

Objetos Activos: Distribución espacial y propiedades de las galaxias circundantes

Autor: Georgina Coldwell

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física
como parte de los requerimientos para la obtención del grado de
Doctor en Astronomía de la UNIVERSIDAD NACIONAL DE CORDOBA

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CORDOBA

Marzo, 2007

© FaMAF - UNC 2007

Director: Dr. Diego García Lambas

*A mi amor, amigo
y esposo Rodrigo
y a mis hijos Lucas y Augusto,
porque el resplandor de su luz
ilumina mis días.*

CONTENIDOS

1	Quasars y AGNs	1
1.1	Modelo Unificado para Galaxias de Núcleos activos	2
1.2	Identificación y clasificación de AGNs de líneas Angostas	4
1.3	Clasificación detallada de AGNs	7
1.4	Modelos de Formación de AGNs	9
1.5	Origen Cosmológico de los Quasars	11
1.6	Evolución Cosmológica de los Quasars	13
1.6.1	Tiempos de vida de los Quasars	13
1.6.2	Relación entre formación estelar y actividad nuclear de las galaxias . .	15
1.6.3	Crecimiento auto-regulado de agujeros negros	16
1.6.4	El medio circundante de quasars	17
2	Propiedades del medio local de Quasars	20
2.1	Análisis de las muestras del 2dFGRS	21
2.1.1	Muestras seleccionadas	22
2.1.2	Análisis de tipos espectrales	23
2.1.3	Distribución de luminosidades y tipos espectrales	26
2.2	Análisis de las muestras del SDSS	27
2.2.1	Propiedades Fotométricas	30
2.2.2	Propiedades espectrales	33
3	Distribución y Propiedades de galaxias en Gran Escala relativas a quasars	39
3.1	Funciones de Correlación	39
3.1.1	Función de correlación bipuntual $\xi(r)$	40
3.1.2	Estimas de Distancias	40
3.1.3	Estima de la Función de Correlación	42
3.2	Quasars y Estructura en Gran Escala	44

3.2.1	Estimas de densidades	46
3.2.2	Dependencia con la emisión en radio y rayos X	49
3.2.3	Función de correlación cruzada con galaxias: Comparación de quasars y objetos con diferentes luminosidades	51
3.2.4	Quasars en las periferias de cúmulos de galaxias	54
4	Entornos de AGNs tipo II	58
4.1	Selección de AGNs tipo II	58
4.1.1	Comparación de los entornos de Quasars y AGNs	60
4.1.2	Dependencia del medio con la actividad de la AGN	60
4.2	Dependencia del medio circundante con las propiedades de la galaxia <i>huésped</i> .	65
4.2.1	Selección de submuestras	65
4.2.2	Análisis de la densidad de galaxias vecinas de AGNs	67
4.2.3	Propiedades de las galaxias cercanas	69
4.3	AGNs e Interacciones	72
5	Sistemas de Quasars I: Tripletes de Quasars a $z < 0.2$	77
5.1	Selección de Sistemas de Quasars	78
5.2	Tripletes de Quasars a $z < 0.2$	82
5.2.1	Algoritmo de Teselación de Voronoi	82
5.2.2	Galaxias asociadas a los tripletes de quasars	84
5.3	Tripletes dentro de Estructuras en Gran Escala	87
5.4	Propiedades de la población de galaxias asociadas	89
6	Sistemas de Quasars II: Observaciones en Infrarrojo de Tripletes de Quasars a $0.9 < z < 1.6$	94
6.1	Universo Infrarrojo	94
6.2	Observaciones Infrarrojas de campos de Tripletes a $z > 0.9$	95
6.2.1	ISPI: Estrategia de Observación y reducción de datos	96
6.2.2	Catálogo Final	103
6.3	Resultados preliminares: Análisis y determinación de sobredensidades	108
6.4	Análisis Futuros	112
7	Conclusiones	115

A Reducción de Imágenes	132
A.1 Reducción básica	132
A.2 Astrometría	137

Resumen

Se presenta un análisis detallado de la distribución espacial de galaxias y sus características en los entornos de objetos activos utilizando diferentes bases de datos y técnicas. En una primera etapa se estudiaron las propiedades de galaxias de los entornos de Quasars y AGNs comparando con los resultados esperados para muestras de galaxias típicas, grupos y cúmulos de galaxias utilizando datos del 2dF Galaxy Redshift Survey y Sloan Digital Sky Survey. Los resultados obtenidos indican que en escalas del orden de $\sim 1 h^{-1}$ Mpc los quasars tienen una sobre población de galaxias con características particulares tales como alta formación estelar, colores azules y morfologías tipo disco comparado con los medios circundantes de galaxias típicas o grupos de galaxias. Además, los resultados para medios circundantes de quasars son similares a los de AGNs dando soporte a la teoría del modelo unificado.

Por otro lado se realizó el análisis de estructura en gran escala de los entornos de estos quasars. Las funciones de correlación en el espacio de redshifts y el espacio real muestran que los quasars pueblan en densidades similares a las de galaxias típicas con luminosidades promedio del orden de $M_* = -20.5$. Estos resultados son confirmados usando también el estimador de densidad superficial proyectada. Sin embargo, aunque las densidades para quasars y galaxias típicas son comparables, los quasars presentan un exceso de galaxias azules del 10% con respecto a las galaxias típicas.

Los resultados encontrados para entornos de AGNs de tipo II son similares a los encontrados para quasars. Por otro lado, se analizó la dependencia de la fracción de galaxias azules con la potencia de las AGNs, dada por la luminosidad de la línea de O[III]. Se encontró que las AGNs con mayor potencia se encuentran en regiones más ricas en gas que la correspondiente a AGNs con bajos valores de L[OIII] indicando una dependencia entre la actividad de la AGN y el medio circundante hasta escalas de $\sim 1 h^{-1}$ Mpc. También las propiedades de las galaxias *huesped* de AGNs muestran una relación con las galaxias de sus entornos. AGNs con galaxias *huesped* extremadamente rojas se ubican en regiones con mayor fracción de galaxias azules que las correspondientes a galaxias rojas no-activas de similares características.

Finalmente, los resultados encontrados para tripletes de quasars muestran que, en el rango de redshift analizado ($0 < z < 1.6$), los entornos están poblados por una significativa fracción de galaxias azules. Asimismo, encontramos a los quasars preferentemente en los bordes de estructuras y no fuertemente asociados a los centros de regiones sobredensas.

CAPITULO 1

QUASARS Y AGNS

Que es una AGN? El modelo actualmente más aceptado para el mecanismo de una galaxia de núcleo activo (Active Galactic Nuclei, AGN) se explica a través del fenómeno que se produce por la acreción de materia dentro de un agujero negro en el centro de una galaxia (Lynden-Bell 1969). Esto se manifiesta a través de una intensa luminosidad que no puede ser explicada únicamente a través de procesos generados por estrellas. De esta forma las AGNs son laboratorios especiales para estudiar procesos físicos extremos y proporcionan, también, pruebas del Universo en grandes escalas por lo que su entendimiento es esencial para estudiar la formación y evolución de estructuras.

Las AGNs tienen propiedades, que las diferencian de las galaxias normales, tales como:

- **Luminosidad:** Las AGNs emiten intensas cantidades de luz en todo el espectro electromagnético desde ondas de radio hasta rayos γ . Un objeto típico es 1 millón de veces más luminoso que el sol.
- **Masa:** Midiendo la luminosidad de una AGN puede estimarse un nivel mínimo para su masa la cual puede tener 1 billón de veces la masa del sol. Esta masa se encuentra en una región menor que un día luz por lo que solo puede explicarse a través de un agujero negro supermasivo.
- **Combustible:** Para producir estas enormes cantidades de luz, la AGN consume combustible en una tasa equivalente a unos cuantos soles por año los cuales son '*tragados*' por la intensa fuerza gravitacional del agujero negro central.
- **Distancia:** Se encuentran entre los objetos más lejanos del Universo. Los quasars, los cuales forman parte de la familia de las AGNs más luminosas, fueron descubiertos más

allá de $z \sim 5$ cuando el Universo tenía un décimo de su edad actual, aproximadamente 10 billones de años atrás.

1.1 Modelo Unificado para Galaxias de Núcleos activos

Se conoce una gran variedad de galaxias con núcleos activos dependiendo de la luminosidad, rasgos espectrales, tipo de emisión, etc., y aunque estos parecen ser objetos diferentes existen modelos que intentan unificar todas las variedades. Algunos de estos modelos (Osterbrock & Miller 1989, Urry & Padovani 1995) establecen que todas las AGNs tienen la misma estructura interna y que las diferencias observadas dependen fuertemente de la orientación del sistema con respecto a la línea de la visual del observador.

