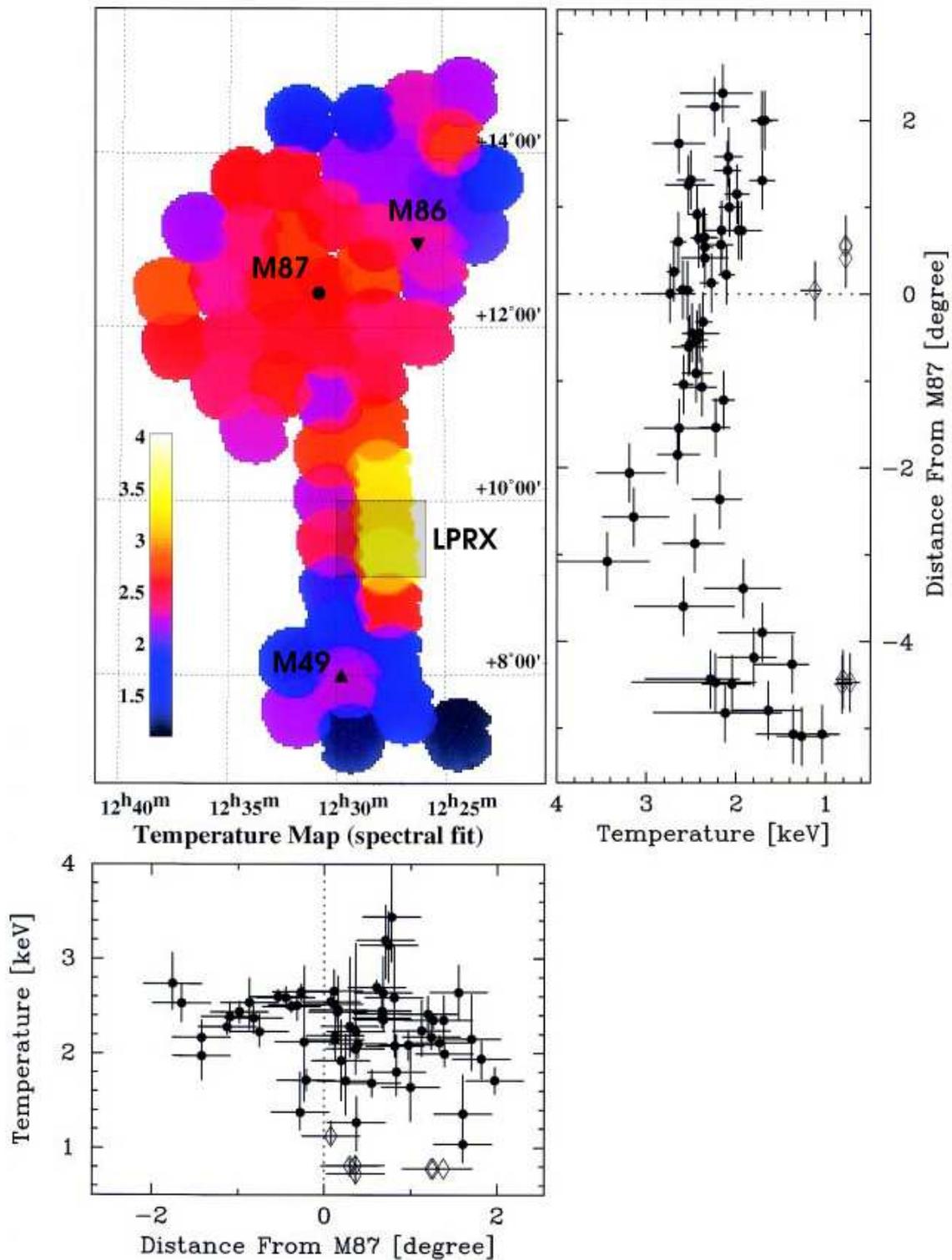


Figura 7.18: Mapa de temperatura del ICM del cúmulo de Virgo de Shibata et al. (2001). Panel de la izquierda: Mapa bidimensional de la temperatura. Nosotros hemos añadido a esta figura los nombres de las galaxias más importantes de Virgo, y la localización de nuestro campo (cuadrado sombreado). Panel derecho: Distribución proyectada de temperatura en la dirección N-S de Virgo. Panel inferior: Distribución proyectada de temperatura en la dirección E-O. Los rombos indican la componente más fría.

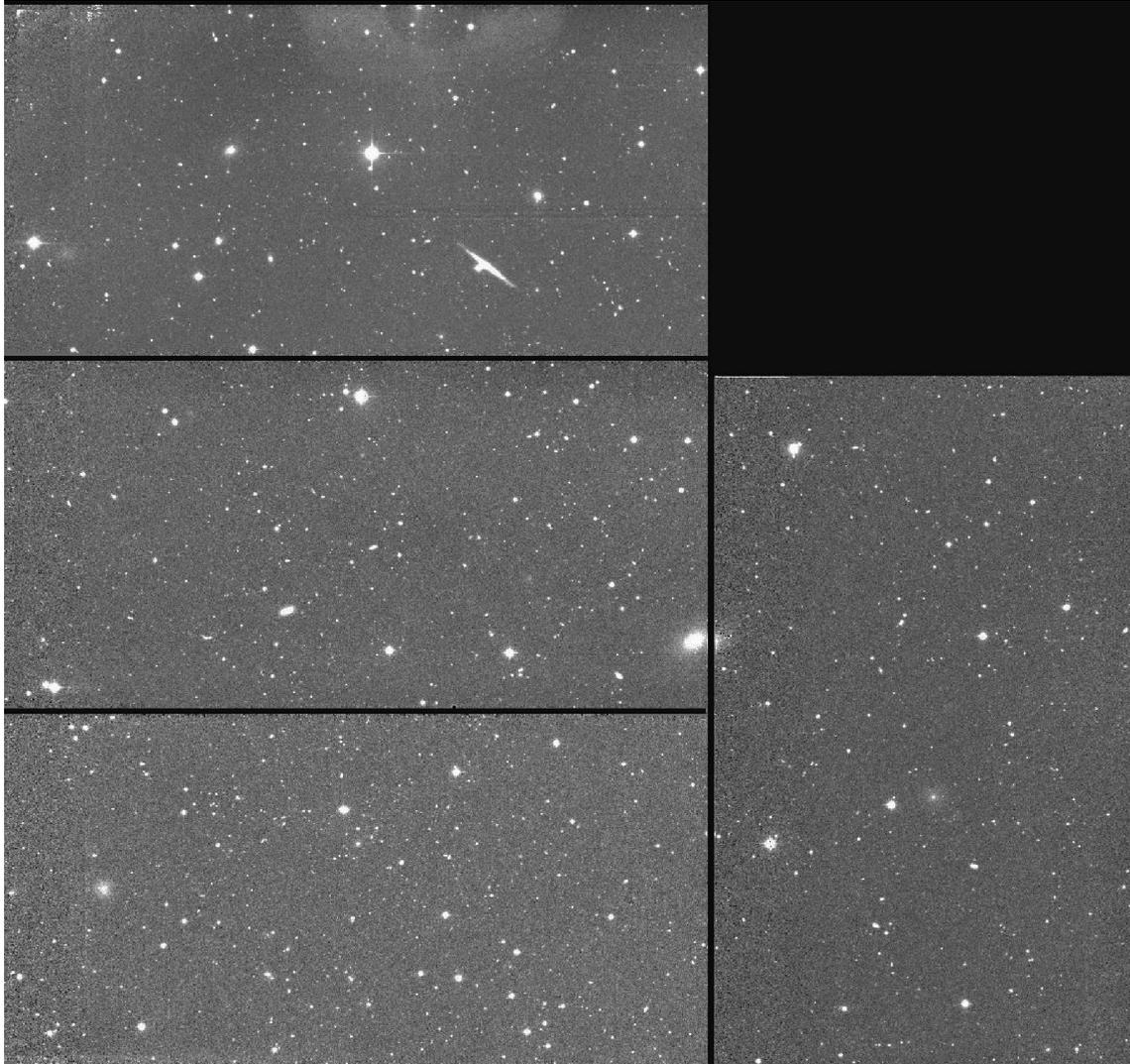


Figura 7.19: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo **LPS** observado con la **WFC**.

7.3.2 Fotometría, extracción de catálogos y confirmación de candidatos a PN

Como para los campos analizados anteriormente en esta tesis, el método de extracción de los objetos de las imágenes es el detallado en el capítulo 5. Para los campos de **RCN1**, **LPRX**, **LPE**, **LPS**, y **LSF** se obtuvieron los candidatos a **PN** según la posición de los objetos detectados en diagramas CM, mientras que para **SUB2** y **SUB3** se realizó su clasificación usando diagramas CC.

Los objetos extraídos de los campos **RCN1**, **LPRX**, **LPE**, **LPS** y **LSF** se obtuvieron de forma automática utilizando el programa SExtractor, como se indicó en la sección (5.1). Los objetos extraídos de estas imágenes los hemos representado en los diagramas CM que mostramos en las figuras 7.24, 7.25 y 7.26.



Figura 7.20: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo **LPE** observado con la **WFC**.

En todos los casos seleccionamos como candidatos fotométricos a **ICPN** aquellos objetos puntuales, que no emitan en el continuo (filtro ancho) y con un $EW_{Obs} > 100 \text{ \AA}$. (ver capítulo 5). Los catálogos finales en cada campo con los candidatos a **ICPN** constan de 75, 15, 7, 24, 66 objetos, para **RCN1**, **LPRX**, **LPS**, **LPE**, y **LSF**, respectivamente (ver columna 2 de la tabla 7.3.2). Estos candidatos fotométricos a **ICPN** están dados en las tablas 7.10, 7.11, 7.12, 7.13, y 7.14, donde se indica su posición y magnitudes en los filtros estrechos.

Tabla 7.10: Candidatos a **PN** en el campo denominado como **RCN1**. Están representados los candidatos cuya magnitud en [OIII] es más brillante que la magnitud límite correspondiente.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)
RCN1-1	12:25:49.600	14:17:55.07	25.46
RCN1-2	12:25:49.723	14:17:53.29	25.47
RCN1-3	12:26:14.164	14:11:58.45	25.68
RCN1-4	12:26:42.723	14:05:03.26	25.83
RCN1-5	12:25:42.081	14:19:44.14	25.84
RCN1-6	12:25:56.959	14:16:08.28	25.86
RCN1-7	12:27:19.083	13:56:13.72	25.87
RCN1-8	12:27:11.540	13:58:03.66	25.91
RCN1-9	12:27:04.659	13:59:43.91	25.91
RCN1-10	12:26:01.463	14:15:02.91	25.92
RCN1-11	12:26:10.981	14:12:44.69	25.92
RCN1-12	12:25:57.769	14:15:56.52	25.97
RCN1-13	12:26:10.299	14:12:54.60	25.98
RCN1-14	12:26:52.217	14:02:45.08	26.03
RCN1-15	12:27:05.324	13:59:34.22	26.05
RCN1-16	12:26:25.661	14:09:11.39	26.17
RCN1-17	12:26:25.601	14:09:12.26	26.19
RCN1-18	12:26:30.364	14:08:03.00	26.19
RCN1-19	12:26:45.475	14:04:23.22	26.21
RCN1-20	12:26:40.411	14:05:36.88	26.24
RCN1-21	12:27:12.333	13:57:52.11	26.24
RCN1-22	12:26:25.214	14:09:17.88	26.25
RCN1-23	12:25:46.515	14:18:39.83	26.26
RCN1-24	12:26:30.572	14:07:59.99	26.26
RCN1-25	12:26:30.049	14:08:07.59	26.29
RCN1-26	12:25:34.192	14:21:38.52	26.29
RCN1-27	12:26:05.260	14:14:07.78	26.31
RCN1-28	12:25:34.832	14:21:29.24	26.31
RCN1-29	12:27:13.569	13:57:34.10	26.34
RCN1-30	12:26:59.612	14:00:57.41	26.34
RCN1-31	12:27:08.529	13:58:47.54	26.35
RCN1-32	12:26:59.236	14:01:02.89	26.35
RCN1-33	12:26:24.144	14:09:33.44	26.37
RCN1-34	12:26:28.774	14:08:26.13	26.39
RCN1-35	12:26:48.861	14:03:33.94	26.44
RCN1-36	12:26:38.042	14:06:11.35	26.45
RCN1-37	12:26:09.167	14:13:11.04	26.48
RCN1-38	12:26:33.208	14:07:21.65	26.48
RCN1-39	12:26:28.156	14:08:35.11	26.49
RCN1-40	12:27:23.126	13:55:14.78	26.50
RCN1-41	12:27:30.513	13:53:27.05	26.55
RCN1-42	12:26:32.620	14:07:30.20	26.57
RCN1-43	12:25:55.778	14:16:25.42	26.57

RCN1-44	12:27:30.333	13:53:29.67	26.59
RCN1-45	12:27:04.924	13:59:40.04	26.60
RCN1-46	12:27:30.105	13:53:33.00	26.60
RCN1-47	12:27:13.869	13:57:29.73	26.62
RCN1-48	12:25:54.105	14:16:49.70	26.65
RCN1-49	12:26:24.417	14:09:29.47	26.66
RCN1-50	12:27:22.434	13:55:24.87	26.67
RCN1-51	12:26:56.716	14:01:39.59	26.67
RCN1-52	12:27:15.598	13:57:04.53	26.67
RCN1-53	12:27:07.664	13:59:00.14	26.68
RCN1-54	12:25:27.129	14:23:20.89	26.68
RCN1-55	12:27:07.013	13:59:09.62	26.68
RCN1-56	12:26:34.665	14:07:00.47	26.68

Tabla 7.11: Candidatos a **ICPN** en el campo **LPRX** más brillantes que el límite de magnitud en el filtro de [OIII]. Los candidatos que no tiene valor para su magnitud en el filtro ancho, es debido a que no emiten en esa banda.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)	m_B
RX-1	12:27:20.377	9:17:37.14	26.03	25.16
RX-2	12:26:32.996	9:23:48.76	26.42	26.45
RX-3	12:28:11.142	9:25:14.66	26.47	26.73
RX-4	12:27:25.608	9:16:14.40	26.53	25.96
RX-5	12:27:48.012	9:14:26.81	26.78	—
RX-6	12:26:42.855	9:16:12.58	26.94	—
RX-7	12:27:25.148	9:12:53.31	27.19	29.22
RX-8	12:27:31.843	9:37:10.15	27.33	—
RX-9	12:26:40.641	9:28:57.08	27.36	—
RX-10	12:27:33.063	9:15:43.34	27.52	—

Tabla 7.12: Candidatos fotométricos a **ICPN** en el campo de Virgo **LPS** más brillantes que el límite de magnitud en el filtro de [OIII]. Los candidatos que no tiene valor para su magnitud en el filtro ancho, es debido a que no emiten en esa banda.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)	m_B
LPS-1	12:27:25.204	10:51:38.34	26.21	—
LPS-2	12:26:38.216	10:35:49.34	26.36	—
LPS-3	12:27:34.998	10:26:46.14	26.38	26.8
LPS-4	12:27:10.849	10:43:44.31	26.75	—
LPS-5	12:27:33.526	10:44:30.01	26.98	27.9
LPS-6	12:25:59.211	10:44:33.17	27.01	—
LPS-7	12:27:38.171	10:53:50.34	27.10	—

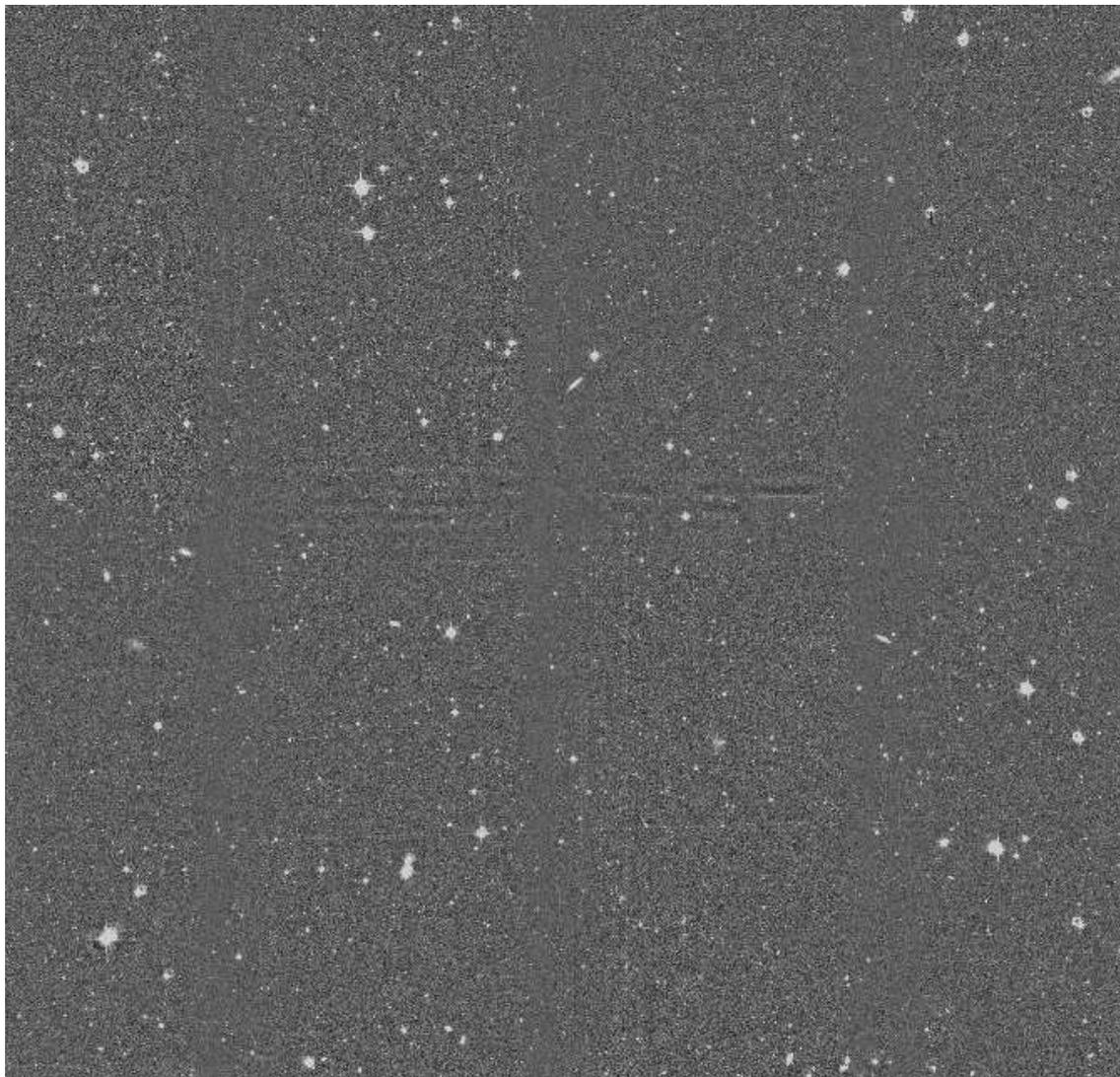


Figura 7.21: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo **LSF** observado con la **WFI**.