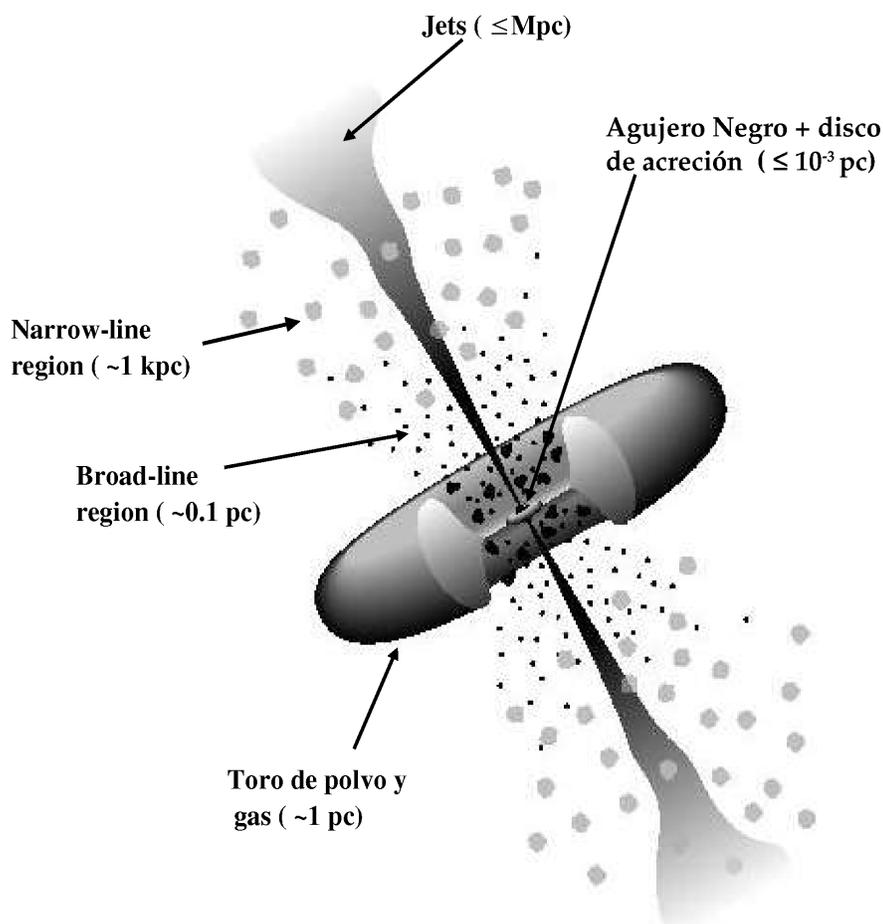


Fig. 1.1: Esquema del modelo unificado de Urry & Padovani (1995)

La Fig. 1.1 muestra un esquema del modelo unificado de la estructura física de una AGN. En

el centro se encuentra el agujero negro supermasivo (Black Hole, BH) cuya energía potencial gravitacional es la fuente fundamental de luminosidad de la AGN. La materia que cae al centro del BH pierde momento angular a través de procesos viscosos y turbulentos en un disco de acreción lo cual produce emisión en las longitudes de onda ultravioleta (UV) y rayos X. Muy cerca del disco de acreción hay nubes de gas (puntos pequeños), llamadas broad line clouds, que se mueven rápidamente en el potencial del agujero negro y producen fuertes líneas de emisión en el óptico y UV. Para algunos ángulos de visión esta radiación es oscurecida por un Toro de gas y polvo que se encuentra a $\sim 10^{17} \text{ cm}$ del agujero negro central. Este toro ha sido confirmado mediante observaciones en Infrarrojo (IR). Un poco más alejado del centro, entre $\sim 10^{18} - 10^{20} \text{ cm}$, se ubican otras nubes de gas (puntos grandes) en la llamada narrow line region que se mueven lentamente y producen líneas de emisión más angostas. Puede presentarse, también, un flujo de partículas energéticas que ocurre a lo largo de los polos del disco o toro y que se escapa formando jets colimados que emiten en radio. El plasma en el jet puede, en pequeñas escalas, impulsar hacia afuera a muy altas velocidades la radiación relativista en dirección frontal. Este modelo axisimétrico de AGNs implica una diferencia radical de la apariencia dependiendo de la orientación.

Existen básicamente 3 clasificaciones según el ángulo de posición para este modelo y dentro de cada grupo aparecen distintas clases de AGNs dependiendo de su luminosidad intrínseca:

- **AGNs tipo 2:** El sistema se observa a lo largo del plano del disco, '*edge-on*'. La región central, incluyendo el agujero negro, disco de acreción y '*broad line region*' son oscurecidas por el Toro molecular que emite radiación en el Infrarrojo. En el espectro óptico solo se observan líneas angostas y un continuo suave. En este tipo de objetos la galaxia *huésped* puede observarse alrededor del núcleo activo. La luz del núcleo puede ser reflejada por el gas caliente que se encuentra por arriba y por abajo del toro y que actúa como una especie de espejo. Dentro de este grupo se incluyen Seyferts 2, Narrow Line Radio Galaxies y Quasars tipo 2.
- **AGNs tipo 1:** El Sistema se encuentra inclinado permitiendo observar directamente la región central. Puede verse la región de líneas anchas y líneas angostas en el espectro óptico y también la emisión directa del disco de acreción. Si la AGN no es muy luminosa puede permitir ver su galaxia *huésped* (Seyfert 1). Las AGNs tipo 1 más luminosas son los Quasars.
- **AGNs tipo 0:** Son los Blazars, BL-Lac Objects y Optically-Violent Variables (OVV).

Este es un caso especial de objetos Tipo 1 no oscurecidos donde el sistema es visto con un ángulo de 0° con respecto a la línea de la visual, 'face-on', y se observa directamente el núcleo y el jet. La materia en el jet se mueve a velocidades próximas a la de la luz y la radiación emitida es intensificada y puede variar rápidamente en periodos cortos de tiempo (de horas a días). Aunque es posible observar líneas de emisión anchas y angostas la emisión del jet puede ser tan fuerte que opaca cualquier línea espectral, estas son las BL-Lacs. Los OVV son similares a las BL-LACs pero las líneas de emisión son generalmente observadas en sus espectros.

1.2 Identificación y clasificación de AGNs de líneas Angostas

Una importante fracción de galaxias tienen líneas de emisión en sus espectros las cuales han sido clasificadas en diferentes categorías (narrow-line radio galaxies, active galaxies, Seyfert, quasars, galaxias con regiones HII, etc.) usando esquemas de clasificación que dependen mucho de los criterios de selección, morfología, ancho de las líneas, etc. La información contenida en las intensidades relativas de las líneas de emisión de estas galaxias podría dar una medida directa del mecanismo de excitación que opera en el gas. Los mecanismos de excitación predominantes para objetos extragalácticos son, en general, algunos de los siguientes: *a)* fotoionización por estrellas O y B, *b)* fotoionización por un continuo de ley de potencias, *c)* calentamiento por ondas de choque (shock wave heating). Una cuarta clase de excitación es la de nebulosas planetarias las cuales son fotoionizadas por estrellas que en muchos casos son más calientes que las estrellas normales O galácticas. Las galaxias fotoionizadas por estrellas calientes son llamadas "galaxias con regiones tipo HII" mientras que las galaxias fotoionizadas por un continuo no térmico o "power-law" son las conocidas como galaxias de núcleos activos, AGNs.

De acuerdo al modelo unificado estándar de Antonucci (1993), las AGNs pueden dividirse en 2 categorías, dependiendo de si el BH central, su continuo asociado y regiones de líneas anchas de emisión son vistos:

a) directamente \implies AGNs tipo I. En este caso el continuo óptico es dominado por emisión No-thermal lo cual convierte en un desafío al estudio de la galaxia *huésped* y su población estelar. Esto es especialmente cierto en los quasars donde la radiación del continuo de la fuente central supera la luz estelar de la galaxia *huésped*.

b) oscurecido por un medio circunnuclear de polvo \implies AGNs tipo II. Este medio no cubre completamente la fuente central entonces una parte de la radiación escapa y fotoioniza el gas circundante, por lo que se observan fuertes líneas de emisión angostas permitidas y prohibidas

de la Narrow Line Region (NLR)

Las galaxias con regiones HII o "star-forming" pueden ser clasificadas por medio de un único parámetro como es el cociente de intensidades de sus líneas de emisión: $I([OIII]\lambda 5007)/I(H\beta)$ ó $I([OII]\lambda 3727)/I([OIII]\lambda 5007)$. En el caso de las AGNs, estas no pueden ser fácilmente distinguidas usando esquemas de clasificación de un solo parámetro debido a la presencia de líneas que indican alta y baja ionización simultáneamente.

Baldwin, Phillips & Terlevich (BPT 1981) propusieron un método para distinguir entre AGNs tipo2 y galaxias star-forming usando el cociente de intensidades de 2 pares de líneas de emisión relativamente fuertes. Los cocientes de líneas seleccionados, basados en experiencias observacionales y modelos, permitirían una buena discriminación entre los diferentes mecanismos de excitación. Además, las líneas seleccionadas deben cumplir con los siguientes requisitos:

1. Los cocientes deben realizarse para líneas fuertes que sean fácilmente medidas en el espectro.
2. Las líneas que están mezcladas con otras deben descartarse para evitar incertezas en la medición del flujo.
3. La separación en longitudes de onda de 2 líneas debe ser tan pequeña como sea posible para que el cociente entre ellas sea insensible al "enrojecimiento" y calibración del flujo.
4. Se prefieren los cocientes de líneas de un elemento y una línea de Balmer porque son menos sensibles a la abundancia.
5. Las líneas deben estar en una región del espectro fácilmente accesible con los instrumentos actuales.