Los candidatos fotométricos a **ICPN** de los campos **SUB2** y **SUB3** fueron seleccionados usando el diagrama CC ($m_{[OIII]} - m_{(V+R)}$ vs. $m_{[OIII]} - m_{H\alpha}$). Los diagramas CC de los objetos extraídos para **SUB2** y **SUB3** se pueden ver en la figura 7.29. Para estos casos, usando el método de selección descrito en el capítulo 5, se obtuvieron 1 y 3 candidatos en **SUB2** y **SUB3**, respectivamente. Sus posiciones y magnitudes están dadas en las tablas 7.15 y 7.16 (objetos señalados con un asterisco). Estos candidatos cumplen varios requisitos: son objetos puntuales, presentan unas magnitudes en los filtros de [OIII] y $H\alpha$ más brillantes que las magnitudes límites de los correspondientes filtros estrechos. Además, no emiten en los filtros anchos. En los diagramas CC como los mostrados en la figura 7.29, podemos encontrar tres tipos de objetos: **ICPN**, emisores sólo en la línea de [OIII] y obje-



Figura 7.22: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo **SUB2** observado con la **Suprime-Cam**.

tos con emisión en el continuo. Las regiones donde se encuentran cada uno de estos tipos de objetos en los diagramas CC las hemos acotado mediante simulaciones de Monte Carlo de objetos puntuales descritas en el capítulo 5 (líneas de la figura 7.29).

7.3.3 Comparación de los diagramas CM y CC en SUB2 y SUB3

Los campos **SUB2** y **SUB3** los hemos observados en dos filtros estrechos ([OIII] y $H\alpha$) y dos filtros anchos (V y R), por ello podemos comparar el método de detección de **ICPN** usando diagramas CM con el que usa los diagramas CC. Para estos campos hemos identificado primero los posibles candidatos fotométricos a **ICPN** usando los diagramas CM y posteriormente hemos visto cual era la distribución de estos objetos seleccionados en los diagrama CC. Esto lo mostramos en las figuras 7.30 y 7.31. Como se puede ver, casi todos los objetos seleccionados con el método CM, son compatibles con ser objetos emisores en una línea en los diagramas CC. Unos pocos de los objetos detectados con los diagramas CM caen en la región de las **ICPN** en los diagramas CC, pero comprobamos que su emisión en el filtro $H\alpha$ es débil (por debajo de la magnitud límite de este filtro). Además, las **ICPN**

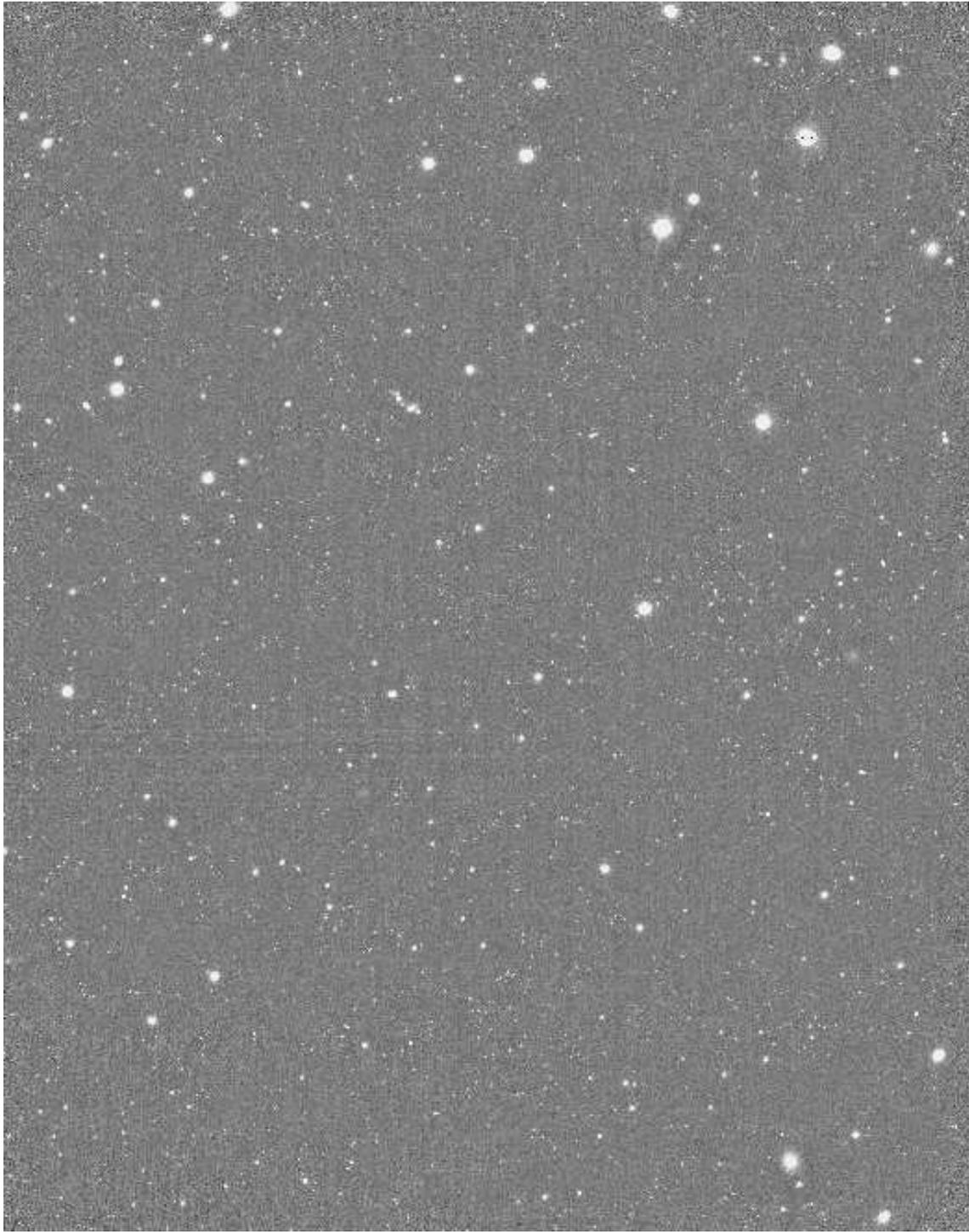


Figura 7.23: Imagen tomada en el filtro estrecho de [OIII] correspondiente al campo **SUB3** observado con la **Suprime-Cam**.

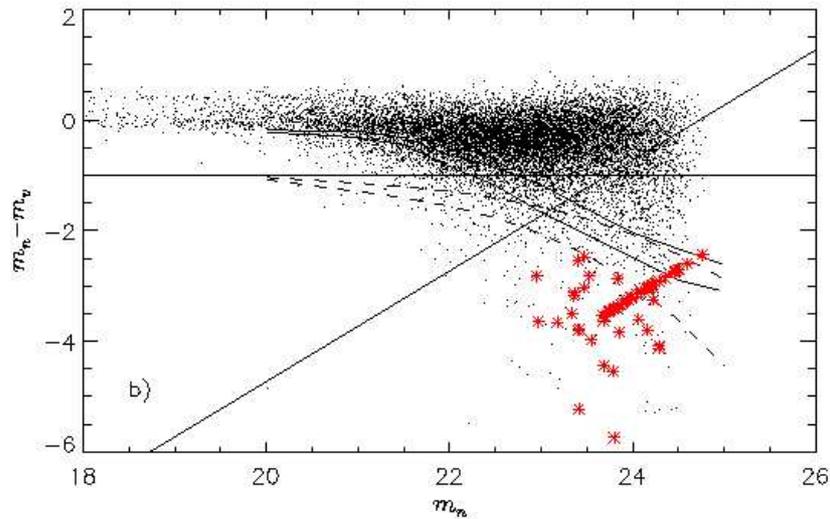


Figura 7.24: Diagrama Color-Magnitud del campo **RCN1**. La línea sólida horizontal representa a los objetos con una $EW=100 \text{ \AA}$. la línea diagonal, representa la magnitud límite en el filtro ancho usando un umbral de detección de 1.0σ para el SExtractor. Las líneas discontinuas representan el 84 % y 97.5 % para la distribución de objetos modelados con $EW=100 \text{ \AA}$. Las líneas continuas curvas representan el 99 % y líneas del 99.9 % para la distribución de objetos de continuo modelados. Los puntos corresponden a los objetos detectados con SExtractor y los asteriscos representan a los objetos sin emisión ninguna en el filtro ancho (diagonal) o con emisión por debajo de la magnitud límite en V. El método de detección y acotación de la región donde se encuentran las **PN**, es el descrito en el apartado 5.2 del capítulo 5. Los asteriscos son los candidatos fotométricos a **ICPN**.

seleccionadas con el diagrama CC también han sido seleccionadas en el CM.

7.3.4 Fuentes de contaminación

Como ya mencionamos en la sección en la que estudiamos los campos de la zona central de Virgo, estos cartografiados de **ICPN** no están exentos de objetos contaminantes. Para determinar su número en estos campos fuera de la región nuclear de Virgo hemos procedido de igual forma que para los campos estudiados en el núcleo de Virgo (ver apartado 7.2.3). Se realizaron una serie de simulaciones de objetos puntuales insertados en las imágenes de cada uno de los campos para detectar el número de contaminantes producidos por *spill-over*. Estos contaminantes son objetos débiles con emisión en el continuo que se pueden haber desplazado hacia magnitudes más brillantes debido a los errores fotométricos, y caen en la zona acotada para las **ICPN** en los diagramas CM. Su número ha resultado ser de 16, 0, 0, 0 y 1 para los campos de **RCN1**, **LPRX**, **LPE**, **LPS** y **LSF**, respectivamente (ver tabla 7.3.2). Para los diagramas CM de los campos **SUB2** y **SUB3** no se encontraron este tipo de contaminantes.

Como podemos ver en la tabla 7.3.2 el número de contaminantes por *spill-over* en el campo **RCN1** representa el 29% de los objetos detectados como **ICPN**, sin embargo en los demás campos este efecto es despreciable. Esto es lógico debido a que el filtro ancho del

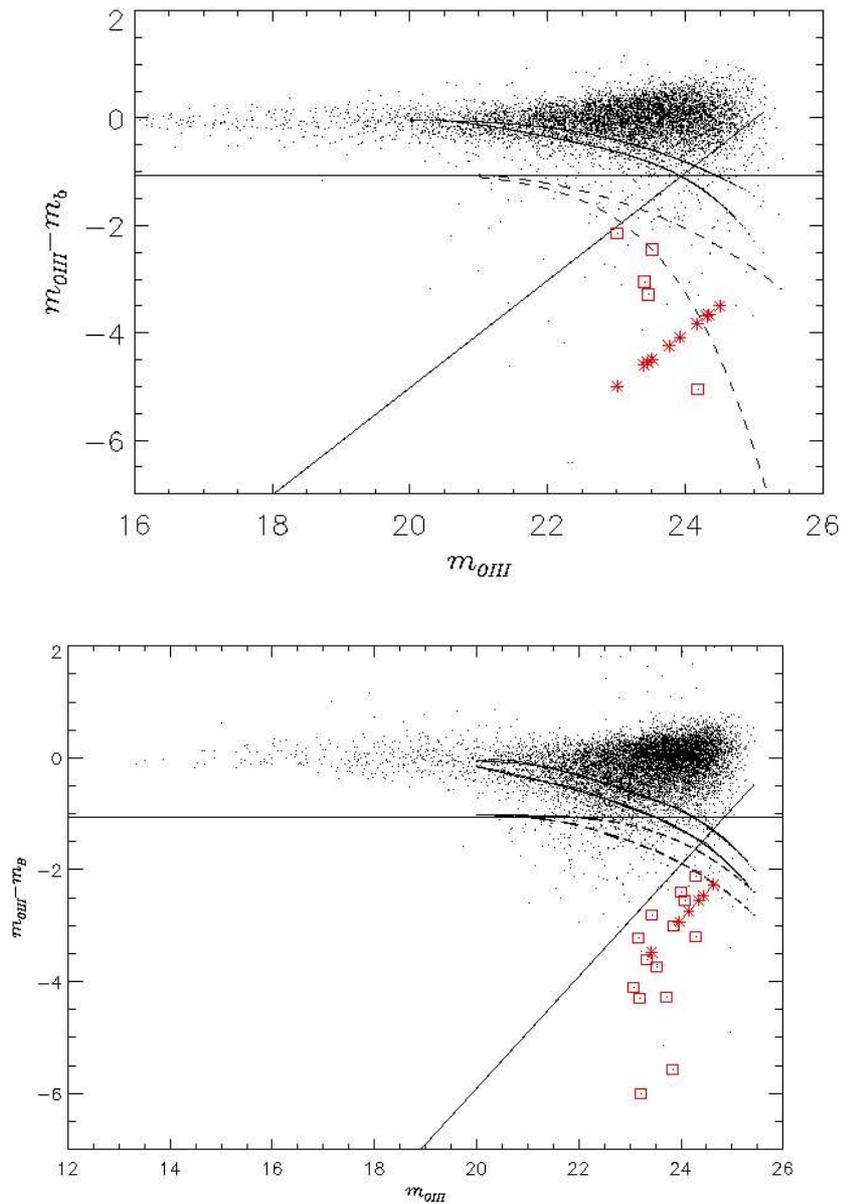


Figura 7.25: Diagramas Color-Magnitud de los campos **LPRX** (panel superior) y **LPE** (panel inferior) situados en las regiones periféricas del cúmulo de Virgo. Las líneas representan lo mismo que para la figura 7.24. Los cuadrados muestran los candidatos fotométricos a **ICPN** cuya emisión en el filtro estrecho es menor que la magnitud límite en esa banda. Los asteriscos representan los candidatos fotométricos que no emiten en el filtro ancho.

campo **RCN1** es el menos profundo de todos los campos estudiados aquí.

También hemos estudiado el número de **ICPN** que perdemos por el efecto contrario al

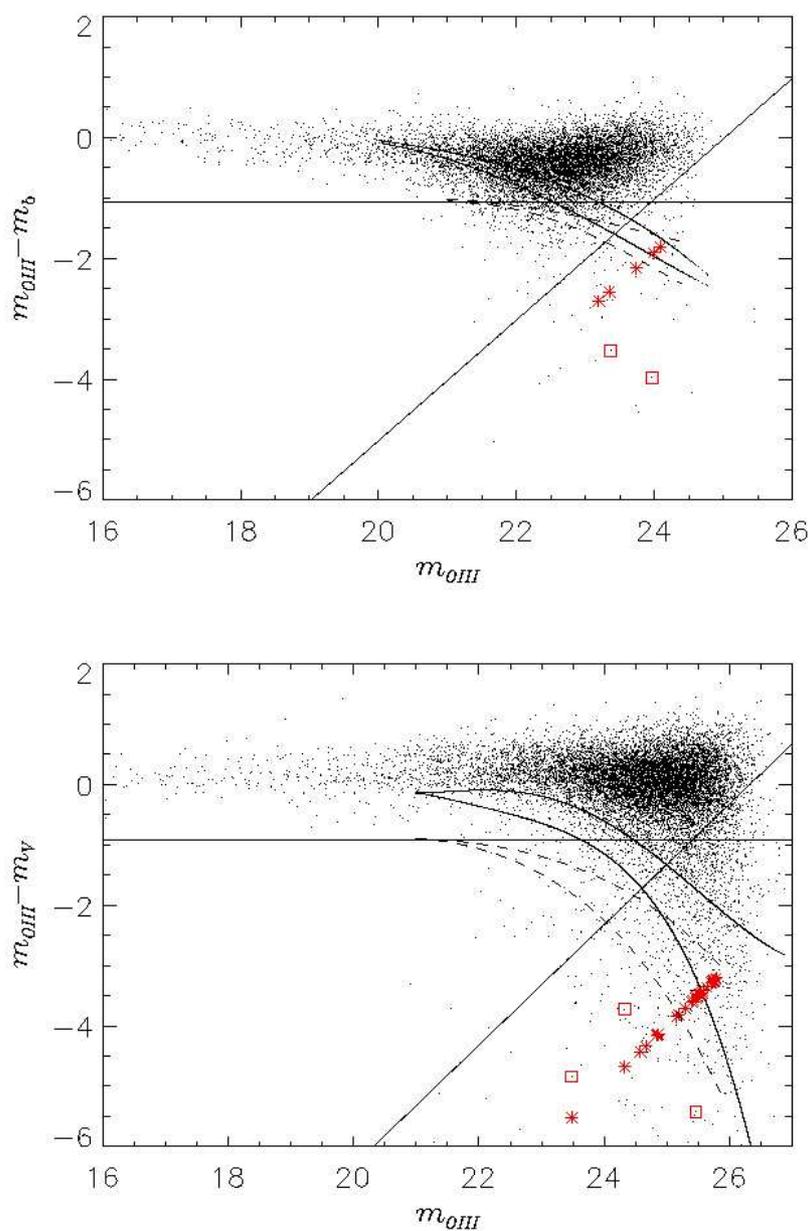


Figura 7.26: Diagramas Color-Magnitud de los campos **LPS** y **LSF** situados en las regiones periféricas del cúmulo de Virgo. Las líneas representan lo mismo que para la figura 7.24. Los cuadrados muestran los candidatos fotométricos a **ICPN** cuya emisión en el filtro estrecho es menor que la magnitud límite en esa banda. Los asteriscos representan los candidatos fotométricos que no emiten en el filtro ancho.

spill-over. Es decir, objetos a los que debido a los errores fotométricos se les asocia una magnitud en el filtro estrecho menor que la que realmente les corresponde. El número de

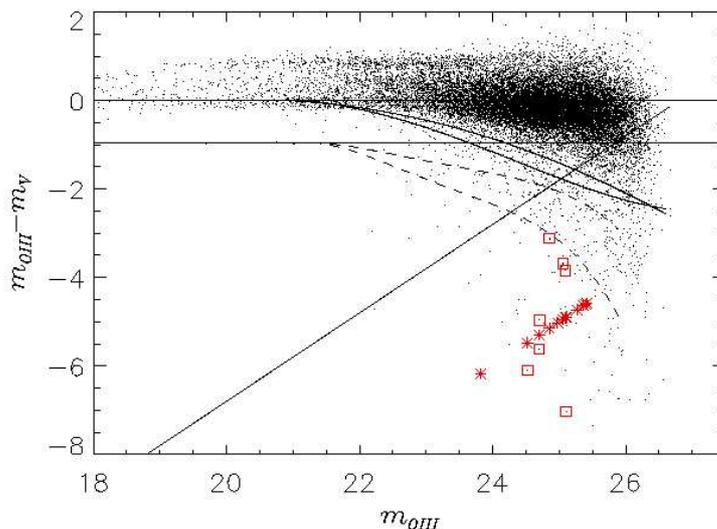


Figura 7.27: Diagramas Color-Magnitud del campo **SUB2** situado en las regiones periféricas del cúmulo de Virgo. Las líneas representan lo mismo que para la figura 7.24. Los cuadrados muestran los candidatos fotométricos a **ICPN** cuya emisión en el filtro estrecho es menor que la magnitud límite en esa banda. Los asteriscos representan los candidatos fotométricos que no emiten en el filtro ancho.

estos objetos ha resultado ser pequeño en todos los campos (ver columna 5 de la tabla 7.3.2).

Como se comentó en el apartado 7.2.3, eligiendo aquellos objetos con $EW_{Obs} > 100 \text{ \AA}$, vamos a estar seguros de que estaremos libres en nuestros catálogos de las galaxias *starburst* a $z \simeq 0.35$. Sin embargo, a las galaxias $Ly\alpha$ a $z \simeq 3.1$ no las podemos acotar en nuestro diagrama CM mediante simulaciones. Por ello no estaremos libres de este tipo de contaminantes en nuestros catálogos. Pero podemos tener una estimación del número que esperaríamos encontrar en cada campo. Usaremos para ello, de igual forma que para los campos del núcleo de Virgo (apartado 7.2.3), las funciones de luminosidad de los candidatos fotométricos a **ICPN** hallados en cada campo, y las compararemos con las **LF** de otros estudios de galaxias $Ly\alpha$. En concreto, vamos a compararlos con los objetos detectados con líneas de emisión en el campo del grupo de Leo (Castro-Rodríguez et al. 2003); las galaxias $Ly\alpha$ confirmadas espectroscópicamente en el estudio de Kudritzki et al. (2000); y las fuentes de fondo de Ciardullo et al. (2002a). Estas comparaciones se pueden ver gráficamente en las figuras 7.32, 7.33, 7.34, 7.35, 7.36, 7.37 y 7.38, para los campos de **RCN1**, **LPRX**, **LPE**, **LPS**, **LSF**, **SUB2** y **SUB3**, respectivamente.

En este caso, las gráficas de las figuras 7.32, 7.33, 7.34, 7.35, 7.36, 7.37 y 7.38 indican que las funciones de luminosidad correspondientes a los objetos clasificados como **ICPN** en los distintos campos de las zonas periféricas de Virgo, son similares (dentro de la varianza existente en las **LF** de galaxias observadas a alto z) con ser galaxias $Ly\alpha$ de fondo. Hemos realizado varios tests de Kolmogorov-Smirnov comparando las funciones de luminosidad que seguían nuestros candidatos a **ICPN** con las **LF** correspondiente a galaxias $Ly\alpha$ procedentes

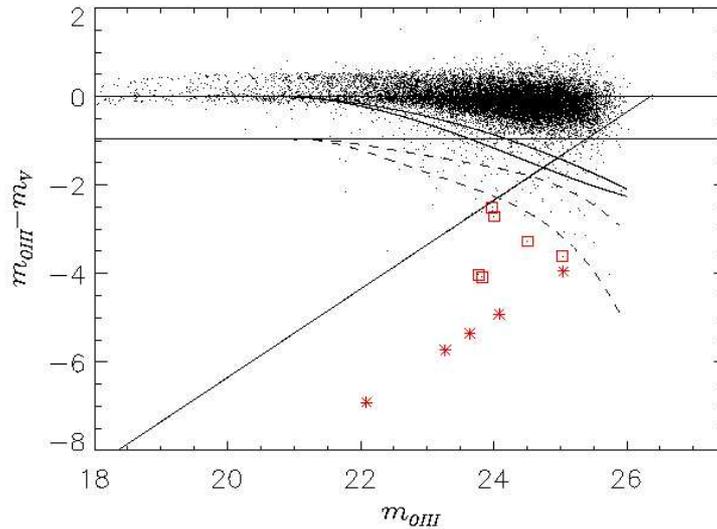


Figura 7.28: Diagramas Color-Magnitud del campo **SUB3** situado en las regiones periféricas del cúmulo de Virgo. Las líneas representan lo mismo que para la figura 7.24. Los cuadrados muestran los candidatos fotométricos a **ICPN** cuya emisión en el filtro estrecho es menor que la magnitud límite en esa banda. Los asteriscos representan los candidatos fotométricos que no emiten en el filtro ancho.

de los estudios de Ciardullo et al. (2002a), Kudritzki et al. (2000) y Castro-Rodríguez et al. (2003). Los resultados indicaron que, en todos los campos, ambas funciones de luminosidad eran estadísticamente iguales. Es decir, proceden de la misma función de distribución. Esto indica que nuestros candidatos fotométricos no son **ICPN**, si no galaxias de fondo a $z \simeq 3.1$. Sólo el caso de **RCN1** es diferente. En este campo tenemos que la zona más brillante de la **LF** correspondiente a las **ICPN** en **RCN1** no está contaminada ni por galaxias $\text{Ly}\alpha$ de fondo ni por objetos que procedan del efecto *spill-over* (ver la figura 7.32). Hemos ajustado la **LF** de las **ICPN** de este campo mediante la función dada en la ecuación 1.3, de manera similar a como se hizo con los campos de la región nuclear de Virgo. El corte brillante de dicha **LF** es comparable con el de las **PN** detectadas en M87.

En la figura 7.39, hemos representado la **LF** de todos los objetos emisores en [OIII] (y sin emisión en el filtro ancho que se han catalogado en apartados anteriores como compatibles con ser galaxias $\text{Ly}\alpha$ a alto z) detectados en los campos de **LPC**, **LPRX**, **LPS**, **LPE**, **LSF**, además de los del grupo de Leo que finalmente han resultado ser compatibles con ser emisores $\text{Ly}\alpha$ a $z \simeq 3.1$. Hemos añadido también en esta lista los objetos detectados en los campos de **SUB2** y **SUB3** como emisores en una sola línea ([OIII]). Todos estos campos han sido escalados teniendo en cuenta su distinta área y anchura del filtro de [OIII]. La figura 7.39 muestra la comparación de su **LF** con la de los estudios de galaxias $\text{Ly}\alpha$ confirmados espectroscópicamente de Ciardullo et al. (2002a) y Kudritzki et al. (2000). Vemos que nuestra función de luminosidad es compatible dentro de los errores con la **LF** de las galaxias $\text{Ly}\alpha$.

Tabla 7.13: Candidatos fotométricos a **ICPN** en el campo de Virgo **LPE** más brillantes que el límite de magnitud en el filtro de [OIII]. Los candidatos que no tiene valor para su magnitud en el filtro ancho, es debido a que no emiten en esa banda.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)	m_B
LPE-1	12:17:58.471	13:40:07.24	26.08	27.13
LPE-2	12:17:32.446	13:48:31.87	26.15	26.32
LPE-3	12:17:39.261	13:32:27.24	26.19	27.44
LPE-4	12:18:04.059	13:43:38.15	26.19	29.16
LPE-5	12:17:59.871	13:43:18.95	26.40	26.99
LPE-6	12:17:17.932	13:28:25.66	26.43	26.22
LPE-7	12:16:04.795	13:40:59.73	26.44	—
LPE-8	12:16:36.738	13:45:45.07	26.52	27.22
LPE-9	12:16:02.328	13:31:03.16	26.71	27.95
LPE-10	12:17:01.922	13:56:48.82	26.8	29.35
LPE-11	12:18:04.406	13:43:05.79	26.8	26.84
LPE-12	12:16:54.828	13:58:22.60	26.9	—
LPE-13	12:18:14.529	13:39:13.96	27.0	26.40
LPE-14	12:18:07.388	13:52:02.52	27.0	26.52
LPE-15	12:16:53.685	13:29:48.63	27.1	—
LPE-16	12:16:48.095	13:52:14.56	27.2	27.44
LPE-17	12:16:59.375	13:44:38.69	27.3	26.36
LPE-18	12:16:41.977	13:34:25.83	27.3	—
LPE-19	12:18:09.217	13:50:04.31	27.4	—
LPE-20	12:18:11.198	13:57:59.73	27.6	—

7.3.5 Densidad superficial y fracción de ICL

Teniendo en cuenta los resultados anteriormente obtenidos para cada campo, vamos a suponer (como ya hicimos en otros casos anteriormente) que 1 **PN** representará un límite superior a la cantidad de luz difusa presente en los campos de **LPRX**, **LPE**, **LPS**, **LSF** y **SUB2**. Para el campo de **RCN1** y **SUB3** hemos detectado 37 y 3 **PNs**, respectivamente. Usando los valores de $\alpha_{1.0}$ que se muestran en la tabla 7.18, hemos obtenido las luminosidades y brillos superficiales que corresponderían a la luz difusa en cada campo (ver tabla 7.18).

Como se hizo para los campos de la región central de Virgo, hemos calculado la luz procedente de las galaxias del cúmulo que se encuentran en dichos campos, y la hemos comparado con la de la luz intracumular. Así hemos obtenido el porcentaje que representa la luz difusa en cada campo (ver tabla 7.18). Sólo en **RCN1** hemos obtenido una proporción alta de **ICL** (ver tabla 7.18), mientras que para el resto de los campos la luz intracumular representa una fracción despreciable de la luz total.

Con todos estos datos junto con los obtenidos para los campos de la zona central del cúmulo de Virgo, podemos determinar la distribución radial de la luz difusa en dicho cúmulo. La figura 7.40 muestra la distribución radial de la densidad de **ICPN** detectadas en todos los campos de Virgo analizados en este trabajo. De igual manera, en la figura 7.41 mostramos

Tabla 7.14: Candidatos fotométricos a **ICPN** en el campo de Virgo **LSF** más brillantes que el límite de magnitud en el filtro de [OIII]. Los candidatos que no tiene valor para su magnitud en el filtro ancho, es debido a que no emiten en esa banda.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)	m_V
LSF-1	12:37:42.215	12:15:43.10	25.99	28.32
LSF-2	12:39:13.235	12:14:38.27	26.83	28.04
LSF-3	12:38:07.374	12:07:34.85	27.08	—
LSF-4	12:39:13.669	12:01:46.78	27.17	—
LSF-5	12:37:42.473	12:11:20.97	27.35	—
LSF-6	12:39:20.662	12:16:37.00	27.36	—
LSF-7	12:39:09.730	12:10:50.76	27.37	—
LSF-8	12:39:13.045	12:11:06.79	27.66	—
LSF-9	12:37:46.282	11:55:14.22	27.70	—
LSF-10	12:38:47.034	12:18:00.90	27.70	—
LSF-11	12:37:28.577	12:17:48.96	27.80	31.47
LSF-12	12:37:46.895	12:15:24.38	27.91	—
LSF-13	12:37:38.274	12:20:31.31	27.93	—
LSF-14	12:39:15.965	11:55:43.51	27.93	—
LSF-15	12:37:30.846	12:19:05.18	27.97	30.88
LSF-16	12:39:27.344	12:20:25.23	27.99	—
LSF-17	12:39:20.736	12:05:44.44	28.02	—
LSF-18	12:37:29.078	12:22:37.17	28.03	—
LSF-19	12:38:05.800	12:01:34.96	28.03	—
LSF-20	12:38:41.080	11:57:07.98	28.04	—
LSF-21	12:38:00.317	12:21:35.34	28.06	—
LSF-22	12:38:37.500	12:05:56.12	28.09	—
LSF-23	12:39:23.081	12:12:33.49	28.15	—
LSF-24	12:37:36.114	12:22:06.92	28.22	—
LSF-25	12:39:08.453	12:15:27.82	28.24	—
LSF-26	12:37:26.618	12:03:34.65	28.25	—
LSF-27	12:39:28.560	12:22:19.03	28.26	—
LSF-28	12:37:59.504	11:55:46.06	28.28	—
LSF-29	12:37:39.869	11:57:40.05	28.30	—

la distribución radial del brillo superficial de la **ICL** derivada de las **ICPN** detectadas. En dicha figura también se muestra la distribución radial del brillo de las galaxias de Virgo tomadas del catálogo de Binggeli et al. (1987) (línea verde). Además hemos distinguido entre galaxias con magnitud aparente en B menor que 13.0 (galaxias gigantes de Virgo) y con magnitud mayor que 13.0²; de esta manera hemos obtenido la distribución radial del brillo superficial asociado a estos dos tipos de galaxias (líneas discontinuas de la figura 7.41). Las dos principales conclusiones que podemos sacar de esta figura es que la luz

²Esta magnitud correspondería a una magnitud absoluta de -18.0 a la distancia de Virgo, 16 Mpc. Esta magnitud es la que se usa como límite entre las galaxias gigantes y las galaxias enanas.