Los cocientes formados por las líneas más intensas, $I([OII]\lambda 3727) / I([OIII]\lambda 5007)$ dan la secuencia mejor definida para ir desde regiones HII de baja excitación pasando por regiones HII de alta excitación hasta nebulosas planetarias, por ese motivo fue elegido por BPT a pesar de la amplia separación entre las líneas involucradas. La serie de diagramas testeados por BPT involucran $I([OII]\lambda 3727) / I([OIII]\lambda 5007)$ versus los siguientes cocientes de intensidades: $OIII\lambda 5007 / H\beta\lambda 4861$, $NII\lambda 6584 / H\alpha\lambda 6563$, $OII\lambda 6300 / H\alpha\lambda 6563$, $He\lambda 4686 / H\beta\lambda 4861$, $Ne\lambda 3426 / OII\lambda 3727$, $Ne\lambda 3426 / OIII\lambda 5007$, $NII\lambda 6584 / OIII\lambda 5007$. También fue considerado el diagrama $NII\lambda 6584 / H\alpha\lambda 6563$ vs. $OIII\lambda 5007 / H\beta\lambda 4861$.

Inspeccionando estos diagramas se observa que todos muestran que los objetos extragalácticos pueden ser fácilmente clasificados en grupos correspondientes al mecanismo de excitación predominante: Regiones HII, fotoionización "power-law", "shock-waveheating" y nebulosas planetarias. Sin embargo, estos grupos pueden ser más eficientemente separados usando las relaciones $NII\lambda_{6584}/H\alpha\lambda_{6563}$ vs. $OIII\lambda_{5007}/H\beta\lambda_{4861}$ (Ver Fig. 1.2) y $OII\lambda_{3727}/OIII\lambda_{5007}$ versus $OIII\lambda_{5007}/H\beta\lambda_{4861}$, $NII\lambda_{6584}/H\alpha\lambda_{6563}$ o $OI\lambda_{6300}/H\alpha\lambda_{6563}$.

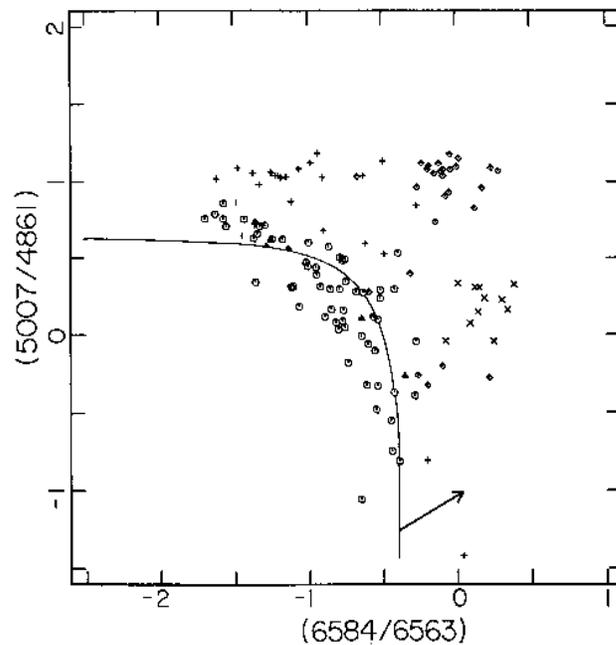


Fig. 1.2: Relación entre $NII\lambda_{6584}/H\alpha\lambda_{6563}$ y $OIII\lambda_{5007}/H\beta\lambda_{4861}$ de Baldwin, Phillips & Terlevich (1981). Símbolos: \odot = regiones HII, \triangle = regiones HII extragalácticas, $+$ = nebulosas planetarias, \diamond = objetos fotoionizados por power-laws, \times = galaxias "shock heated"

Por otro lado, Veilleux & Osterbrock (1987), en un estudio basado en una muestra de 264 objetos encontraron que los cocientes de líneas, los cuales son insensibles al enrojecimiento, $OIII\lambda_{5007}/H\beta$, $NII\lambda_{6584}/H\alpha$, $SIII\lambda_{6716} + \lambda_{6731}/H\alpha\lambda_{6563}$ y $OI\lambda_{6300}/H\alpha$ son muy útiles para la clasificación de galaxias con líneas de emisión angostas en galaxias con núcleos activos y galaxias con regiones HII. El diagrama $OIII\lambda_{5007}/H\beta$ vs. $OI\lambda_{6300}/H\alpha$ es probablemente la mejor herramienta para discriminar entre los dos tipos de objetos.

La demarcación exacta entre galaxias starburst y AGNs está, todavía, sujeta a considerables incertezas. Kewley et al. (2001) usó una combinación de modelos de síntesis de población estelar y fotoionización para encontrar el límite teórico superior de la ubicación de las galaxias con formación estelar en el diagrama BPT. Este modelo permite la clasificación para un amplio

rango de metalicidades, parámetro de ionización, efectos de excitación por supernovas, etc. La ventaja de este límite tan conservador es que todas las galaxias con cocientes de líneas de emisión que se ubican por arriba de este límite no pueden ser explicadas por ninguna posible combinación de modelos de formación estelar.

1.3 Clasificación detallada de AGNs

El modelo unificado es, hasta ahora, ampliamente aceptado y permite explicar de manera compacta la gran variedad de fenómenos observados en las galaxias activas. Algunos autores, Woltjer (1990), prefieren crear una subdivisión entre esta clase de objetos no muy bien definidos de acuerdo a las características observadas. Una breve y más detallada clasificación y caracterización de galaxias activas es la siguiente:

1- Radio Galaxias: Mientras que una débil emisión en radio con $P_{1.4\text{GHz}} < 10^{23.3}\text{WHz}^{-1}$ ocurre en la mayoría de las galaxias y es particularmente común en espirales debido a la producción de electrones relativistas generados por supernovas, el término ‘Radio Galaxia’ está reservado para más intensas emisiones en radio. Se puede distinguir entre Radio Galaxias Poderosas (**PRG**) y Radio Galaxias Débiles (**WRG**) considerando la separación en $P_{1.4\text{GHz}} < 10^{23.3}\text{WHz}^{-1}$. Las primeras, **PRG**, tienden a estar asociadas con galaxias elípticas muy luminosas con peculiaridades muy pronunciadas y fuertes líneas de emisión, además muestran una intensa evolución cosmológica, es decir que el número de galaxias por unidad de volumen comóvil es mucho mayor en $z = 2$ que localmente en $z = 0$. Las **WRG** son estadísticamente asociadas con galaxias elípticas menos luminosas, con líneas de emisión débiles o ausentes y no se encuentra evidencia de evolución cosmológica.

En base a sus propiedades espectrales se realiza una subdivisión entre fuentes de espectro plano (**FS**) y fuentes de espectro inclinado (**SS**). La separación se realiza, considerando $F_\nu \propto \nu^\alpha$, alrededor de 1 GHz para $\alpha \sim -0.4$. Las fuentes **FS** tienden a ser compactas y variables con nuevas componentes ópticamente gruesas apareciendo en radiación sincrotrón. Las **SS** son galaxias ópticamente delgadas y extendidas y pueden ser muy grandes.

2- Radio Quasars (RQ): Las características en radio de estas fuentes quasi-estelares emisoras en radio son similares a las de **PRG** pero la imagen óptica está dominada por un núcleo azul ($U - B < 0$), muy luminoso ($M_V < -22$ o -23) y no resuelto ($\theta < 1''$) con fuertes y anchas líneas de emisión en el espectro óptico que frecuentemente muestran una importante polarización lineal. El núcleo óptico tiende a ser variable como en las **FS**. La mayoría de los **RQ** han sido detectados como fuentes de emisión en X. La evolución cosmológica en esta clase de

objetos es muy fuerte.

3- Objetos BL Lac: Son similares a los **RQ** con espectro plano pero no tienen líneas de emisión anchas en el óptico. Tienden a ser fuertemente variables en radio, óptico ($> 1\text{mag}$) y en rayos X, con fuerte y variable polarización óptica. El tiempo de variabilidad en X y óptico puede ser menor que un día. Parecen tener débil evolución cosmológica.

4- Variables Ópticamente Violentas (OVV): Son una subclase de quasars (principalmente en radio) con características ópticas como las **BL Lac**, excepto que presentan líneas de emisión anchas aunque más débiles que en los quasars. Algunas veces las **BL Lac** y **OVV** son agrupadas y llamadas **Blazars**. Estas tienden a ser menos azules que los quasars.

5- Quasars no emisores en radio (QQ): estos objetos son ópticamente similares a los **RQ**, pero su emisión en radio no ha sido detectada. Sin embargo la mayoría de los **QQ** tienen emisión en radio en el rango $P_{5GHz} = 10^{22} - 10^{24} \text{WHZ}^{-1}$. La separación entre **QQ** y **RQ** es tomada en $P_{5GHz} = 10^{24.7} \text{WHZ}^{-1}$, el cual corresponde a la mínima potencia de separación de **PRG** y **WRG**. Los **QQ** son 10 – 30 veces más abundantes que **RQ**. La emisión en rayos X de los **QQ** es más débil que en los **RQ** y algunos tienen distinto porcentaje de líneas anchas de absorción en el espectro óptico.

6- Seyfert 1: Las **Sy1** son similares a los **QQ** pero con luminosidades menores. El límite entre **Sy1** y **QQ** es tomado a $M_V = -23$. Las líneas de hidrógeno son muy anchas, con alas extendidas ($FWHM \sim 1000 - 5000 \text{km s}^{-1}$). La mayoría son fuentes de radio con P_{5GHz} en el rango $10^{20} - 10^{23} \text{WHZ}^{-1}$ y son típicamente encontradas en galaxias espirales de tipo temprano.

7- Seyfert 2: Son similares a las **Sy1** pero sin alas tan anchas. La clasificación precisa entre **Sy1** y **Sy2** es discutida por (Osterbrock 1981). No parece haber una diferencia significativa entre las luminosidades en radio y tamaño de ambas, además ocurren en galaxias similares. Los diámetros de estas fuentes nucleares cubren un rango desde fuentes puntuales a tamaños del orden de $\sim 3 \text{kpc}$ con una media alrededor de $\sim 0.5 \text{kpc}$. La mayoría de las **Sy2** son débiles fuentes de rayos X.

8- LINERS: Estos núcleos son caracterizados por líneas relativamente fuertes de especies de baja ionización (O I, S II, etc.). En contraste con las galaxias Seyfert en las cuales la ionización parece ser principalmente radiativa, en las **LINERS** la ionización por shocks puede ser importante.

9- Regiones Nucleares de H II: Muchos núcleos galácticos muestran líneas angostas (Balmer, $O[III]$) características de regiones de H II ionizadas por estrellas calientes. A menos que el fenómeno sea muy intenso, parece ser característico de galaxias *normales* en lugar de AGNs.

10- Star Burst Galaxies: Son galaxias en las cuales la formación de estrellas ocurre en una tasa mucho mayor que la promedio, en el tiempo de vida de la galaxia. Este fenómeno puede verse a través de el color óptico, espectro de estrellas jóvenes y por la radiación intensa en el IR. Estas explosiones ('burst') de formación de estrellas pueden ser inducidos por mergers de galaxias.

11- Galaxias IRAS intensas: El satélite IRAS (Infrared Astronomical Satellite) lanzado en 1983 realizó un relevamiento del cielo en 4 longitudes de onda: 100, 60, 25 y 12 micrones. Este detectó una gran cantidad de galaxias extremadamente luminosas en el infrarrojo lejano. La mayoría de estas galaxias son ópticamente débiles y se encuentran a alto redshift. Mucha de esta radiación infrarroja es debida al polvo calentado por las AGNs o a 'burst' de formación estelar.

1.4 Modelos de Formación de AGNs

Un único modelo para la formación de AGNs no ha sido aún bien establecido. Además existe un amplio debate con respecto a si las AGNs forman parte solo de un subconjunto de galaxias o si todas las galaxias poseen una AGN por un periodo de tiempo corto (Cavaliere & Szalay 1986, Rees 1990). Distintos mecanismos han sido propuestos como responsables de 'disparar' la actividad nuclear. El flujo de gas hacia adentro producido por torques tidales durante la interacción entre galaxias podría alimentar al agujero negro central y la actividad nuclear (Sanders et al. 1988). La co-evolución de galaxias y BH es ampliamente aceptada aunque muchos detalles sobre como trabaja esta coexistencia no son aún entendidos (Heckmann et al. 2004). En los últimos años gran cantidad de evidencia observacional indica que la evolución de galaxias normales y galaxias con núcleos activos esta estrechamente relacionada y que las AGNs tienen tiempos de vida cortos. Existe una infinidad de modelos que tratan de explicar el fenómeno AGN. Aunque ninguno puede reproducir completamente la gran variedad de AGNs tal vez una combinación de todos ellos sea necesaria. Algunos de estos modelos propuestos para la formación de AGNs son los siguientes:

- *Interacciones Mayores (Major Mergers):* Esto se produce por la interacción de dos galaxias de tamaños comparables. Utilizando modelos semi-analíticos Kauffmann & Haehnelt (2000) incorporaron un esquema simple para el crecimiento de un agujero negro supermasivo (SMBH) que sigue la formación y evolución de galaxias en un Universo dominado por materia oscura fría. En este modelo asumen que los SMBH son formados y alimen-

tados cuando dos galaxias de masa comparable interactúan, sus ya existentes agujeros negros centrales se fusionan y un pequeño porcentaje del gas en el remanente del merger es acretado por el nuevo SMBH en escalas de tiempo de $\sim 10^7$ años. Este modelo reproduce cuantitativamente la relación observada entre luminosidad del bulge y masa del agujero negro en galaxias cercanas, la fuerte evolución de la población de quasars con el redshift y la relación entre luminosidades de quasars cercanos y sus galaxias *huésped*.

La fuerte disminución de la densidad de quasars desde $z \sim 2$ hasta $z = 0$ es un resultado de la combinación de tres efectos: 1) un decrecimiento en la tasa de mergers, 2) un decrecimiento en la cantidad de gas frío disponible para alimentar los agujeros negros y 3) un incremento en el tiempo de escala para la acreción de gas.

Este modelo también demuestra que la evolución con el redshift de galaxias y quasars puede explicarse unificadamente dentro de un modelo jerárquico de formación de estructuras. El requerimiento para este proceso implica la existencia de galaxias masivas en medios densos y no puede explicar la presencia de AGNs débiles.

- *Interacciones Menores (Minor Mergers)*: Solo el $\sim 10 - 15$ % de las AGNs poseen una galaxia luminosa cercana que pueda justificar su actividad a través de los major mergers. Fue así como Roos (1981, 1985) y Gaskell (1985) prestaron atención a la importancia de los mergers menores. Los minor mergers se producen por la interacción entre una galaxia y una compañera de muy baja masa, que puede ser una galaxia satélite, y se dan con mayor frecuencia que los major mergers, particularmente fuera de los medios de alta densidad. Simulaciones numéricas de merger menores (Hernquist & Mihos 1995) muestran que estos pueden inducir torques que llevan cantidades suficientes de gas desde la galaxia *huésped* hasta la región central de la AGN y donde la estructura del bulge juega un rol importante en el destino de este gas.

Estos mergers ocurren relativamente rápido ($\leq 1Gyr$) y no involucran la extrema deformación del disco producida durante los major mergers. La actividad nuclear tiende a producirse en entornos como los de galaxias de campo, o incluso en sistemas aislados, por lo que no se observan diferencias significativas entre los medios de AGNs y las de galaxias no-activas. Las desventajas de este proceso radican en la dificultad de observar galaxias de muy baja luminosidad que podrían estar involucradas en los minor mergers y además, no permite explicar la formación de las AGNs más luminosas.

- *Perturbación por interacciones tidales (Galaxy Harassment)*: Este mecanismo fue ini-

cialmente propuesto para explicar la perturbación en las galaxias azules observadas en cúmulos a $z \geq 0.3$, conocido como el efecto Butcher-Oemler. Este efecto sólo ocurre en cúmulos de galaxias donde las velocidades de impacto son demasiado grandes para permitir un merger. Lake et al. (1998) presentó un modelo donde numerosas interacciones de alta velocidad experimentadas por una galaxia de baja luminosidad entrando en un cúmulo ofrecen un eficiente mecanismo de transporte de gas hacia el centro de la galaxia *huésped*. De esta forma encuentran evidencia de que la mayoría de las AGNs con galaxias *huésped* de luminosidades menores que L^* habitarían entornos de alta densidad donde el galaxy harassment ocurre. Uno de los problemas de este mecanismo de generación de AGNs es la dificultad para explicar AGNs aisladas o en medios de baja densidad.

1.5 Origen Cosmológico de los Quasars

Como fue mencionado anteriormente, el modelo más aceptado para explicar el mecanismo que genera actividad en los núcleos de las galaxias es a través del fenómeno que se produce por la acreción de materia dentro de un agujero negro en el centro de la galaxia. Por este motivo, el origen y evolución de quasars, y AGNs en general, está estrechamente relacionado con el origen y evolución de agujeros negros.

La más reciente evidencia de la existencia de agujeros negros masivos en los centros de galaxias proviene de la presencia de discos compactos gaseosos con altas velocidades de rotación. Por ejemplo, imágenes obtenidas por el telescopio espacial Hubble y observaciones espectroscópicas de *M87* revelaron un disco de $\sim 20pc$ con una velocidad de rotación de $\sim 500kms^{-1}$ lo cual implica la presencia de un agujero negro de $2 \times 10^9 M_{\odot}$.

La luz integrada de los quasars puede ser usada para encontrar la mínima densidad de masa del remanente de un agujero negro. Este cálculo implica que una fracción $\geq 3 \times 10^{-5}$ de todos los bariones del universo han finalizado dentro de un agujero negro. La formación de agujeros negros debe ser entonces una consecuencia no despreciable de inestabilidad gravitacional en el universo temprano, aunque el origen de estos agujeros negros con $\sim 10^{6-10} M_{\odot}$ en cosmología estándar es enigmático. En realidad, la mayoría de la masa luminosa es observada en gas y estrellas que se salvan de su condensación en los centros de galaxias por sus momentos angulares. Una galaxia como un todo es un sistema altamente no relativista cuyo tamaño es 10^6 veces más grande que el radio de Schwarzschild. Loeb & Rasio (1994) a través de simulaciones hidrodinámicas de colapso de nubes de gas protogaláctico concluyeron que los bariones improbablemente alcancen un estado relativista solamente por sumergirse en los centros de las

galaxias, a menos que una ‘semilla’ de agujero negro exista allí. Sin una ‘semilla’ masiva, el gas frío soportado rotacionalmente es fuertemente inestable y se fragmenta debido a su auto-gravedad, convirtiéndose en estrellas antes de aproximarse a escalas relativistas. Sin embargo, si una ‘semilla’ masiva es puesta artificialmente en el sistema, esta podría dominar la gravedad cerca del centro y estabilizar un suave disco de acreción de gas alrededor de él. La mínima masa necesaria para este propósito es $\sim 10^6 M_\odot$, consistente con la menor estima de masa de agujeros negros encontrada empíricamente para galaxias de núcleos activos. Sin embargo el porqué una pequeña fracción de masa finaliza en ‘semillas’ relativistas, mientras el resto no lo hace debido a su momento angular puede responderse considerando el origen del momento angular de sistemas colapsantes en cosmología.