Tabla 7.15: Candidatos fotométricos a **ICPN** en el campo de Virgo **SUB2** más brillantes que el límite de magnitud en el filtro de [OIII] usando el método del diagrama CM. Los candidatos que no tiene valor para su magnitud, es debido a que no emiten en esa banda. Los candidatos indicados con un asterisco son los que han sido detectados además en el diagrama CC.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)	m $H\alpha$	m(V+R)
SUB2-CM-1	12:23:22.524	14:03:21.68	26.30	—	—
SUB2-CM-2	12:24:23.113	14:20:50.64	27.01	—	30.22
SUB2-CM-3	12:24:45.272	14:18:52.58	27.18	29.64	29.91
SUB2-CM-4	12:24:35.834	14:05:36.93	27.19	27.33	29.26
SUB2-CM-5	12:24:45.103	14:16:12.88	27.34	—	27.56
SUB2-CM-6	12:24:46.116	14:13:04.52	27.46	26.81	—
SUB2-CM-7*	12:24:15.861	14:04:17.51	27.54	25.81	28.33
SUB2-CM-8	12:25:01.022	14:02:10.35	27.58	—	28.53
SUB2-CM-9	12:23:39.559	14:18:15.09	27.59	—	31.73
SUB2-CM-10	12:24:35.553	13:55:21.40	27.75	—	—
SUB2-CM-11	12:23:59.558	14:13:02.89	27.85	—	—
SUB2-CM-12	12:23:04.010	14:06:12.86	27.88	—	—
SUB2-CM-13	12:23:25.975	14:05:48.30	27.90	30.45	—

Tabla 7.16: Candidatos fotométricos a **ICPN** en el campo de Virgo **SUB3** más brillantes que el límite de magnitud en el filtro de [OIII] usando el método del diagrama CM. Los candidatos que no tiene valor para su magnitud, es debido a que no emiten en esa banda. Los candidatos indicados con un asterisco son los que han sido detectados además en el diagrama CC.

Nombre	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	m(5007)	m $H\alpha$	m(V+R)
SUB3-CM-1	12:24:21.128	15:32:10.67	24.57	—	—
SUB3-CM-2	12:25:02.814	15:16:42.17	25.75	—	—
SUB3-CM-3	12:25:05.471	15:16:30.21	26.13	—	—
SUB3-CM-4	12:25:05.812	15:16:28.84	26.25	26.92	28.10
SUB3-CM-5*	12:24:26.934	15:15:43.10	26.31	25.46	27.30
SUB3-CM-6*	12:25:05.369	15:23:04.51	26.46	25.46	27.66
SUB3-CM-7*	12:23:32.742	15:16:58.09	26.49	26.00	27.06
SUB3-CM-8	12:25:15.651	15:27:13.45	26.57	26.45	26.86
SUB3-CM-9	12:25:00.771	15:15:52.94	26.99	—	26.72
SUB3-CM-10	12:23:40.561	15:09:28.04	27.53	—	—

difusa se encuentra concentrada principalmente en las partes centrales del cúmulo de Virgo, localizada en las inmediaciones de los halos de las galaxias más brillantes del cúmulo. Fuera de la región central del cúmulo no hay luz difusa. Además, como ya indicamos cuando estudiamos los campos centrales de Virgo, existen importantes variaciones de la cantidad de luz difusa de un campo a otro. Estos resultados indican que la luz difusa en Virgo está asociada a la formación de los grandes halos de las galaxias más brillantes del cúmulo. Por ello son los mecanismos que han formado estos grandes halos (fusiones de galaxias o

Tabla 7.17: Número de candidatos a **PN** encontrados en los distintos campos del centro de Virgo. a) Número total de objetos obtenidos del diagrama CM (o CC para **SUB2** y **SUB3**) basándonos en el método de selección explicado en el capítulo 5. b) Número de objetos candidatos a **PN**, con emisión en [OIII] por debajo de la magnitud límite. En el caso de **SUB2** y **SUB3** se dan dos números, uno para los candidatos hallados con el CM y el otro para los candidatos hallados con el CC. c) Número de contaminantes debidos al *spill-over* en cada campo. d) Número de objetos con $EW_{obs} > 110 \text{ \AA}$ perdidos debido a errores fotométricos. e) Número de contaminantes debidos a emisores $Ly\alpha$ de fondo a $z=3.1$, hallados a partir de el estudio de Leo (Castro-Rodríguez et al. (2003). f) Número final de candidatos a **PN** descontaminados del los distintos mecanismos que pueden falsear el número de objetos resultantes en cada campo. g) Distancia de cada campo s M87. h) Área efectiva usada en cada campo.

Campo	N_{ini}^a	N_{mlim}^b	N_{so}^c	N_{perd}^d	$N_{Ly\alpha}^e$	N_{final}^f	Radio(gra.) M87 ^g	Área ^h arcmin ²
RCN1	75	55	16	1	3	37/15	2.0	957.0
LPRX	15	10	0	1	36	< 1	3.5	942.8
LPS	7	7	0	2	55	< 1	1.8	933.2
LPE	24	20	0	1	55	< 1	3.5	960.7
LSF	66	29	1	0	>87	< 1	1.9	958.3
SUB2	13/1	13/1	—	—	—	1	2.4	899.6
SUB3	10/2-3	10/2-3	—	—	—	2-3	3.3	879.9

canibalismo de galaxias enanas) los que han producido la luz difusa observada en la parte central del cúmulo. Además, debido a la variación que se observa en la cantidad de luz difusa de un campo a otro, estos mecanismos de formación de los halos de las galaxias brillantes han debido de estar activos hasta épocas muy recientes. De lo contrario observaríamos una mayor homogeneidad en la distribución de la luz difusa en Virgo. Esto apunta a que este cúmulo se encuentra en su fase de ensamblaje, es decir es dinámicamente joven.

7.4 Conclusiones sobre la luz difusa en Virgo

Con el presente trabajo hemos observado varias regiones del cúmulo de Virgo, tanto de las zonas internas, a menos de 350 kpc de M87, como de zonas más alejadas de las galaxias elípticas gigantes de las zonas centrales del cúmulo. Lo cual nos ha permitido determinar la cantidad y distribución de la luz difusa existente en el medio *intracumular* de Virgo, a través de la detección de **ICPN**. Estos candidatos se eligieron basándonos en la alta emisión que presentan las **PN** en las líneas de [OIII] y de $H\alpha$. En el presente estudio hemos tenido en cuenta posibles efectos de contaminación que siempre están presentes en esta clase de cartografiados.

La principal conclusión de este estudio es que la luz difusa presenta una distribución altamente inhomogénea en el cúmulo de Virgo, estando muy concentrada hacia las regiones próximas a los halos de las grandes galaxias centrales del cúmulo. En dichas regiones centrales la luz difusa representa en promedio el 5% de la luz total del cúmulo. En las regiones fuera de esta zona nuclear, la luminosidad de la **ICL** es despreciable respecto a la de las galaxias del cúmulo de Virgo.

Podemos concluir que, como vimos en el capítulo anterior en los grupos de galaxias, la

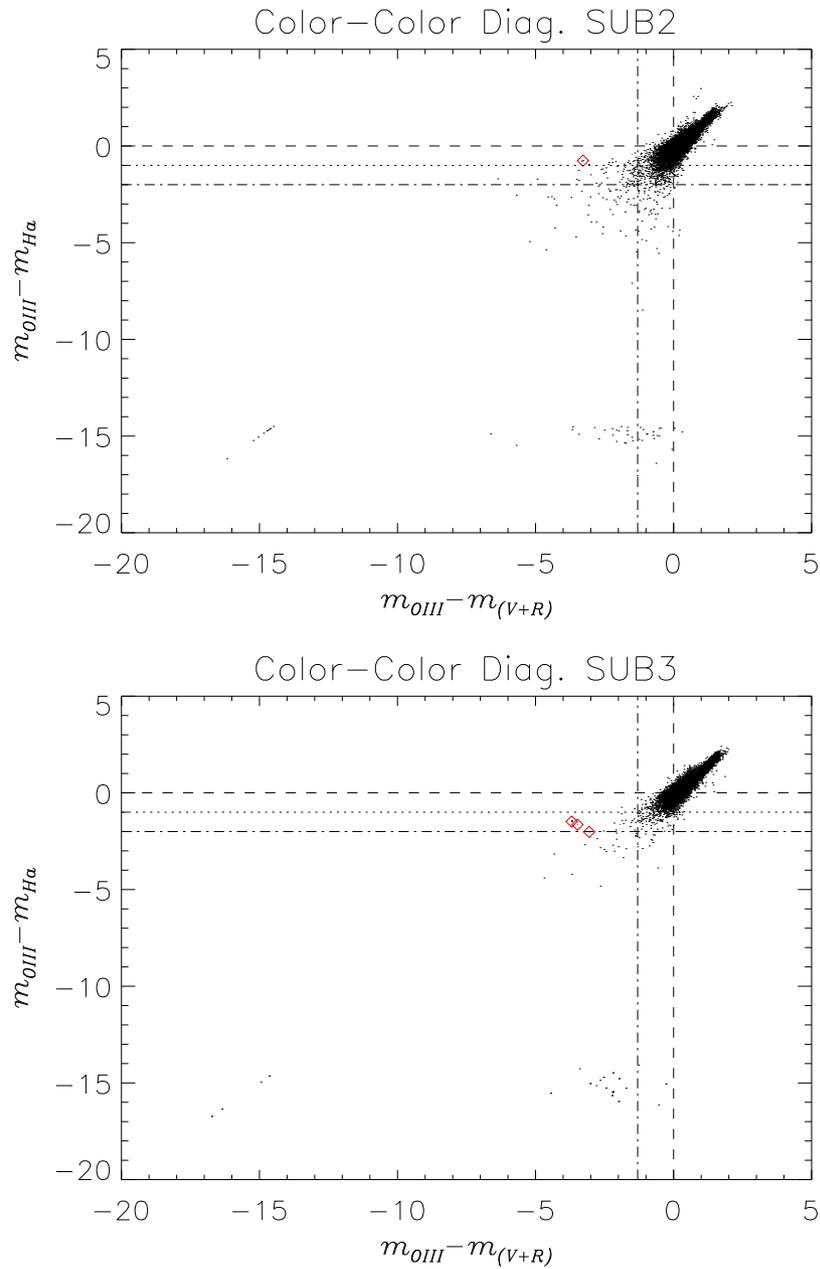


Figura 7.29: Diagramas Color-Color para los campos **SUB2** y **SUB3**. Las líneas de la figura indican la zona en la que se ha acotado la situación de las **PN** mediante las simulaciones explicadas en el capítulo 5. Los rombos representan las **ICPN** detectadas con magnitud en $H\alpha$ y $[OIII]$ más brillantes que la magnitud límite en ambos filtros.

luz difusa está asociada a la formación de los halos de las grandes galaxias de los cúmulos y grupos de galaxias. Esto significaría que los mecanismos de formación de esta componente

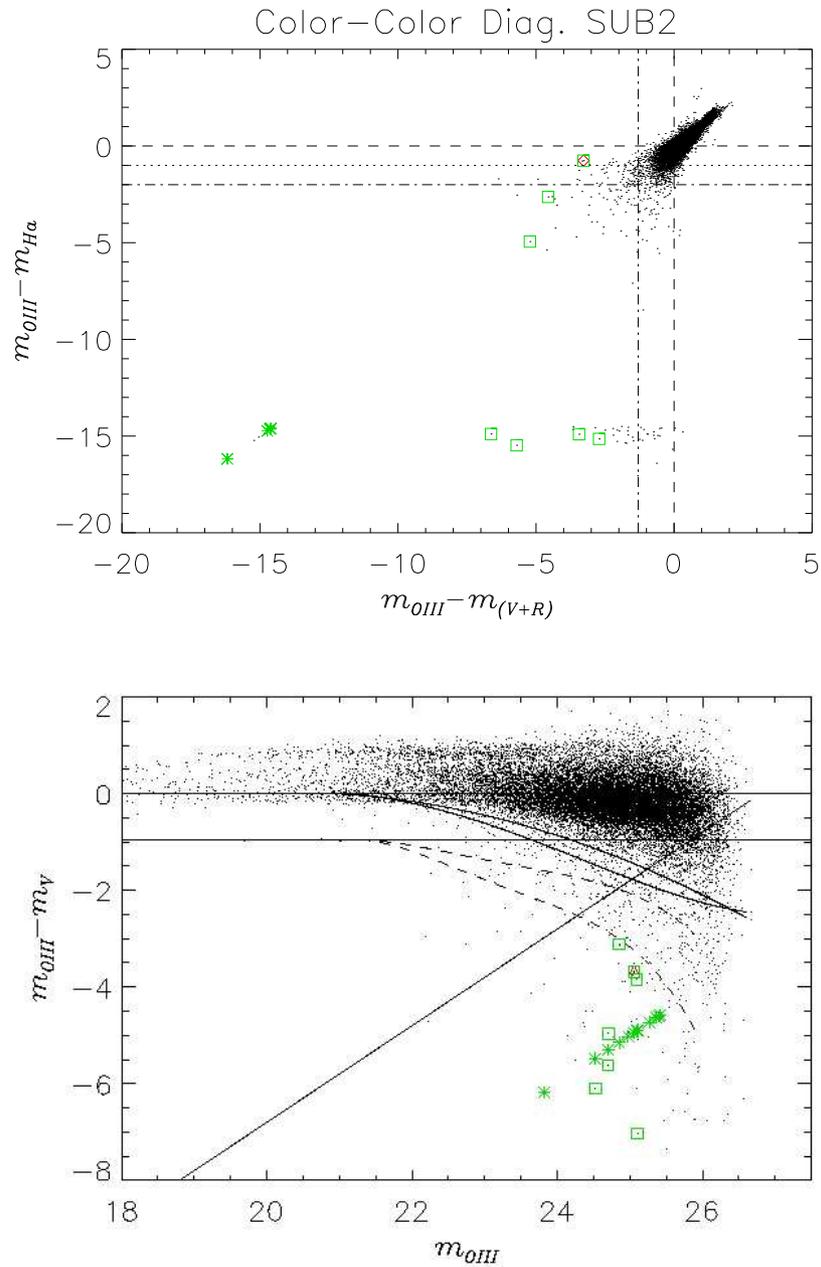


Figura 7.30: Panel superior: Comparación de la posición de los objetos seleccionados en el CM en el diagrama CC para el campo de **SUB2** (cuadrados verdes). El rombo rojo representa al candidato seleccionado mediante el diagrama CC en la figura 7.29 (panel superior). Panel inferior: El triángulo rojo representa la posición en el diagrama CM del candidato seleccionado usando cuatro filtros (CC) para el campo **SUB2**.

cumular serían los mismos que han creado los grandes halos de las galaxias centrales de Virgo. Es decir, procesos de fusión de otras galaxias brillantes y canibalismo de galaxias

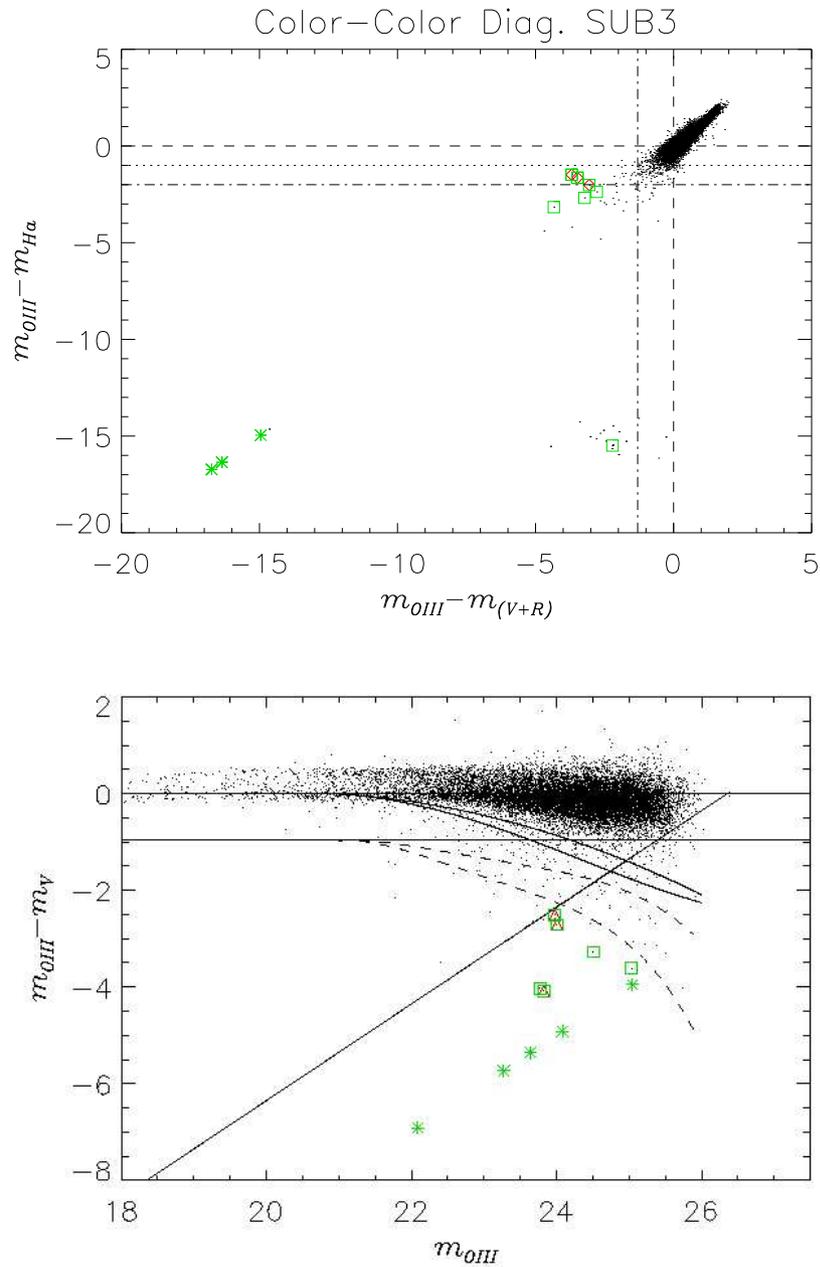


Figura 7.31: Panel superior: Comparación de la posición de los objetos seleccionados en el CM en el diagrama CC para el campo de **SUB3** (cuadrados verdes). Los rombros rojos representan a los candidatos seleccionados mediante el diagrama CC en la figura 7.29 (panel inferior). Panel inferior: Los triángulos rojos representan la posición en el diagrama CM de los candidatos seleccionados usando cuatro filtros (CC) para el campo **SUB3**.