Regiones inicialmente sobredensas en el universo que eventualmente forman un objeto virializado adquieren momento angular a través de torques tidales previstos por las irregularidades en la distribución de masa circundante. Es posible entonces imaginar que para diferentes entornos podrían resultar diferentes cantidades de rotación para el objeto final virializado. Si las condiciones iniciales son especificadas en términos de un campo gaussiano aleatorio de perturbaciones iniciales se puede calcular la función de distribución de momento angular para objetos colapsados en el universo. Esta distribución tiene objetos con baja rotación los cuales pasaron a residir en entornos con baja deformación o ‘shear’ tidal. El colapso cosmológico de sistemas de baja rotación es aproximadamente esférico debido a su forma inicial esférica y el bajo ‘shear’. En resumen, debido a la inusualmente baja amplitud del ‘shear’ externo, el gas en estos sistemas probablemente no sea dividido por torques externos antes de que este forme un disco compacto. En una fracción de más de 10^{-4} de los objetos en la escala de masa de $10^{6-7} M_\odot$ los bariones pueden establecerse, después del colapso inicial y fase de enfriamiento, en un disco compacto de un tamaño inicial de $10^{17} cm$ y velocidades de rotación $\geq 500 km s^{-1}$. Debido a este pequeño tamaño inicial el tiempo de evolución es más corto que el tiempo característico que toma una estrella o supernova en formarse. Estos discos compactos evolucionan hasta ‘semillas’ de agujeros negros.

Cada bulge galáctico contiene $\sim 10^4$ sub-unidades de $10^6 M_\odot$. Entre estas sub-unidades hay una clase de objetos raros que tienen picos de alta densidad que adquieren bajo momento angular durante su colapso cosmológico. Estos picos colapsaron tempranamente ($z \geq 20$), mucho antes que cualquier otro objeto en sus entornos comenzara a formarse. Debido a sus bajos momentos angulares, estos picos forman discos compactos que pueden evolucionar a agujeros negros masivos en un tiempo corto ($\leq 10^6$ años) como se mencionó anteriormente. Solo una

sub-unidad de baja rotación por galaxia brillante, con un pico de densidad $> 2.5\sigma$ con 10^{6-7} masas solares en gas es capaz de formar un agujero negro después del colapso cosmológico inicial.

Los picos de alta densidad ($10^{6-7}M_{\odot}$) están probablemente rodeados por regiones de alta densidad sobre escalas de masa de $\sim 10^{10}M_{\odot}$. Entonces, los agujeros negros que se forman fuera de los altos picos son muy probablemente circundados por sistemas de masa galáctica que colapsa más tarde y lo alimenta con gas adicional, resultando este proceso de acreción en un quasar brillante.

1.6 Evolución Cosmológica de los Quasars

Los quasars aparecen a altos redshifts, $z > 4$, y su evolución parece ser muy suave entre $z \sim 3$ y el redshift crítico $z_c \sim 2$. Debajo de z_c los quasars brillantes parecen desaparecer rápidamente.

La idea más aceptada con respecto al fenómeno quasars es la acreción masiva de gas dentro de un agujero negro, pero no ha sido aclarado por qué los quasars se apagan repentinamente a $z < 2$. Para responder a esto se podría pensar que las galaxias Seyfert a bajos redshift son remanentes de quasars (Huchra & Bur 1992) aunque esto en realidad es solo una hipótesis. Yi (1996) presenta un modelo de evolución cosmológica asumiendo que la energía del quasar se debe al flujo de acreción dentro de un agujero negro masivo que realiza una transición desde alta eficiencia radiativa ($\sim 10\%$) a baja eficiencia radiativa, el denominado flujo de 'advection' es cuando \dot{M}/\dot{M}_{Edd} cae debajo del valor crítico $\sim 0.3\alpha^2 \sim 10^{-2}$, donde \dot{M} es la tasa de acreción de masa, $\dot{M}_{Edd} \propto M$ es la tasa de Eddington usual con una eficiencia nominal del 10% y $\alpha (\leq 1)$ es el parámetro de viscosidad adimensional. Yi identificó esta transición con el quiebre observado a $z = 2$ en la evolución de la luminosidad en rayos X de los quasars. El rápido crecimiento de los agujeros negros a través de acreción pueden naturalmente conducir a tal transición a $z_c \sim 1 - 3$. Antes de la transición la luminosidad decrece suavemente (con alta eficiencia) y después de la transición evoluciona aproximadamente como $(1+z)^{K(z)}$ donde $K(z)$ varía gradualmente desde $z = z_c$ hasta $z \sim 0$ alrededor de $K \sim 3$.

1.6.1 Tiempos de vida de los Quasars

Un parámetro fundamental para el crecimiento del agujero negro está dado por el tiempo de vida de los quasars, t_Q , el cual proporciona el tiempo de escala para la fase más luminosa de la actividad. Las observaciones establecen tiempos de vida en el rango $t_Q \approx 10^6 - 10^8$ años

(Martini 2004). Existe una diferencia entre los tiempos de vida intrínsecos y observados de los quasars. Los tiempos de vida observados para quasars cambian con la longitud de onda no solo como resultado de un cambio en el tiempo de vida intrínseco sino principalmente como resultado de la variación en los niveles de atenuación a diferentes frecuencias.

Hopkins et al. (2005) estudió los tiempos de vida de los quasars basándose en simulaciones numéricas de interacciones entre galaxias ricas en gas y utilizando un modelo en el cual la actividad de los quasars está conectada al crecimiento auto-regulado de agujeros negros super-masivos en galaxias. Sus resultados indican que los tiempos de vida intrínsecos sistemáticamente decrecen para longitudes de onda más largas, mientras que los tiempos de vida observados se incrementan debido a que la atenuación se vuelve más débil, estas diferencias desaparecen para longitudes de onda correspondientes al infrarrojo cercano. Es de esperar, entonces, que los quasars tengan extensos tiempos de vida intrínsecos y que la mayoría de este tiempo el quasar esté oscurecido para las longitudes de onda ópticas.

El proceso, el cual alimenta el periodo de actividad del quasar canalizando significantes cantidades de gas dentro de la región central de una galaxia, producirá extensos tiempos de vida intrínsecos mayores que $\sim 10^8$ años. Sin embargo, para una significativa fracción de este tiempo, el mismo proceso que produce la actividad del quasar genera grandes columnas de densidad las cuales oscurecen fuertemente la luminosidad del quasar y lo antenuan bien por debajo de los límites observables en la banda B y otras longitudes de onda visuales. Eventualmente, el *feedback* de la energía de acreción puede remover el gas circundante creando una ventana en la cual el quasar es ópticamente observable aún después de que la tasa de acreción caiga por debajo de la necesaria para mantener la luminosidad del quasar. Para la mayoría del régimen del quasar, debería ser posible observarlo en las frecuencias de rayos X *duros* donde la atenuación es débil. Esta distinción produce naturalmente una población de quasars oscurecidos como una fase estándar en la evolución del quasar. Así, las muestras de quasars seleccionadas en las bandas ópticas y rayos X presentan diferencias en su evolución relacionadas con la dependencia del oscurecimiento de la luminosidad intrínseca y propiedades de la galaxia *huésped*.

La atenuación también es débil en el infrarrojo y gran fracción de la energía absorbida en las bandas ópticas y ultravioleta durante la fase de oscurecimiento puede ser re-procesada por polvo apareciendo como una emisión térmica en el IR. Este mecanismo podría ser responsable de obtener un tiempo de vida observable más extenso que el tiempo de vida intrínseco para longitudes de onda largas.

1.6.2 Relación entre formación estelar y actividad nuclear de las galaxias

Hasta ahora los modelos más estudiados para la formación y alimentación de agujeros negros están basados en interacciones involucrando galaxias de diferentes tamaños, distintos niveles de distorsiones entre ellas, etc. Las interacciones no solamente explican parcialmente el fenómeno observado para la acreción de materia en un agujero negro, sino que también son responsables de una fase en la cual se produce una intensa formación estelar en las galaxias que intervienen. No es obvio cómo un tiempo de vida de los cuasars de $t_Q \sim 10^7$ años puede ser explicado en el contexto de flujos de gas producidos por las interacciones de galaxias. La duración total de la intensa fase de formación de estrellas se produce cuando un fuerte flujo de gas es excitado, determinado por el tiempo en el que importantes fuerzas tidales son ejercidas sobre el gas. Simulaciones numéricas (Mihos & Hernquist 1996) mostraron que esto ocurre en períodos de $\sim 2 \times 10^8$ años los cuales son mucho más cortos que el tiempo de una interacción típica de $> 10^9$ años.

Recientemente, Springel et al. (2005) han desarrollado una metodología para incorporar crecimiento y *feedback* de agujeros negros en simulaciones hidrodinámicas de mergers de galaxias que incluye modelos multifase para formación estelar y presurización del gas interestelar por retroalimentación de supernovas. Usando esta aproximación se estudió el impacto de estos procesos en la formación y evolución de galaxias mostrando que el flujo de gas producido por torques gravitacionales durante una interacción puede generar dos fenómenos diferentes: la producción de una intensa formación estelar y una rápida alimentación del crecimiento de un agujero negro, pero para la mayoría de la duración del brote de formación estelar el agujero negro está '*oscurecido*' limitando la visibilidad de quasar, principalmente en las bandas óptica y ultravioleta.

Este crecimiento del agujero negro es determinado por el suministro de gas y termina abruptamente cuando una significativa cantidad de gas es expelida debido al acople entre la energía de *feedback* de la acreción del agujero negro y el gas circundante. Eventualmente, como el gas es calentado, por la energía de acreción, y expulsado, el remanente no mantiene al núcleo activo durante mucho tiempo porque el agujero negro no puede tener una alta tasa de acreción dejando como consecuencia un quasar '*muerto*' en una galaxia ordinaria. Este crecimiento auto-regulado de los agujeros negros permite explicar la correlación observada entre la masa del agujero negro y las propiedades de galaxias normales (Di Matteo et al. 2005).

Algunas teorías sugieren la existencia de agujeros negros en el centro de todas las galaxias y, de esta forma, entre las fases de '*oscurecimiento*' y '*muerto*' hay una ventana en el tiempo en

la cual una galaxia debería ser vista como un quasar luminoso.

1.6.3 Crecimiento auto-regulado de agujeros negros

Una gran fracción de la masa de los agujeros negros observados actualmente en galaxias podría haber sido recolectada durante el pico de actividad de los quasars en el Universo temprano cuando una gran cantidad de materia estaba disponible para la acreción dentro del agujero negro central. Las interacciones entre galaxias son conocidas por ser responsables de gran parte del flujo de gas hacia los núcleos el cual es un pre-requisito para el crecimiento de agujeros negros centrales por acreción. También, el modelo jerárquico de formación de galaxias implica que los mergers de galaxias forman galaxias elípticas o componentes esferoidales en galaxias, destruyendo los discos estelares y disparando brotes de formación estelar nuclear.

Estos resultados sugieren que la relación observada entre la masa de agujeros negros y la dispersión de velocidades de estrellas en el bulge (relación $M_{BH} - \sigma$) podría surgir de las interacciones entre galaxias, donde un fuerte flujo saliente es producido en respuesta a una mayor fase de acreción, capaz de poner fin al futuro crecimiento del agujero negro. En este contexto, se espera que el proceso de acreción del agujero negro tenga un impacto fundamental en la evolución de las galaxias *huésped*.

Di Matteo et al. (2005) realizó un análisis detallado del crecimiento auto-regulado en simulaciones numéricas de interacciones de galaxias incluyendo enfriamiento radiativo, formación estelar, crecimiento del agujero negro, energía de *feedback* por supernovas y acreción de materia en agujeros negros y también, dinámica gravitacional del gas, estrellas y materia oscura. En estas simulaciones se observa que en un tiempo posterior al comienzo de la interacción ($t = 1.6$ Gyr) cuando las galaxias se han fusionado, la mayor parte del gas es rápidamente convertido en estrellas en un intenso brote de formación estelar. Debido al aumento en la densidad del gas, los agujeros negros (que se unen formando un único objeto) experimentan una fase rápida de acreción cercana a la tasa de Eddington que resulta en un importante crecimiento de su masa. La energía de *feedback* producida por esta acreción calienta el gas circunuclear y parte de este gas es expelido por un potente viento debido a esta energía. Durante esta fuerte fase de acreción, y para este intervalo de tiempo, el objeto será un quasar brillante con un tiempo de vida específico. Al final de este proceso el gas es expelido completamente poniendo fin a la formación de estrellas y a la acreción del agujero negro. Como consecuencia la actividad del quasar se frena y la formación estelar es inhibida, tal que el remanente de este proceso resulta en una galaxia elíptica *muerta* cuyo contenido estelar se enrojece rápidamente.

En el modelo jerárquico de formación de galaxias, un nuevo disco puede crecer alrededor de este esferoide, convirtiéndose en la componente *bulge* de una galaxia espiral. En interacciones muy ricas en gas, una componente disco puede sobrevivir directamente, entonces es de esperar que los agujeros negros en *bulges* de galaxias espirales sean formados de manera similar que aquellos de galaxias elípticas, por lo tanto estos resultados podrían ser directamente aplicables a casos que involucren *minor mergers*.

Estos resultados, para la evolución en el crecimiento auto-regulado de agujeros negros, son independientes de la masa. Sin embargo, la formación estelar y actividad del agujero negro se apagan más abruptamente en sistemas más masivos debido a que la acreción es mayor por un potencial gravitacional más profundo por lo que la cantidad de energía suministrada durante la acreción puede expeler el gas circundante con mayor intensidad. El tiempo de vida para la fase activa se incrementa para agujeros negros de masas menores, implicando que los cuasars de baja luminosidad son mucho más numerosos que los brillantes, consistente con los resultados encontrados en catálogos recientes. Esta dependencia entre la masa y el crecimiento del agujero negro podría explicar la relación $M_{BH} - \sigma$ mencionada anteriormente.

1.6.4 El medio circundante de cuasars

Los cuasars están entre los objetos más luminosos del Universo y pueden ser detectados a grandes distancias cosmológicas. Los cuasars más brillantes han sido descubiertos a redshifts más lejanos que $z = 6$ y se estima que contienen un agujero negro central con masas del orden de un billón de veces la masa del sol. A $z \sim 6$ la densidad espacial comóvil de cuasars es estimada en $(\sim 2.2 \pm 0.73) \times 10^{-9} h^3 Mpc$ y el hecho de saber qué objetos deberían estar asociados a estos '*primeros cuasars*' es aún materia de debate. En el Universo local pareciera que cada galaxia brillante albergara un agujero negro super-masivo y existe una excelente correlación entre la masa del agujero negro central y la masa estelar o dispersión de velocidades del bulge de la galaxia *huésped* (Tremaine et al. 2002) por lo que sería natural asumir que en cualquier época los cuasars más luminosos están siempre ubicados en los centros de las galaxias más grandes.

Con el objetivo de analizar el destino de los primeros cuasars Springel et al. (2005) implementó un modelo semi-analítico a las Simulaciones Millennium para seguir los procesos de gas, estrellas y agujeros negros supermasivos dentro de una historia de procesos de interacción (merger history trees) de halos de materia oscura y sus sub-estructuras. Asumiendo que las galaxias más grandes (identificadas de acuerdo a la masa de su halo de materia oscura, masa estelar o tasa de formación estelar instantánea) son *huésped* de cuasars se identificaron los 10

objetos más grandes a $z = 6.2$. Estos tienen masas estelares de $6.8 \times 10^{10} h^{-1} M_{\odot}$ y masa virial de materia oscura de $3.9 \times 10^{12} h^{-1} M_{\odot}$ y para lograr la luminosidad observada deben convertir la masa acretaada en energía radiativa con una eficiencia mayor que $\sim 0.1c^2$, esperada para la acreción en un agujero negro sin spin.

Los resultados de esta simulación mostraron que los descendientes de los primeros candidatos a quasars evolucionaron hasta terminar, en la actualidad, en el centro de cúmulos ricos. Sin embargo, los tiempos de vida intrínsecos de los quasars parecen ser mucho menores que la escala de tiempo necesaria para la formación de un cúmulo rico por lo que su actividad puede haberse agotado tempranamente dificultando la posibilidad de observarlo en los centros de los cúmulos de galaxias. El estudio del entorno de galaxias con núcleos activos es fuente de amplios debates con el propósito de determinar el tipo de galaxias que pueblan sus vecindades y entender más profundamente los procesos que generan el fenómeno observado.

El modelo de materia oscura fría es actualmente el escenario teórico más aceptado para para la formación de estructuras en el Universo. Junto con la teoría de inflación cósmica, este modelo hace claras predicciones de las condiciones iniciales para la formación de estructuras y predice que estructuras crecerán jerárquicamente a través de inestabilidades gravitacionales. Las características inducidas por los bariones en las condiciones iniciales del Universo son reflejadas en la forma distorsionada de la distribución de galaxias a bajo redshifts. Recientemente, los grandes catálogos tales como 2 degree Field Galaxy Redshift Survey (2dFGRS) y Sloan Digital Sky Survey (SDSS) permiten caracterizar con mayor exactitud la distribución espacial y las propiedades de las galaxias a bajo redshift.

En esta Tesis se pretende realizar un exhaustivo estudio de las propiedades de galaxias en las vecindades de quasars utilizando los catálogos 2dFGRS y SDSS para lograr una adecuada caracterización de las poblaciones que rodean a estos objetos 'raros' y que pueden estar vinculadas con los procesos de formación y alimentación de agujeros negros. En el Capítulo 2 se presenta un análisis comparativo detallado de diferentes propiedades de las galaxias en el entorno local de quasars (AGNs tipo I). En el Capítulo 3 se estudia la distribución en gran escala de galaxias alrededor de estos quasars determinando las regiones de sobredensidades típicas en las que se ubican estos objetos activos en el Universo local. En el Capítulo 4 se investigan los efectos en las galaxias en los entornos para muestras de AGNs con líneas de emisión angostas. En el Capítulo 5 se exploran los sistemas de quasars como trazadores de estructuras en gran escala a $z < 0.2$ y en el Capítulo 6 se describe brevemente la obtención, reducción y análisis preliminares de imágenes infrarrojas de galaxias en campos de tripletes en el rango $0.9 < z < 1.6$ Finalmente,

se detallan las conclusiones de los resultados obtenidos en esta Tesis en el Capítulo 7.