enanas, pero sobre todo los primeros. Además, la alta inhomogeneidad que hay en la

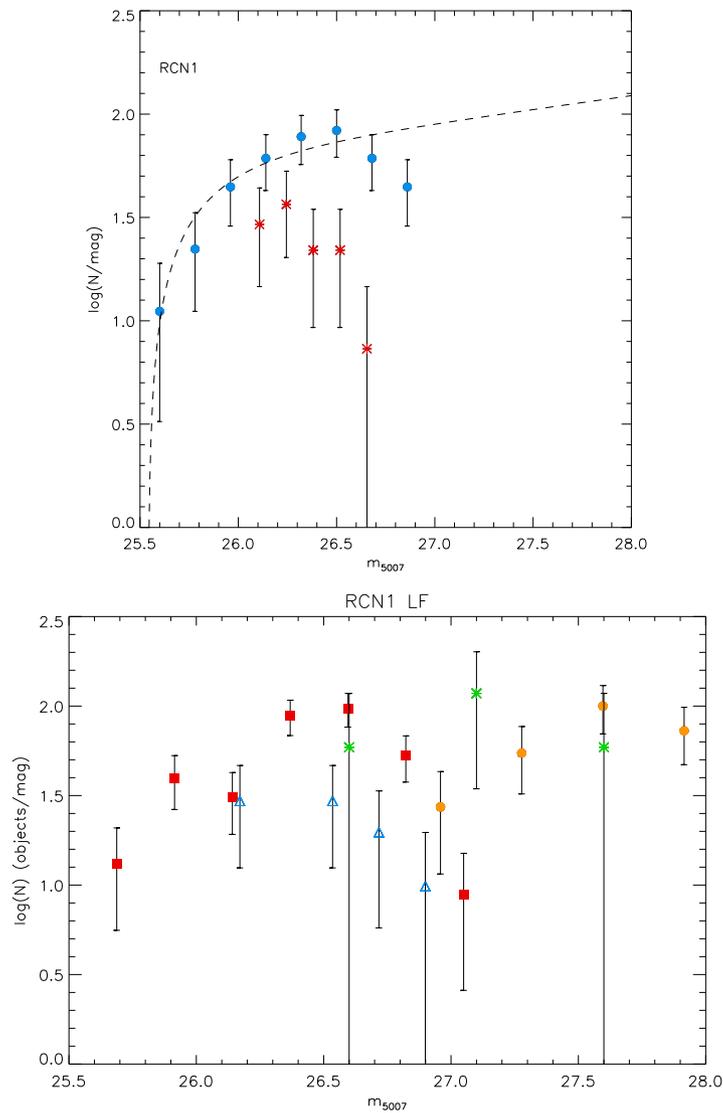


Figura 7.32: Panel superior: **LF** del campo **RCN1** (círculos azules) en comparación con los objetos obtenidos de las simulaciones de *spill-over* de igual forma que para los campos de Virgo de las zonas nucleares de la figura 7.13. Panel inferior: **LF** de los candidatos fotométricos a **ICPN** del campo **RCN1** (cuadrados rojos) comparada con las funciones de luminosidad de los estudios de emisores $\text{Ly}\alpha$ de fondo. Los asteriscos verdes indican la **LF** de los candidatos a emisores en $\text{Ly}\alpha$ espectroscópicamente confirmados de Kudritzki et al. (2000), los triángulos azules los del trabajo de Ciardullo et al. (2002a) y los círculos naranja muestran la **LF** de los candidatos en el campo de Leo que hemos estudiado en el capítulo 6.

cantidad de la luz difusa de un campo a otro indicaría que estos mecanismos han estado activos hasta épocas muy recientes de la historia evolutiva del cúmulo. Así, la **ICL** ha tenido que crearse en los últimos pocos Giga años de la vida del cúmulo. Esto implicaría que el cúmulo de Virgo es un cúmulo dinámicamente joven.

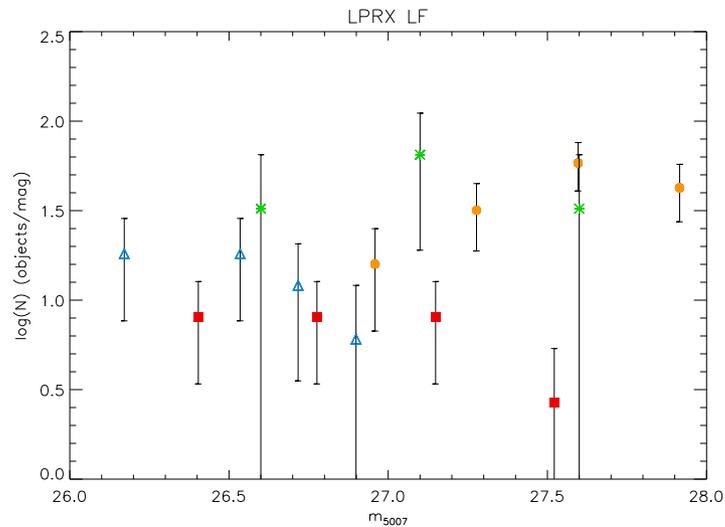


Figura 7.33: Función de luminosidad de los candidatos fotométricos a **ICPN** en nuestro volumen efectivo estudiado en el campo de **LPRX**. Los cuadrados rojos muestran la **LF** de los objetos hallados en este campo, los demás símbolos son análogos a los del panel inferior de la figura 7.32.

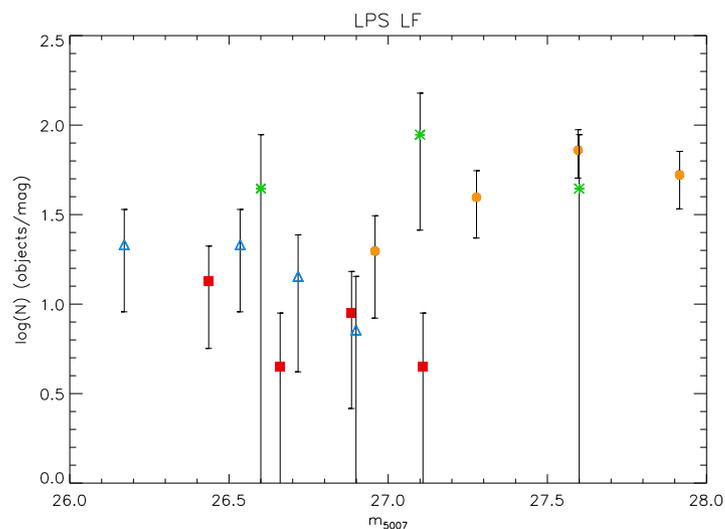


Figura 7.34: Función de luminosidad de los candidatos fotométricos a **ICPN** en nuestro volumen efectivo estudiado en el campo de **LPS**. Los cuadrados rojos muestran la **LF** de los objetos hallados en este campo, los demás símbolos son análogos a los del panel inferior de la figura 7.32.

Uno de los campos **LPRX** fue observado en la región de mayor temperatura del gas intracumular. No hemos detectado luz difusa en dicho campo. Además hemos estudiado la estructura de las galaxias de Virgo que caían en dicho campo. Ninguna de ellas presenta ningún tipo de distorsión en su estructura estelar. Esto nos indica que la alta temperatura

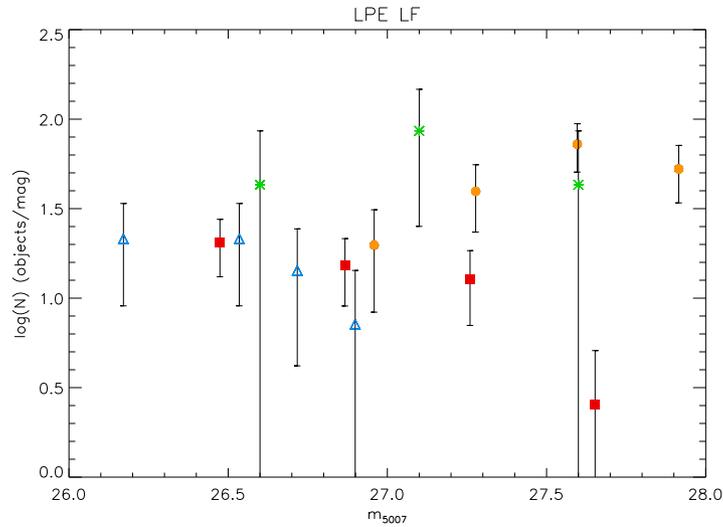


Figura 7.35: Función de luminosidad de los candidatos fotométricos a **ICPN** en nuestro volumen efectivo estudiado en el campo de **LPE**. Los cuadrados rojos muestran la **LF** de los objetos hallados en este campo, los demás símbolos son análogos a los del panel inferior de la figura 7.32.

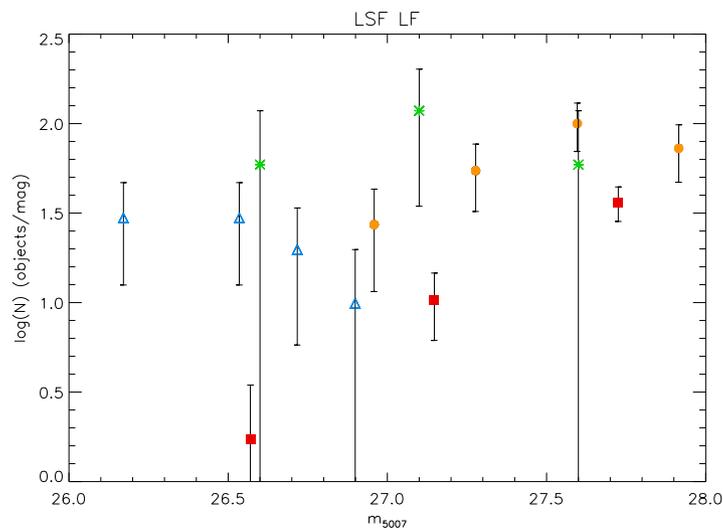


Figura 7.36: Función de luminosidad de los candidatos fotométricos a **ICPN** en nuestro volumen efectivo estudiado en el campo de **LSF**. Los cuadrados rojos muestran la **LF** de los objetos hallados en este campo, los demás símbolos son análogos a los del panel inferior de la figura 7.32.

del gas intracumular no es debida a la presencia de un grupo masivo que esta cayendo al cúmulo. Por el contrario puede ser debido al choque del gas del subcúmulo de M87 con el de M49, como indicaban estudios anteriores (Shibata et al. 2001).

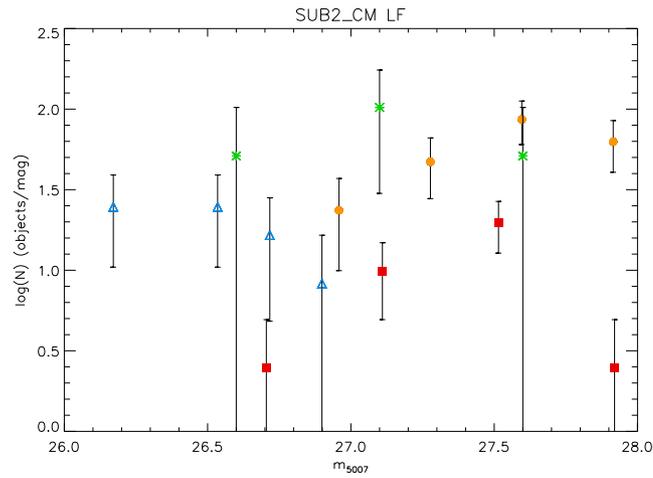


Figura 7.37: Función de luminosidad de los candidatos fotométricos a **ICPN** en nuestro volumen efectivo estudiado en el campo de **SUB2** seleccionados en el diagrama CM. Los cuadrados rojos muestran la **LF** de los objetos hallados en este campo, los demás símbolos son análogos a los del panel inferior de la figura 7.32.

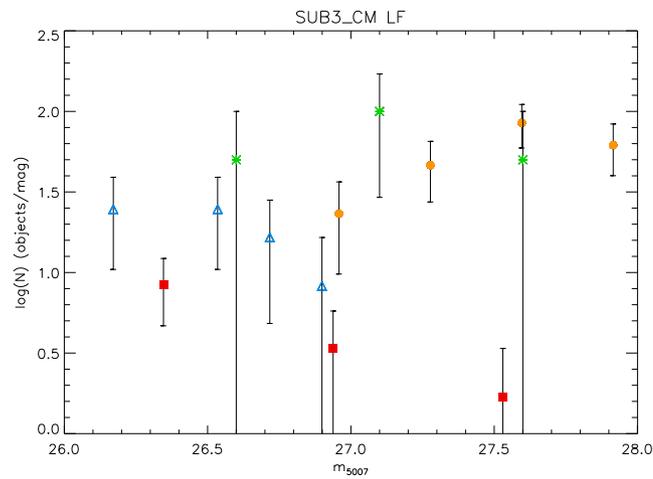


Figura 7.38: Función de luminosidad de los candidatos fotométricos a **ICPN** en nuestro volumen efectivo estudiado en el campo de **SUB3** seleccionados con el diagrama CM. Los cuadrados rojos muestran la **LF** de los objetos hallados en este campo, los demás símbolos son análogos a los del panel inferior de la figura 7.32.

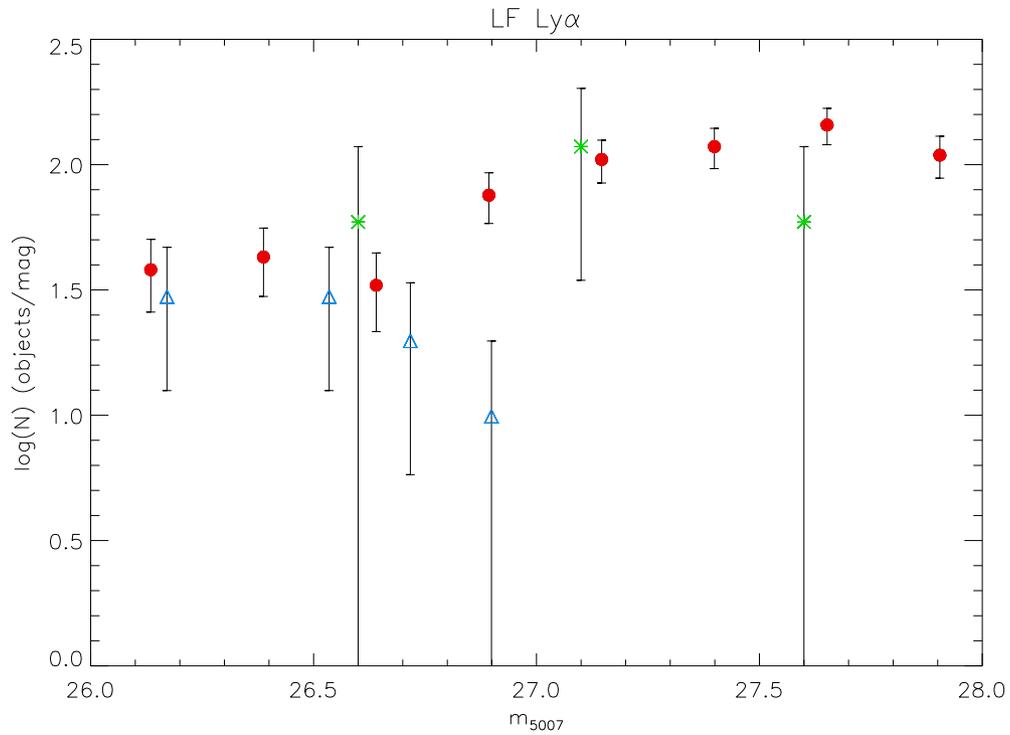


Figura 7.39: **LF** final de todos los objetos detectados como emisores en [OIII] en los campos de **LPC**, **LPRX**, **LPS**, **LPE**, **LSF** y Leo (círculos rojos). Hemos añadido los objetos detectados en los campos de **SUB2** y **SUB3** como emisores en una sola línea ([OIII]). Todos estos campos han sido escalados teniendo en cuenta su distinta área y anchura del filtro de [OIII]. Los triángulos azules corresponden con el estudio de Ciardullo et al. (2002a) para la **LF** de las galaxias Ly α a $z \approx 3.1$ confirmados espectroscópicamente y los asteriscos verdes el estudio similar de Kudritzki et al. (2000).