CAPITULO 2

PROPIEDADES DEL MEDIO LOCAL DE QUASARS

Diversas propiedades de las galaxias dependen de los entornos donde ellas se formaron y evolucionaron ya que una variedad de procesos tales como formación estelar, fuerzas tidales, mergers, etc. pueden determinar la naturaleza de las galaxias y recibir influencias externas. Por ejemplo, el proceso de "feedback" de galaxias de núcleos activos podría inducir cambios significativos en la evolución de sus galaxias compañeras (Croton et al. 2006). Importantes indicios sobre la formación y evolución de diferentes objetos pueden obtenerse mediante la caracterización estadística de sus entornos.

Diversos trabajos realizados con el objetivo de caracterizar los medios circundantes de quasars indican que a alto redshifts, los quasars pueden ser usados como indicadores de regiones de alta densidad (Djorgovski 1999; Hall & Green 1998; Fukugita et al. 2004). Sin embargo a redshift más bajo, $z \leq 0.3$, diferentes estudios indicarían que los quasars residen en entornos similares a los de galaxias normales (Smith, Boyle & Maddox 1995; Sorrentino, Radovich & Rifatto 2006) o también, podrían estar ubicados en grupos (Fisher et al. 1996, Coldwell, Martínez & Lambas 2002) o cúmulos de galaxias (McLure & Dunlop 2001).

Toomre & Toomre (1972) fueron los primeros en sugerir la posibilidad de que las galaxias circundantes pueden ser las responsables de "alimentar" y "potenciar" la energía de los quasars. Las galaxias interactuantes y los merger podrían ser eficientes medios de transporte del gas a las regiones internas de la galaxia *huésped* tal que esta actividad puede estar relacionada con la formación y evolución de galaxias. Además el gran rango de influencia de los quasars puede afectar a la formación de estructuras a mayores escalas. Según Rees (1988) y Babul & White (1991) los quasars pueden ionizar el medio circundante a escalas de varios megaparsecs. Otra teoría (Voit 1996, Silk & Rees 1998) indica que una fracción de energía proveniente del

quasar sería transferida a través de un flujo energético al medio gaseoso. Teniendo en cuenta las diferentes teorías es factible analizar las propiedades de las galaxias circundantes de objetos activos con el propósito de entender la relación entre estos objetos y sus entornos.

Los actuales relevamientos espectroscópicos, tales como Sloan Digital Sky Survey (SDSS) y 2dF Galaxy Redshift Survey (2dFGRS) permiten investigar un amplio rango de propiedades de galaxias usando muestras limitadas en volumen. En este Capítulo realizaremos una detallada caracterización de las propiedades de galaxias, obtenidas de 2dFGRS y SDSS, en los entornos de diferentes objetos activos comparando adecuadamente los resultados con los correspondientes a medios de moderada y alta densidad.

2.1 *Análisis de las muestras del 2dFGRS*

El catálogo Two Degree Field Galaxy Redshift Survey (2dFGRS) dispone de aproximadamente 250000 espectros obtenidos con el espectrógrafo de 2 grados de campo en el telescopio anglo-australiano en Siding Spring, Australia, el cual puede tomar 400 espectros simultáneamente. Las galaxias cubren un área de aproximadamente 2000 grados cuadrados ubicadas en 2 franjas de declinación contiguas, la franja Sur ($-37^{\circ}.5 \leq \delta \leq -22^{\circ}.5$; $21^h40^m \leq \alpha \leq 3^h30^m$) y la franja Norte ($-7^{\circ}.5 \leq \delta \leq 2^{\circ}.5$; $9^h50^m \leq \alpha \leq 14^h50^m$) y 100 campos distribuidos uniformemente sobre 7000 grados cuadrados en la región Sur (Colless et al. 2001). Estas galaxias fueron seleccionadas del catálogo fotométrico APM con magnitud límite corregida por extinción $b_j = 19.45$. También se tomaron espectros de ≈ 25000 quasars. Algunas pequeñas deficiencias que presenta este catálogo son la incompletitud debido a la falta de uniformidad espacial en las mediciones de los espectros, y las variaciones en magnitud límite aparente para diferentes posiciones en el cielo debido a las calibraciones fotométricas. Estos efectos pueden tenerse en cuenta y cuantificarse con máscaras de completitud que se encuentran disponibles para este catálogo.

Las propiedades espectrales de estas galaxias son caracterizadas usando el método de Análisis de Componente Principal (PCA) (Madgwick et al. 2002) el cual usa toda la información espectral dentro del rango de longitud de onda 3700 a 6650 Å y los diagnósticos ópticos entre OII y $H\alpha$. Los espectros de las galaxias de 2dF son clasificados por un parámetro simple, η , el cual es una combinación lineal de la primera y segunda componente principal que aísla la intensidad relativa de las líneas de emisión y absorción del espectro de cada galaxia. Físicamente η es un buen indicador de la tasa de formación estelar por unidad de luminosidad y está relacionado con el tipo morfológico de la galaxia. La tasa de formación estelar es reflejada en el espectro

de la galaxia y puede ser cuantificada con el índice de tipo espectral η (Norberg et al. 2002). Las galaxias tempranas con baja tasa de formación estelar tienen valores típicos de $\eta < -1.4$ y las galaxias tardías débiles tienen $\eta > 1.4$. Madgwick et al. (2002) mostró que existe una correspondencia razonable entre η y el tipo morfológico, usando espectros con buena relación señal-ruido de una muestra de Kennicutt (1992), donde $\eta = -1.4$ aproximadamente delimita la transición entre tipos morfológicos tempranos y tardíos, como se observa en la Fig. 2.1.

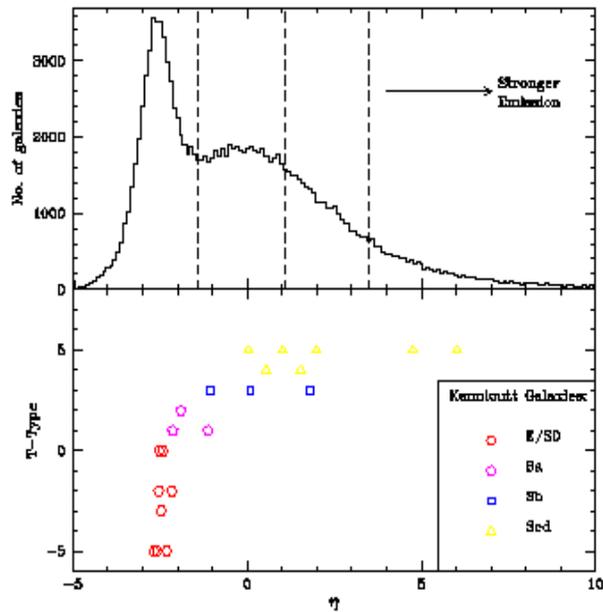


Fig. 2.1: Distribución observada de tipos espectrales η . Las líneas de punto dividen las regiones correspondientes a los distintos tipos morfológicos. El panel inferior muestra la correlación entre η y el tipo morfológico para una muestra de galaxias tomadas del Atlas de Kennicutt (1992) (Madgwick et al. 2002)

2.1.1 Muestras seleccionadas

Para realizar un análisis comparativo seleccionamos diferentes muestras de objetos tomadas de diferentes catálogos con distribución de redshifts aproximadamente similar, para obtener resultados comparables. La muestra de quasars y galaxias de núcleos activos, AGs, fue obtenida del catálogo de Véron-Cetty & Véron (2001), "Quasars and Active Galactic Nuclei, 10th edition", el cual incluye también a quasars del 10K 2dF Quasar redshift Survey (Croom et al. 2001). Además se utilizó una muestra aleatoria de galaxias y, por razones de completitud, también se

analizó una muestra de grupos de galaxias del 2dFGRS (Merchan & Zandivarez 2002). Teniendo en cuenta que la mayoría de las galaxias *huésped* de quasars y AGNs son galaxias elípticas muy luminosas (McLure & Dunlop 2001, Dunlop et al. 2003) se seleccionó una muestra de galaxias brillantes de tipo temprano ($\eta < -1.4$ y $M_{b_J} < -21$) del 2dFGRS para comparar el medio de los quasars con el de galaxias de similares características que sus *huéspedes*. El rango de redshift de estas muestras esta restringido a $0.1 < z < 0.2$ debido al fuerte gradiente de galaxias a $z = 0.2$ y la falta de quasars próximos a $z \approx 0.1$. Las principales características de las muestras seleccionadas están resumidas en la Tabla 2.1.

Tab. 2.1: Características de la muestras.

Muestra	Numero de objetos centro	Referencia	Principales Características
Quasars	18	Véron-Cetty & Véron (2001)	$M_B \leq -23$
AGs	50	Véron-Cetty & Véron (2001)	$M_B > -23$
Grupos	328	Merchán & Zandivarez (2002)	$\bar{M}_{vir} = 8.5 \times 10^{13} h^{-1} M_\odot$
G. Tipo Temprano	512	Colles et al. (2001)	$\eta < -1.4, M_{b_J} < -21$
Galaxias	1530	Colles et al. (2001)	$b_{Jlim} = 19.45$

Para cada objeto de estas muestras se buscaron galaxias trazadoras, tomadas del 2dFGRS, dentro de una distancia proyectada r_p y restringidas a una diferencia de velocidad radial $\Delta V < 500 \text{ kms}^{-1}$ con respecto a las muestras de centros. Este límite en ΔV es debido a que, por la presencia de velocidades peculiares, los efectos de pequeñas escalas son dispersados sobre algunos megaparsecs en la dirección radial y el valor promedio estimado en la dispersión de velocidades es $\sim 300 \text{ kms}^{-1}$.