Tabla 7.18: Luminosidad y brillo superficial de la **ICL** en cada uno de los campos de las zonas periféricas de Virgo y para cada valor parámetro α . Se especifica además el brillo superficial de las galaxias computado por Binggeli et al. (1987) a distintos radios del centro del cúmulo y el brillo superficial del campo total que estudiamos en cada casa utilizando imágenes sacadas del **DSS** al igual que para los campos del núcleo de Virgo. La última columna representa el % en que contribuye la **ICL** con respecto a la luz total de las galaxias en esa zona del cúmulo.

Campo	$\alpha_{1.0,B}$ (10^{-9})	L_{ICL} $10^6 L_{\odot,B}$ arcmin^{-2}	μ_B mag arcsec^{-2}	Lum Gal. $L_{B\odot} \text{ arcmin}^{-2}$	L_{DSS} $L_{B\odot} \text{ arcmin}^{-2}$	%
RCN1	9.40	4.79/1.9	28.5/29.5	$9.43 \cdot 10^6$	$4.61 \cdot 10^6$	51/29
	13.30	3.38/1.35	29.5/29.9			42/23
LRX	9.40	0.11	32.6	$4.38 \cdot 10^6$	$4.92 \cdot 10^6$	0.23
	13.30	0.08	32.9			0.16
LPS	9.40	0.11	32.6	$9.43 \cdot 10^6$	$4.77 \cdot 10^7$	0.24
	13.30	0.08	32.9			0.17
LPE	9.40	0.11	32.6	$9.51 \cdot 10^6$	$4.00 \cdot 10^7$	0.28
	13.30	0.08	33.0			0.20
LSF	9.40	0.11	32.6	$4.38 \cdot 10^6$	$4.78 \cdot 10^7$	0.23
	13.30	0.08	33.0			0.16
SUB2	9.40	0.11	32.5	$5.45 \cdot 10^6$	$3.49 \cdot 10^7$	0.34
	13.30	0.09	32.9			0.24
SUB3	9.40	0.36	31.7	$9.51 \cdot 10^6$	$3.46 \cdot 10^7$	1.0
	13.30	0.25	32.1			0.7

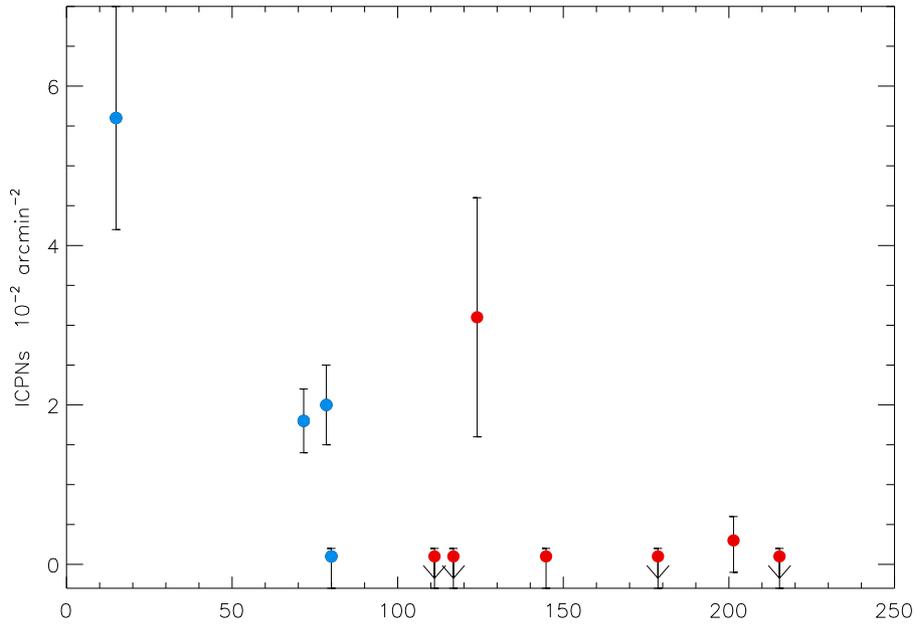


Figura 7.40: Distribución radial de la densidad de **ICPN** detectadas en cada campo. Los círculos azules representan los campos analizados en el núcleo de Virgo, y los círculos rojos los analizados en las zonas periféricas.

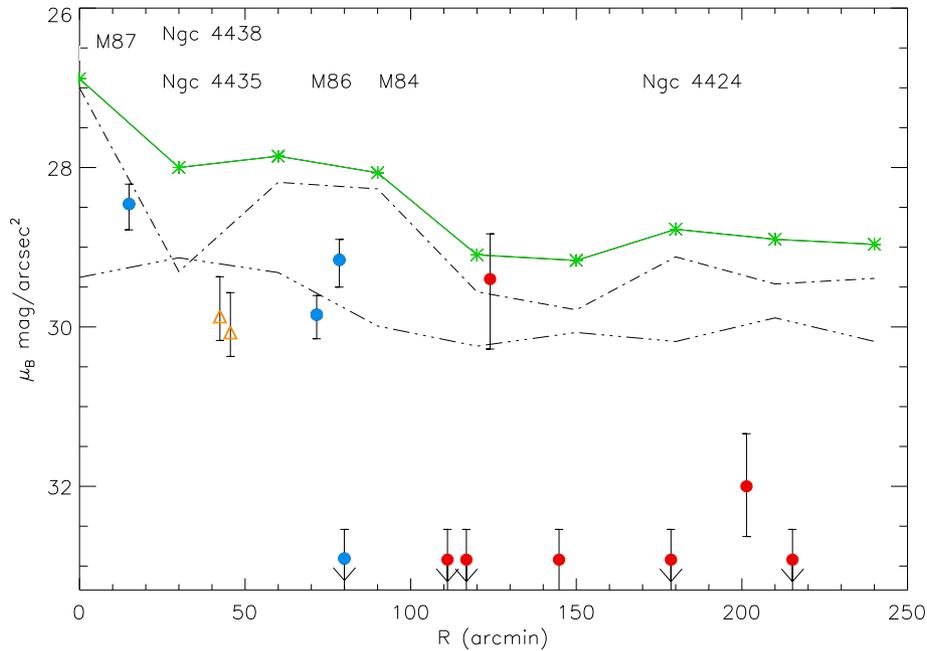


Figura 7.41: Distribución radial de la **ICL**. Los círculos azules muestran nuestros resultados en el núcleo de Virgo, y los círculos rojos en los campos periféricos. Los triángulos naranja representan al brillo superficial calculado a partir de las estrellas **RGB intracumulares** del trabajo de Durrell et al. (2002). La línea verde continua muestra el brillo de las galaxias del catálogo de Binggeli et al. (1987) para distintos radios de M87. Hemos distinguido además entre galaxias cuya magnitud en B es menor que 13.0 (galaxias gigantes) y las que tienen magnitud menor (galaxias enanas). Este resultado viene representado con las líneas discontinuas. La línea superior corresponde a las galaxias gigantes, las cuales hemos puesto su localización en la gráfica para las más importantes (M87, M86, M84, NGC 4438, NGC 4435 y NGC4424 en la región de **LPRX**).

8

Conclusiones y trabajo futuro

En este capítulo vamos a resumir las conclusiones a las que hemos llegado a lo largo de este trabajo en los distintos estudios realizados. También se indican algunos puntos que sería interesante tratar en el futuro para continuar con esta línea de investigación y estudiar con más detalle algunos de los resultados que aquí hemos obtenido.

8.1 Conclusiones

En esta sección resumiremos las conclusiones a las que hemos llegado en los capítulos anteriores. A lo largo de esta tesis hemos analizado la luz difusa en entornos de alta y baja densidad de asociaciones de galaxias. Dicha componente cumular ha sido estudiada mediante la detección de **PN** en zonas alejadas de las galaxias. Para ello, hemos desarrollado un método fotométrico para la detección de **PN** en los distintos campos que hemos analizado. Este método ha sido aplicado a campos que están a una distancia desde 10 Mpc, que es la distancia a la que se encuentra el grupo de Leo, hasta 20-22 Mpc para HCG44. Usando este método, hemos obtenido los resultados expuestos a continuación para cada conjunto de galaxias estudiados.

8.1.1 Grupo de Leo

En el grupo de Leo se cartografiaron 0.26 grados cuadrados del mismo, concretamente nos centramos en el subgrupo de M96. Utilizando el método que hemos desarrollado para buscar candidatos fotométricos a **IGPN**, encontramos 29 objetos puntuales con emisión en $\lambda 5026 \text{ \AA}$, pero no en continuo. Estos objetos estaban distribuidos a lo largo de la nube de HI que rodea en grupo de Leo. La función de luminosidad de estos objetos resultó tener un corte brillante ~ 1.2 magnitudes más débil que el corte brillante de las **LF** de las **PN** detectadas en las galaxias elípticas que pertenecen al grupo. Por lo tanto, concluimos que estos objetos no pueden ser **PN** asociadas al medio *intragrupo* de Leo. Mediante la comparación de su **LF** con otros trabajos anteriores de objetos Ly α a $z \simeq 3.1$, encontramos que la **LF** de nuestros objetos es similar a la de las galaxias Ly α . Realizamos también unas observaciones espectroscópicas de un subconjunto de nuestros objetos, obteniendo la confirmación de que se trata de galaxias a $z \sim 3.1$.

Por tanto, concluimos que no existe una población de **PN** en el medio *intragrupo* de Leo asociada a la nube de HI que lo rodea. Teniendo en cuenta esto, podemos dar un límite superior a la cantidad de luz difusa en Leo, asumiendo la existencia de 1 **PN**. Esto significaría que la luminosidad de la luz difusa en la zona cartografiada de Leo sería $L_B < 3.5 \pm_{2.1}^{5.2} \cdot 10^7 L_{\odot,B}$, representando < 1.6 % de la luz total del grupo. Usando este límite superior y cálculos obtenidos de la literatura para la masa de HI de la nube localizada en nuestro campo, calculamos la relación masa-luminosidad de dicha nube, siendo $M(HI)/L_B > 110M_{\odot}/L_{\odot}$. Este número es significativamente mayor que el que se conoce para galaxias enanas, por ello podemos concluir que el origen de esta nube de HI debe ser primordial y no ser producto de la destrucción por fuerzas de marea de galaxias enanas.

8.1.2 Grupo de HCG44

En el segundo grupo, HCG44, se han encontrado 12 candidatos a **IGPN**. De los objetos detectados no hemos encontrado ninguno asociado a las galaxias que forman parte del grupo. En los casos de las galaxias espirales, esto podría ser debido a la extinción existente en ellas, sin embargo no sucedería lo mismo en la galaxia elíptica existente en el campo (NGC 3193). La no detección de candidatos fotométricos a **PN** en dicha galaxia impone un límite inferior en su módulo de distancia de $m-M=31.9$. Esto situaría a esta galaxia a una distancia de 35 Mpc, mucho más allá de lo que se encuentran el resto de las galaxias de HCG44, por lo que este grupo va a estar constituido por 3 en lugar de 4 miembros, como se creía inicialmente.

De los 12 candidatos hallados en el medio *intragrupo*, 6 de ellos son más débiles que el corte brillante de la **PNLF** que correspondería a una población de **PN** a la distancia de HCG44. Todos ellos están situados dentro de un círculo de radio 13.6 arcmin, pudiendo ser **IGPN** débiles, pero también podría tratarse de emisores $Ly\alpha$ a $z \sim 3.1$, como para el caso de Leo. En este caso hemos asumido una cota superior a la luminosidad de la **ICL** de $1.06 \cdot 10^9 L_{\odot,B}$ que corresponde a un brillo superficial de $\mu_B = 30.04$ mag arcsec $^{-2}$. Lo que representaría el 4.7 % de la luz total del grupo. La no detección de candidatos claros a **IGPN**, y el hecho de que finalmente el grupo sólo consta de 3 miembros espirales, apunta a que se trata de un grupo dinámicamente joven, que se encuentra en sus primeras fases de ensamblaje.

Hemos encontrando además, por comparación con otros trabajos de grupos compactos de Hickson, que existe una correlación entre la fracción de galaxias E/S0 del grupo, y la cantidad de luz difusa presente. Así, cuanto mayor es la fracción de galaxias E/S0 que hay en el grupo mayor es la cantidad de luz difusa presente. No se ha encontrado ninguna correlación entre la cantidad de luz difusa y la diferencia de magnitud entre las dos galaxias más brillantes del cúmulo como indicaban trabajos recientes de simulaciones numéricas de grupos de galaxias.

Estos resultados apuntarían a que la creación de la luz difusa estaría fuertemente relacionada con los procesos de evolución que dan lugar a la formación de las galaxias elípticas. Esto sugeriría además la existencia de una secuencia evolutiva en los grupos compactos de galaxias según la cantidad de **ICL** que posean.

8.1.3 Cúmulo de Virgo

Hemos cartografiado varias regiones del cúmulo de Virgo cubriendo un área total de 3.3 grados cuadrados, tanto de las zonas internas, a menos de 350 kpc de M87, como de zonas más alejadas de las galaxias gigantes centrales. Esto nos ha posibilitado catalogar la **ICL** existente en el medio *intracumular* a través de la detección de **ICPN**.

En la zona nuclear del cúmulo existe una población de **ICPN**, algunas de las cuales están ligadas dinámicamente con los halos de las galaxias M84-M86 y M87. La luz difusa en esta región central del cúmulo presenta una luminosidad superficial media de $2.7 \cdot 10^6 L_{\odot, B} \text{ arcmin}^{-2}$, lo cual corresponde a un brillo superficial medio de $\mu_B = 29.0 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Esto implica que la luz difusa representa en media $\sim 5\%$ de la luz total del cúmulo en esta zona nuclear. Además, la distribución de la luz difusa es altamente inhomogénea. Hemos encontrado campos donde no hemos detectado esta componente cumular mientras que en otros representa hasta el 10% de la luz del cúmulo en esos campos. Esta inhomogeneidad indica que es una componente cumular que no está relajada en el potencial gravitatorio del cúmulo. Lo cual nos sugiere que su formación ha tenido lugar hace unos pocos Giga años.

En los campos situados en las zonas periféricas y alejados de las grandes galaxias de Virgo, no se localizaron **ICPN**, exceptuando tres de ellos. La luz difusa en esta zona exterior del cúmulo tiene un brillo superficial $\mu_B < 30 \text{ mag arcsec}^2$ y representa menos de 1% de la luminosidad total del cúmulo. Sólo en el campo **RCN1** se detectó una cantidad apreciable de esta componente cumular.

Los estudios previos en el cúmulo de Virgo, indicados en la tabla 1.1, mostraban que la luz difusa oscilaba entre 10-43% en algunos campos. Sin embargo, tenemos que tener en cuenta que nuestro método es más robusto a la hora de descontaminar de objetos de fondo (como galaxias $\text{Ly}\alpha$ a altos z). Además, tenemos campos mucho mayores y, en general, un mejor cartografiado del cúmulo de Virgo.

Si tenemos en cuenta los modelos teóricos que se han realizado hasta el momento de cúmulos con las características de Virgo, predicen que un cúmulo de este tipo a $z=0$, dinámicamente no relajado, presenta variaciones espaciales de la luz difusa similares a las que medimos de un campo a otro en nuestro estudio (Napolitano et al. 2003). También, estas simulaciones predicen que, para cúmulos con masa similar a Virgo, al menos $\sim 10\%$ de las estrellas del cúmulo van a estar formando parte de la luz intracumular (Murante et al. 2004).

Con estos resultados podemos concluir que, como vimos en los grupos de galaxias, la luz difusa está localizada en las regiones cercanas a las galaxias elípticas más brillantes. Por lo cual, podemos sugerir que los mecanismos que la han formado están relacionados, principalmente, con la formación de las galaxias elípticas, es decir procesos de fusiones mayores de galaxias. Además debido a la no homogeneidad de la distribución de esta componente cumular, estos mecanismos han estado activos hasta etapas muy recientes de la vida del cúmulo. Deduciendo que Virgo debe de ser un cúmulo de galaxias dinámicamente joven.

8.2 Trabajo futuro

Al finalizar esta tesis han quedado algunos puntos que sería interesante seguir estudiando en el futuro.

En primer lugar, tomar datos espectroscópicos de los candidatos de muchos de los campos que hemos estudiado aquí fotométricamente. Esto podría arrojar más luz sobre la dinámica de la luz difusa en cúmulos y grupos.

Por otra parte, sería interesante cartografiar más profundamente otras regiones del núcleo de Virgo para comprobar como se distribuye la **ICL** en esas zonas. Por ejemplo, en la región entre M87, M86 y M84 o al sur de M87. Estos cartografiados, seguidos de estudios espectroscópicos, nos permitirían entender como se han creado estos grandes halos de las galaxias centrales de Virgo y el proceso dinámico en el que se encuentra esta región central del cúmulo.

El estudio de la **ICL** en los grupos de galaxias también ha dejado varias incógnitas abiertas, por un lado, necesitaríamos estudiar un mayor número de grupos compactos utilizando la misma técnica y con distintas propiedades físicas: emisión en **RX**, contenido en HI de las galaxias que los componen y fracción de galaxias E/SO. Esto nos permitiría desarrollar con más exactitud la secuencia evolutiva basada en el contenido de **ICL** que hemos propuesto en el apartado correspondiente al estudio de HCG44.

Para terminar, la detección de luz difusa en cúmulos de galaxias localizados más allá del cúmulo de Virgo, nos permitiría arrojar luz sobre los procesos de ensamblaje de dichos cúmulos.

A

Glosario

En este apéndice se enumeran los acrónimos y términos en inglés que surgen a lo largo de este trabajo.

- **Λ CDM** (*Cold Dark Matter*): Modelos de materia oscura fría.
- **ACS** (*Advanced Camera for Surveys*): Cámara situada en el telescopio espacial Hubble.
- **ADU** (*Analogic-Digital Units*): Valor de intensidad que se le asigna a cada píxel en las cámaras CCDs. Este valor es proporcional al número de electrones acumulados en cada píxel.
- **AGN** (*Active Galactic Nucleus*): Son las galaxias con núcleos activos en las que la energía que emite se debe a una región compacta en su centro. En algunos casos, esta región central emite chorros de partículas que se extienden hasta grandes distancias.
- **ANTU**: Uno de los telescopios de 8.2 m que forman parte del **VLT**.
- **AR**: Ascensión recta.
- **Blank field**: Campo de comparación.
- **CC**: Diagramas Color-Color
- **cD**: Galaxia cD es como se denomina a las galaxias gigantes y extremadamente brillantes situadas en el centro de algunos cúmulos de galaxias ricos.
- **CDS** (*Centre de Données astronomiques de Strasbourg*): Base de datos astronómica.
- **CM**: Diagramas Color-Magnitud
- **Core**: Campo de Virgo observado con el telescopio MPG/ESO en la posición de $\alpha(J2000) = 12^h 27^m 48^s$, $\delta(J2000) = +13^\circ 18' 46''$.
- **Cut-off**: Corte brillante de la función de luminosidad.

- **DEC**: Declinación
- **DOLORES** (*Device Optimized for the LOw RESolution*): Espectrógrafo situado en el Telescopio Nazionale Galileo (TNG) situado en el Observatorio del Roque de los Muchachos de La Palma (España).
- **DSS** (*Digital Sky Survey*): Cartografiado de todo el cielo en las bandas E, V, J, R, y N realizado con el telescopio Palomar y UK Schmidt.
- **EW** (*Equivalent Widht*): Ancho equivalente de las líneas de emisión.
- **FCJ**: Campo de Virgo en la posición de $\alpha(J2000) = 12^h 30^m 39^s$, $\delta(J2000) = +12^\circ 38' 10''$ cedido por el grupo de Feldmeier (Feldmeier et al. 1998) para nuestro estudio.
- **FITS** (*Flexible Image Transport System*): Formato de las imágenes astronómicas.
- **FLAMES** (*Fibre Large Array Multi Element Spectrograph*): Espectrógrafo situado en el telescopio **UT2** del **VLT**.
- **FORS2** (*FOcal Reducer and low dispersion Spectrograph*): Espectrógrafo situado en el telescopio **ANTU** del **VLT**.
- **Fringing**: Efecto producido en las CCDs por un patrón que aparece debido a interferencias producidas por reflexiones múltiples internas, sobre todo en CCDs delgadas y centrado principalmente en las bandas rojas (longitudes de onda largas).
- **FWHM** (*Full Width at Half Maximum*): Anchura a media altura en una distribución gaussiana.
- **GC** (*Globular Cluster*): Cúmulos globulares.
- **Harassment**: Nombre en inglés que se le da al mecanismo por el cual el material de las galaxias es arrancado de las mismas debido a las fuerzas de marea producidas en las interacciones entre galaxias.
- **HST** (*Hubble Space Telescope*): Telescopio espacial Hubble.
- **ICL** (*IntraCluster Light*): La luz intracumular, denominada en este trabajo también como luz difusa, es la luz que se detecta en el medio intracumular, y está formada por las estrellas que han sido arrancadas de las galaxias que componen el cúmulo.
- **ICM** (*IntraCluster Medium*): El medio intracumular, es el medio que está situado en la zona entre las galaxias de un cúmulo. Este medio va a estar compuesto por gas caliente y otra materia arrancada de las galaxias en forma de estrellas.
- **ICPN** (*IntraCluster Planetary Nebulae*): Las nebulosas planetarias intracumulares, son las nebulosas planetarias que se encuentran en el medio intracumular desligadas de las galaxias circundantes.
- **IGL** (*IntraGroup Light*): La luz intragrupo es similar a la **ICL**, pero para los grupos de galaxias.

- **IGM** (*IntraGroup Medium*): El medio intragrupo, es el término análogo al **ICM**, pero para los grupos de galaxias.
- **IGPN** (*IntraGroup Planetary Nebula*): Son las nebulosas planetarias localizadas en el medio intragrupo.
- **INT** (*Isaac Newton Telescope*): Telescopio de 2.5 m situado en el Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma (Espaa).
- **IMF** (*Initial Mass Function*): Función inicial de masas.
- **IRAF** (*Image Reduction and Data Facility*): Software desarrollado para la reducción y el análisis de datos astronómicos.
- **LF** (*Luminosity Function*): La función de luminosidad de una población de objetos nos da el número de los mismos distribuidos en intervalos de magnitudes.
- **Loose groups**: Nombre en inglés que se le da a los grupos de galaxias de baja densidad. Constan de pocos miembros y ocupan una gran área en el cielo.
- **LPC**: Campo de Virgo observado con el telescopio **INT** en la posición de $\alpha(J2000) = 12^h 25^m 32^s$, $\delta(J2000) = +12^\circ 14' 39''$.
- **LPE**: Campo de Virgo observado con el telescopio **INT** en la posición de $\alpha(J2000) = 12^h 17^m 27^s$, $\delta(J2000) = +13^\circ 41' 30''$.
- **LPRX**: Campo de Virgo observado con el telescopio **INT** en la posición de $\alpha(J2000) = 12^h 28^m 00^s$, $\delta(J2000) = +09^\circ 30' 00''$.
- **LPS**: Campo de Virgo observado con el telescopio **INT** en la posición de $\alpha(J2000) = 12^h 27^m 34^s$, $\delta(J2000) = +10^\circ 43' 42''$.
- **LSF**: Campo de Virgo observado con el telescopio MPG/ESO en la posición de $\alpha(J2000) = 12^h 38^m 33^s$, $\delta(J2000) = +12^\circ 08' 41''$.
- **Ly α** : Galaxias con emisión intensa en la línea de Ly α . En este estudio nos va a interesar las galaxias de este tipo situadas a $z \simeq 3.1$, cuya longitud de onda de emisión va coincidir con la de la línea de [OIII] al *redshift* de Virgo.
- **Merger**: Nombre en inglés que se le da a la fusión de galaxias.
- **MIT**: Modelo de cámara CCD.
- **MPG/ESO**: Telescopio de 2.2 m situado en La Silla (Chile).
- **M/L**: Relación entre la masa y la luminosidad de los objetos astronómicos.
- **MOS** (*Multi Object Spectroscopy*): Uno de los modos fundamentales de observación del espectrógrafo **FORS2**. Con este modo se pueden tomar espectros de hasta 19 objetos de forma simultánea.

- **NIR** (*Near Infrared*): Infrarrojo cercano (0.7-1 a 5 μm).
- **PN** (*Planetary Nebulae*): Las nebulosas planetarias corresponden a las últimas fases evolutivas de las estrellas de baja masa y masa intermedia (0.7-8 M_{\odot}).
- **PNFLF** (*Planetary Nebulae Luminosity Function*): Se trata de la función de luminosidad (**LF**) de las nebulosas planetarias. El corte brillante de esta función, o *cut-off* según su denominación en inglés, se va a utilizar como indicador de distancias.
- **Post-AGB**: Estrellas de masa igual o ligeramente superior a la del Sol que en su evolución ya han pasado la etapa de la rama asintótica de gigantes, conocida por las siglas inglesas AGB (*Asymptotic Giant Branch*), y antes de llegar a la fase de nebulosas planetarias.
- **PSF** (*Point Spread Function*): Función de la dispersión de un punto.
- **Ramm-pressure striping**: Nombre en inglés que se le da al mecanismo por el cual el material de una galaxia es arrancado de la misma hacia el medio intergaláctico. Esto se produce debido a la presión que ejerce el medio externo sobre la galaxia.
- **RCN1**: Campo de Virgo observado con el telescopio MPG/ESO en la posición de $\alpha(J2000) = 12^{\text{h}}26^{\text{m}}12.8^{\text{s}}$, $\delta(J2000) = +14^{\circ}08'03''$.
- **Redshift**: Desplazamiento al rojo.
- **RGB** (*Red Giant Branch*): La rama de gigantes rojas corresponde a el recorrido en el diagrama Hertzsprung-Russell (H-R) de una estrella que ha abandonado la secuencia principal y ha agotado el combustible de H en su núcleo pero todavía no ha comenzado la quema de He, y continúa quemando H en una capa alrededor del núcleo inerte.
- **RGB Tip**: Es el límite superior de la rama de gigantes rojas. Se usa comúnmente como medidor de distancias extragalácticas.
- **RX**: Rayos-X. En este trabajo, nos referimos a la emisión en esta frecuencia (30 a 3.000 PHz) procedente del gas caliente intracumular.
- **SBF** (*Surface Brightness Fluctuations*): Fluctuaciones del brillo superficial, que se usan como indicadores de distancias extragalácticas.
- **SDSS** (*Sloan Digital Sky Survey*): Cartografiado del cielo en el óptico con el telescopio de 2.5 m localizado en Apache Point (EEUU). Actualmente (2006) se han cartografiado más de 8000 grados cuadrados.
- **Seeing**: Turbulencia atmosférica.
- **SExtractor** (*Source Extractor*): Software creado para la extracción de fuentes de imágenes astronómicas. Está particularmente orientado para cartografiados a gran escala.
- **SFR** (*Star Formation Rate*): La tasa de formación estelar, es la tasa por la cual, en un entorno, se transforma el gas en objetos estelares.

- **SN** (Super Nova): Las supernovas son las fases finales de estrellas muy masivas ($> 10M_{\odot}$) que se producen con una gran explosión. Algunos tipos de supernovas se usan como indicadores de distancias extragalácticas.
- **Spill-over**: Efecto producido por los errores fotométricos que hacen que a algunas estrellas débiles se les asigne una magnitud menor de la que realmente tienen. Estos objetos tendrán un color erróneo en los diagramas CM.
- **S/R**: Relación Señal-Ruido de los datos.
- **Standard Candles**: Nombre en inglés que se le da a los trazadores de distancias extragalácticas.
- **Starburst**: Nombre en inglés que se le da a los brotes o estallidos de formación estelar.
- **Starvation**: Nombre en inglés que se le da a los mecanismos capaces de expulsar el medio interestelar o el gas del halo de las galaxias, atenuando así la posible retroalimentación.
- **SUB**: Campo de Virgo observado con el telescopio **SUBARU** en la posición de $\alpha(J2000) = 12^h 25^m 47^s$, $\delta(J2000) = +12^{\circ} 43' 58''$.
- **SUB2**: Campo de Virgo observado con el telescopio **SUBARU** en la posición de $\alpha(J2000) = 12^h 24^m 13^s$, $\delta(J2000) = +14^{\circ} 09' 01''$.
- **SUB3**: Campo de Virgo observado con el telescopio **SUBARU** en la posición de $\alpha(J2000) = 12^h 24^m 32^s$, $\delta(J2000) = +15^{\circ} 21' 21''$.
- **SUBARU**: Telescopio de 8.2 m situado en Mauna Kea (Hawaii, EEUU).
- **Suprime-Cam**: Cámara de gran campo situada en el telescopio **SUBARU**.
- **TF**: Relación de Tully-Fisher usada como indicador de distancias extragalácticas.
- **USNO** (*United States Naval Observatory*): Observatorio Naval de los Estados Unidos de América.
- **USNOB**: Catálogo de posiciones, movimientos propios y magnitudes de 1045175762 objetos, realizado por el grupo de **USNO**.
- **UT2**: Uno de los telescopios que forman parte del **VLT**.
- **UV**: Emisión en el Ultravioleta, cuyas longitudes de onda van desde los 400 nm hasta los 15 nm.
- **VLT** (*Very Large Telescope*): Conjunto de 4 telescopios de 8.2 m situados en el Observatorio de Paranal (Chile).
- **WFC** (*Wide Field Camera*): Cámara de gran campo situada en el telescopio **INT** del Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma (España).

- **WFI** (*Wide Field Imager*): Cámara de gran campo situada en el telescopio de 2.2 m MPG/ESO del Observatorio de La Silla (Chile).

B

Direcciones electrónicas

En este apéndice se enumeran las distintas direcciones electrónicas utilizadas y nombradas a lo largo de este trabajo.

- <http://www.ing.iac.es:8080/Astronomy/instruments/wfc/>
- http://www.ing.iac.es/Engineering/detectors/ultra_wfc.htm
- <http://www.ls.eso.org/lasilla/sciops/2p2/E2p2M/WFI/>
- <http://www.naoj.org/Observing/Instruments/SCam/index.html>
- <http://www.naoj.org/Topics/2000/07/index.html>
- <http://terapix.iap.fr/IMG/ps/seextractor.ps>
- http://www-theorie.physik.unizh.ch/research_groups/astrophysics/movies.html
- http://www-theorie.physik.unizh.ch/research_groups/astrophysics/movies.html
- <http://gpat.physics.uoc.gr>
- <http://www.sdss.org/>
- http://archive.stsci.edu/cgi-bin/dss_form

C

Bibliografía

- Aguerri, J. A. L., Castro-Rodríguez, N., Napolitano, N., Arnaboldi, M., & Gerhard, O. 2006, *A&A*, 457, 771
- Aguerri, J. A. L., Gerhard, O. E., Arnaboldi, M., Napolitano, N. R., Castro-Rodríguez, N., & Freeman, K. C. 2005, *AJ*, 129, 2585
- Aguerri, J. A. L., Iglesias-Páramo, J., Vílchez, J. M., Muñoz-Tuñón, C. 2004, *AJ*, 127, 1344
- Alcalá, J. M., et al. 2002, *Proc. SPIE*, 4836, 406
- Arnaboldi, M., Gerhard, O., Aguerri, J. A. L., Freeman, K., Napolitano, N., Okamura, S., & Yasuda, N. 2004, *ApJ*, 614, 33
- Arnaboldi, M., et al. 2003, *AJ*, 125, 514
- Arnaboldi, M., Aguerri, J. A. L., Napolitano, N., Gerhard, O., Freeman, K., Feldmeier, J., Capaccioli, M., Kudritzki, R., & Méndez, R. 2002, *AJ*, 123, 760
- Arnaboldi, M., et al. 1998, *ApJ*, 507, 759
- Arnaboldi, M., Freeman, K. C., Méndez, R. H., Capaccioli, M., Ciardullo, R., Ford, H., Gerhard, O., Hui, X., Jacoby, G. H., Kudritzki, R. P., & Quinn, P. J. 1996, *ApJ*, 472, 145
- Arp, H. 1968, *PASP*, 80, 129
- Bekki, K., Couch, W., & Shioya, Y. 2002, *ApJ*, 577, 651
- Bekki, K. 1998, *ApJ*, 502, 133
- Bernstein, G. M., Nichol, R. C., Tyson, J. A., Ulmer, M. P., & Wittman, D. 1995, *AJ*, 110, 1507
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Binggeli, B., & Huchra, J. 2000, *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*, Edited by Paul Murdin, article 1822. Bristol

- Binggeli, B. 1999, The radio galaxy Messier 87 : proceedings of a workshop held at Ringberg Castle, eds. Berlin ; New York : Springer, 1999.
- Binggeli, B., Tammann, G. A., & Sandage, A. 1987, *AJ*, 94, 251
- Binggeli, B., Sandage, A., & Tammann, G. A. 1985, *AJ*, 90, 1681
- Binney, J. J., & Tremaine, S. 1987, *Galactic Dynamics* (Princeton: Princeton Univ. Press)
- Bohlin, R. C., Savage, B. D., & Drake, J. F. 1978, *ApJ*, 224, 132
- Böhringer, H., Briel, U. G., Schwarz, R. A., Voges, W., Hartner, G., & Trumper, J. 1994, *Natur.*, 368, 828
- Bowen, I. S. 1927, *PASP*, 39, 295
- Brocato, E., Matteucci, F., Mazzitelli, I., & Tornambe, A. 1990, *ApJ*, 349, 458
- Burstein, D., Davies, R. L., Dressler, A., Faber, S. M., Stone, R. P. S., Lynden-Bell, D., Terlevich, R. J., & Wegner, G. 1987, *ApJS*, 64, 601
- Byrd, G., & Valtonen, M. 1990, 350, 89
- Calcáneo-Roldán, C., Moore, B., Bland-Hawthorn, J., Malin, D., & Sadler, E. M., 2000, *MNRAS*, 314, 324
- Castro-Rodríguez, N., Aguerri, J. A. L., Arnaboldi, M., Gerhard, O., Freeman, K. C., Napolitano, N. R., & Capaccioli, M. 2003, *A&A*, 405, 803
- Cayatte, V., Kotanyi, C., Balkowski, C., & van Gorkom, J. H. 1994, *AJ*, 107, 1003
- Ciardullo, R. 2006, [astro-ph/0605063](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0605063)
- Ciardullo, R., Feldmeier, J. J., Jacoby, G. H., Kuzio de Naray, R., Laychak, M. B., Durrell, P. R. 2002b, *ApJ*, 577, 31
- Ciardullo, R., Feldmeier, J. J., Krelove, K., Jacoby, G. H., & Gronwall, C 2002a, *ApJ*, 566, 784
- Ciardullo, R., Jacoby, G. H., Feldmeier, J. J., & Bartlett, R. E. 1998, *ApJ*, 492, 62
- Ciardullo R., Jacoby, G., Ford, H., & Neill, J. 1989b, *ApJ*, 339, 53
- Ciardullo, R., Jacoby, G. H., Ford, H. C. 1989a, *ApJ*, 344, 715
- Colless, M., Ellis, R. S., Taylor, K., & Hook, R. N. 1990, *MNRAS*, 244, 408
- Cowie, L. L., & Hu, E. M. 1998, *AJ*, 115, 1319
- Cowie, L., & Songaila, A. 1977, *Natur*, 266, 501
- Da Rocha, C., & de Oliveira, C. M. 2005, *MNRAS*, 364, 1069
- de Vaucouleurs, G., & de Vaucouleurs, A. 1973, *A&A*, 28, 109

- de Vaucouleurs, G 1961, *ApJS*, 6, 213
- D’Onghia, E., Sommer-Larsen, J., Romeo, A. D., et al. 2005, *ApJ*, 630, L109
- Dopita, M., Jacoby, G. H., & Vassiliadis, E. 1992, *ApJ*, 389, 27
- Dressler, A. 1981, *ApJ*, 243, 26
- Durrell, P., Ciardullo, R., Feldmeier, J., Jacoby, G., & Sigurdsson, S. 2002, *ApJ*, 570, 119
- Ebeling, H., Voges, W., & Boehringer, H. 1994, *ApJ*, 436, 44
- Elmegreen, B., & Efremov, Y. 1997, *ApJ*, 480, 235
- Feldmeier, J., Ciardullo, R., Jacoby, G., & Durrell, P. 2004, *ApJ*, 615, 196
- Feldmeier, J. J., Ciardullo, R., Jacoby, G. H., Durrell, P. R. 2003b, *ApJS*, 145, 65
- Feldmeier, J. J., Durrell, P. R., Ciardullo, R., & Jacoby, G. H. 2003a, *IAUS*, 209, 605
- Feldmeier, J. J., Mihos, C., Morrison, H. L., Rodney, S., & Harding, P. 2000, *AAS*, 19710601
- Feldmeier, J. 1999, *AAS*, 31, 1551
- Feldmeier, J., Ciardullo, R., & Jacoby, G. H. 1998 *ApJ*, 503, 109
- Feldmeier, J. J., Ciardullo, R., & Jacoby, G. H. 1997, *ApJ*, 479, 231
- Ferguson, H., Tanvir, N. R., & von Hippel, T. 1998, *Natur*, 391, 461
- Ferrarese, L. et al. 1996, *ApJ*, 468L, 95
- Florido, E., Battaner, E., Guijarro, A., Garzn, F., & Jimnez-Vicente, J. 2001, *A&A*, 378, 82
- Ford, H. C., & Jacoby, G. H. 1978, *ApJ*, 219, 437
- Ford, H. C., & Jenner, D. C. 1978, *BAAS*, 10, 665
- Freeman, K., Arnaboldi, M., Capaccioli, M., Ciardullo, R., Feldmeier, J., Ford, H., Gerhard, O., Kudritzki, R., Jacoby, G., Méndez, R. H., & Sharples, R. 2000, *ASPC*, 197, 389
- Fujita, Y. 1998, *ApJ*, 509, 587
- Gal-Yam, A., Maoz, D., Guhathakurta, P., & Filippenko, A. V. 2003, *AJ*, 125, 1087
- Gavazzi, G., Boselli, A., van Driel, W., & O’Neil, K. 2005, *A&A*, 429, 439
- Geller, M. J., Beers, T. C., Bothun, G. D., & Huchra, J. P. 1984, *AJ*, 89, 319
- Gerhard, O., Arnaboldi, M., Freeman, K. C., Kashikawa, N., Okamura, S., & Yasuda, N. 2005, *ApJ*, 621, 93
- Gerhard, O., Arnaboldi, M., Freeman, K. C., & Okamura, S. 2002, *ApJ*, 580, L121

- Gómez-Flechoso, M. A., Domínguez-Tenreiro, R. 2001, *ApJ*, 549, 187
- Graham, M. J., Clowes, R. G., & Campusano, R. 1996, *MNRAS*, 279, 1349
- Gregg, M., & West, M. 1998, *Natur*, 396, 549
- Grevesse, N., Noels, A., & Sauval, A. J. 1996, *ASPC*, 99, 117
- Guldheus, D. H. 1989, *ApJ*, 340, 661
- Gunn, J., & Gott, R. 1972, *ApJ*, 176, 1
- Gutiérrez, C. M., Trujillo, I., Aguerri, J. A. L., Graham, A. W., & Caon, N. 2004, *ApJ*, 602, 664
- Gutiérrez, C., López-Corredoira, M., Prada, F., & Eliche, M. C. 2002, *ApJ*, 579, 592
- Hammer, F., Flores, H., Lilly, S. J., Crampton, D., Le Fevre, O., Rola, C., Mallen-Ornelas, G., Schade, D., & Tresse, L. 1997, *ApJ*, 481, 49
- Hanes, D. 1977, *MNRAS*, 180, 309
- Henriksen, M., & Byrd, G. 1996, *ApJ*, 459, 82
- Hernquist, L., Katz, N., & Weinberg, D. H. 1995, *ApJ*, 442, 57
- Hickson, P. 1995, *Cat.7085*, 0
- Hickson, P., Mendes de Oliveira, C.; Huchra, J. P., & Palumbo, G. G. 1992, *ApJ*, 399, 353
- Hickson, P., Kindl, E., & Auman, J. R. 1989, *ApJS*, 70, 687
- Hickson, P. 1982, *ApJ*, 255, 382
- Hogg, D. W., Cohen, J. G., Blandford, R., & Pahre, M. A. 1998, *ApJ*, 504, 622
- Hubble, E. 1936, *ApJ*, 84, 158
- Hubble, E., & Humason, M. 1931, *ApJ*, 74, 43
- Huchra, J., & Burg, R. 1992, *ApJ*, 393, 90
- Hui, X., Ford, H. C., Ciardullo, R., & Jacoby, G. H. 1993, *ApJ*, 414, 463
- Jacoby, G., Ciardullo, R., & Ford, H. 1990, *ApJ*, 356, 332
- Jacoby, G. H. 1989, *ApJ*, 339, 39
- Jacoby, G. H., Africano, J. L., Quigley, R. J. 1987, *PASP*, 99, 672
- Jenkins, A., Frenk, C. S., Pearce, F. R., Thomas, P. A., Colberg, J. M., White, S. D. M., Couchman, H. M. P., Peacock, J. A., Efstathiou, G., & Nelson, A. H. 1998, *ApJ*, 499, 20
- Kenney, J., van Gorkom, J. H., & Vollmer, B. 2004, *AJ*, 127, 3361

- Kikuchi, K. et al. 2000, *ApJ*, 531L, 95
- Kraan-Korteweg, R. C. 1986, *A&AS*, 66, 255
- Kron, G. E. 1980, *RA*, 10, 3
- Kudritzki, R., et al. 2000, *ApJ*, 536, 19
- Lake, G., Katz, N., & Moore, Ben 1998, *ApJ*, 495, 152
- Lattanzio, J. C. 1986, *ApJ*, 311, 708
- Mamon, G. A. 1986, *ApJ*, 307, 426
- Mamon, G. A. 1993, Proceedings of a meeting held at Centre Paul Langevin-CNRS Aussois, Haute Maurienne, France, Edited by F. Combes and E. Athanassoula. Meudon: Observatoire de Paris, p.188-203
- Mastropietro, C., Moore, B., Mayer, L., Debattista, V. P., Piffaretti, R., & Stadel, J. 2005, *MNRAS*, 364, 607
- Marigo, P., Girardi, L., Weiss, A., Groenewegen, M. A. T., & Chiosi, C. 2004, *A&A*, 423, 995
- Marín-Franch, A., & Aparicio, A. 2003, *ApJ*, 585, 714
- McMillan, R., Ciardullo, R., & Jacoby, George H. 1993, *ApJ*, 416, 62
- Melnick, J., Hoessel, J., & White, S. D. M. 1977, *MNRAS*, 180, 207
- Méndez, R. H. 1998, *MmSAI*, 69, 207
- Méndez, R. H., et al. 1997, *ApJ*, 491, L23
- Méndez, R. H., Kudritzki, R. P., Ciardullo, R., & Jacoby, G. H. 1993, *A&A*, 275, 534
- Merrit, D. 1984, *ApJ*, 276, 26
- Mihos, C., Harding, P., Feldmeier, J., & Morrison, H. 2005, *ApJ*, 631L, 41
- Mihos, C. 2003, astro-ph/0305512
- Mihos, C. 1995, *ApJ*, 438L, 75
- Monet, D. G. et al. 2002, *AAS*, 201, 0802
- Moore, B., Lake, G., Quinn, T., & Stadel, J. 1999, *MNRAS*, 304, 465
- Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., & Oemler, A. 1996, *Nature*, 379, 613
- Murante, G., et al. 2004, *ApJ*, 607L, 83
- Napolitano, N. R., et al. 2003, *ApJ*, 594, 172
- Neill, J., Shara, M., & Oegerle, W. 2005, *ApJ*, 618, 692
- Neilsen, E. H., & Tsvetanov, Z. I. 2000, *ApJ*, 536, 255

- Nulsen, P. E. J., & Bohringer, H. 1995, MNRAS, 274, 1093
- Okamura, S., et al. 2002, PASJ, 54, 883
- Oke, J. B. 1990, AJ, 99, 1621
- Ouchi, M., Shimasaku, K., & Furusawa, H., et al. 2003, ApJ, 582, 60
- Peimbert, M. 1990, Rep. Prog. Phys., 53, 1559
- Pierce, M., & Tully, R. B. 1988, ApJ, 330, 579
- Pierce, M. J., & Tully, R. B. 1985, AJ, 90, 450
- Pildis, R. A., Bregman, J. N., & Evrard, A. E. 1995a, ApJ, 443, 514
- Pildis, R. A., Bregman, J. N., & Schombert, J. M. 1995b, AJ, 110, 1498
- Ponman, T. J., Bourner, P. D. J., Ebeling, H., & Bohringer, H. 1996, MNRAS, 283, 690
- Pottasch, S. R. 1984, Natur., 309, 477
- Pritchet, C. J., & van den Bergh, S. 1987, ApJ, 318, 507
- Quilis, V., Moore, B., & Bower, R. 2000, Science, 288, 1617
- Renzini, A., & Buzzoni, A. 1986, seg., work., 195
- Roediger, E., & Hensler, G. 2005, A&A, 433, 875
- Rose, J. A. 1977, ApJ, 211, 311
- Rubin, V. C., Hunter, D. A., & Ford, W. K. J. 1991, ApJS, 76, 153
- Rudnick, G., Rix, H., Franx, M., & Labbé, I. 2005, mmgf.conf., 455
- Sargent, W. L. W., Turner, E. L. 1977, ApJ, 212L, 3
- Schindler, S., Binggeli, B., & Bohringer, H. 1999, A&A, 343, 420
- Schneider, S. E. 2000, Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics, Edited by Paul Murdin, article 2611. Bristol
- Schneider, S. E., Skrutskie, M. F., Hacking, P. B., et al. 1989, AJ, 97, 666
- Schneider, S. E., Helou, G., Salpeter, E. E., & Terzian, Y. 1983, ApJ, 273, 1
- Shapley, H., & Ames, A. 1929, Harvard Bull. Nos. 864-873
- Shibata, R. et al. 2001, ApJ, 549, 228
- Sigut, T. A. A., & Pradhan, A. K. 1998, ApJ, 499, L139
- Skrutskie, M. F., Shure, M. A., & Beckwith, S. 1984, ApJ, 282, 65
- Smith, H. A. 1981, AJ, 86, 998

- Smith, S. 1936, *ApJ*, 83, 23
- Solanes, J. M., Manrique, A., Garcí-Gómez, C., González-Casado, G., Giovanelli, R., & Haynes, M. 2001, *ApJ*, 548, 97
- Sommer-Larsen, J., Romeo, A. D., & Portinari, L. 2005, *MNRAS*, 357, 478
- Steidel, C. C., Adelberger, K. L., Shapley, A. E., Pettini, M., Dickinson, M., & Giavalisco, M. 2000, *ApJ*, 532, 170
- Tammann, G. A., & Sandage, A. 1985, *ApJ*, 294, 81
- Teplitz, H. I. et al. 2000, *ApJ*, 542, 18
- Theuns, T., & Warren, S. 1997, *MNRAS*, 284, L11
- Threntham, N., & Mobassher, B. 1998, *MNRAS*, 293, 53
- Thuan, T. X., & Kormendy, J. 1977, *PASP*, 89, 466
- Tonry, J. L., Dressler, A., Blakeslee, J. P., et al. 2001, *ApJ*, 546, 681
- Tonry, J. L., Ajhar, E. A., & Luppino, G. A. 1990, *AJ*, 100, 1416
- Treu, T., et al. 2003, *ApJ*, 591, 53
- Uson, J. M., Boughn, S. P., Kuhn, J. R. 1991, *ApJ*, 369, 46
- Verdes-Montenegro, L., Yun, M. S., Williams, B. A., Huchtmeier, W. K., Del Olmo, A., & Perea, J. 2001, *A&A*, 377, 812
- Vílchez-Gómez, R., Pello, R., & Sanahuja, B. 1994, *A&A*, 283, 37
- Walke, D. G., Mamon, G. A. 1989, *A&A*, 225, 291
- Weidemann, V. 2000, *A&A*, 363, 647
- Welch, G. A., & Sastry, G. N. 1971, *ApJ*, 169, 3
- West, M. J., & Blakeslee, J. P. 2000, *ApJ*, 543, L27
- West, M., Cote, P., Jones, C., Forman, W., & Marzke, R. 1995, *ApJ*, 453L, 77
- White, P. M., Bothun, G., Guerrero, M. A., West, M. J., & Barkhouse, W. A. 2003, *ApJ*, 585, 739
- Williams, B. et al. 2006a, astro-ph/0610386
- Williams, B. et al. 2006b, astro-ph/0609211
- Williams, B. A., Yun, Min S., & Verdes-Montenegro, L. 2002, *AJ*, 123, 2417
- Williams, B. A., McMahon, P. M., & van Gorkom, J. H. 1991, *AJ*, 101, 1957
- Yasuda, N., Fukugita, M., & Okamura, S. 1997, *ApJS*, 108, 417
- Yun, M. S., Ho, P. T. P., & Lo, K. Y. 1993, *Natur*, 372, 530

Zibetti, S., White, S. D. M., Schneider, D. M., & Brinkmann, J., 2005, MNRAS, 358, 949

Zwicky, F 1957, PASP, 69, 518

Zwicky, F. 1951, PASP, 63, 61