2.1.2 Análisis de tipos espectrales

Como fue mencionado anteriormente, $\eta = -1.4$ es el valor aproximado de la transición entre tipos morfológicos tempranos y tardíos. Por otro lado, los valores de $\eta > 3.5$ son indicadores de galaxias particularmente activas, tales como *'starbursts'* con episodios recientes de formación estelar o galaxias de núcleos activos, AGNs.

Teniendo en cuenta los valores de estos parámetros, se calculó la fracción, F_1 , de *'starburst'* y AGNs ($\eta > 3.5$) y la fracción, F_2 , de galaxias de tipo espectral temprano $\eta < -1.4$, relativos al número total de objetos en cada bin de distancia proyectada para todas las muestras seleccionadas. Para el cálculo de la distancia proyectada asumimos una cosmología plana ($q_0 = 0.5$) y una constante de Hubble $H_0 = 100 \text{ kms}^{-1} h^{-1} \text{ Mpc}$

En la Figura 2.2 puede observarse que los entornos de quasars presentan una mayor fracción de galaxias con una fuerte actividad de formación estelar hasta distancias proyectadas de $r_p \sim$

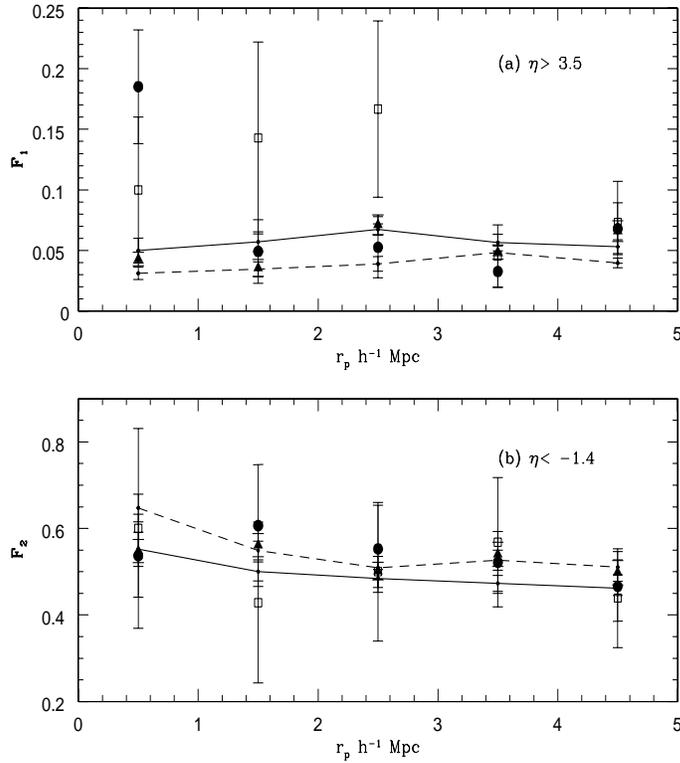


Fig. 2.2: Fracción de galaxias con líneas de emisión ($\eta > 3.5$), F_1 , y fracción de galaxias tempranas ($\eta < -1.4$), F_2 , relativo al número total de objetos en cada bin de distancia proyectada. Las vecindades de cuasars, galaxias activas (AGs), y grupos 2dF son representadas por cuadrados vacíos, círculos y triángulos llenos respectivamente. La línea sólida representa los entornos de la muestra de galaxias normales y la línea cortada corresponde a la muestra de galaxias brillantes tempranas ($\eta < -1.4$ y $M_{b_j} < -21$) (Coldwell & Lambas 2003).

$3 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$. Por otro lado, los entornos de galaxias activas, AGs, muestran una alta fracción de galaxias con líneas de emisión dentro de $r_p \sim 1 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$. En los medios circundantes de galaxias 2dF típicas se observa una fracción constante y pequeña de galaxias con $\eta > 3.5$, la cual es similar a la de los entornos de galaxias tempranas y grupos de galaxias. Es importante destacar que la fracción de 'starburst' y AGNs en los grupos no es significativamente menor que la correspondiente a los entornos de galaxias típicas, indicando que los entornos de sobredensidad moderada no inhiben completamente la presencia de estos tipos de galaxias. La fracción de tipos espectrales $\eta < -1.4$ es mayor en las vecindades de galaxias tempranas luminosas, lo cual es consistente con la segregación morfológica (Dressler 1980), mientras que esta fracción es similar para las muestras restantes. Las barras de error en las figuras de este Capítulo fueron calculadas con la técnica *bootstrap resampling* (Barrow et al. 1984).

Como fue mencionado anteriormente, las galaxias con tipos espectrales $\eta > 3.5$ presentan una intensa actividad que puede ser debida a episodios recientes de formación estelar o a galaxias de núcleos activos no encontrándose discriminadas unas de otras. Existe una gran cantidad de estudios sobre esta conexión entre AGNs y 'starburst' (Coziol et al. 2000, Kewley et al. 2000). Los 'starburst' pueden inducir la formación de un agujero negro masivo y las AGNs pueden disparar la formación estelar en la galaxia huésped. Observacionalmente, las galaxias 'starburst' pueden separarse de las AGNs mediante diagramas de diagnóstico BPT del cociente de intensidades de sus líneas de emisión, como fue explicado en el Capítulo anterior, pero las regiones del espectro que indican la formación estelar pueden estar contaminadas si el espectro nuclear no fue extraído apropiadamente. Además se debe tener en cuenta algunas AGNs de baja luminosidad pueden estar ocultas por una región de formación estelar circunnuclear (Donzelli & Pastoriza 2000).

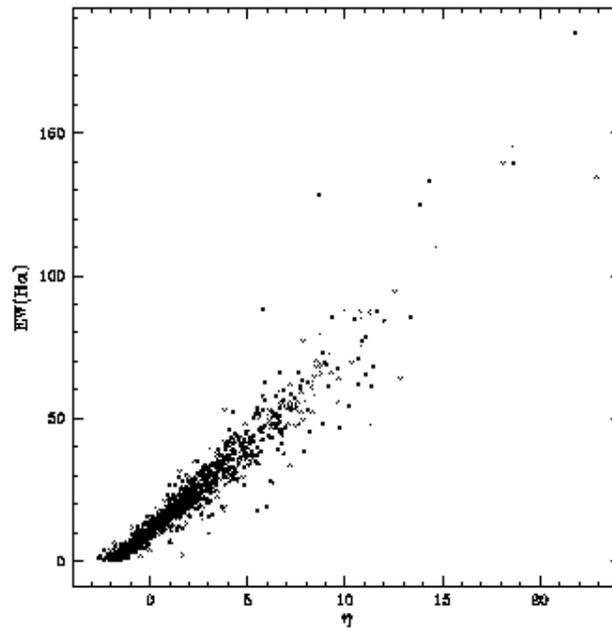


Fig. 2.3: Relación entre el ancho equivalente $EW(H\alpha)$ y el parámetro espectral η para galaxias con líneas de emisión (Madgwick et al. 2002).

Existen otros parámetros vinculados con la formación de estrellas y que muestran una relación aproximadamente lineal, aunque con cierta dispersión, entre el índice de tipo espectral η y el ancho equivalente de $H\alpha$, $EW(H\alpha)$, como indica Madgwick et al. (2002) en la Fig 2.3, la tasa de formación estelar por unidad de luminosidad ($SFR[M_{\odot}yr^{-1}]$) y la tasa de nacimiento

Tab. 2.2: $\langle SFR \rangle$ y $\langle b \rangle$ para las diferentes muestras dentro de $2 h^{-1}$ Mpc.

Muestras	$\langle SFR \rangle (M_{\odot}/yr)$	$\langle b \rangle$
Quasars	1.10 ± 0.36	0.92 ± 0.14
AGs	0.64 ± 0.10	0.90 ± 0.09
Grupos	0.34 ± 0.01	0.80 ± 0.01
G. Tipo temprano	0.44 ± 0.02	0.74 ± 0.01
Galaxias	0.31 ± 0.02	0.83 ± 0.01

de estrellas dada por el parámetro b dados por Kennicutt (1998) y Carter et al. (2001). Teniendo en cuenta estos trabajos adoptamos las siguientes relaciones lineales:

$$SFR(M_{\odot}/yr) \sim 2.8 \times 10^{-12} L_B / L_{B_{\odot}} EW(H_{\alpha}); \quad (2.1)$$

$$EW(H_{\alpha}) = 5.64\eta + 10.9; \quad (2.2)$$

$$b = 0.25\eta + 1.06. \quad (2.3)$$

En un intento por diferenciar la contribución de galaxias con intensa formación estelar en la alta fracción de tipos espectrales $\eta > 3.5$ de los entornos de quasars, se calculó el parámetro de nacimiento b para todas las muestras. Los resultados de la Fig. 2.4 confirman la tendencia de los entornos de quasars y AGs a estar poblados por galaxias con mayor formación estelar que la encontrada para los medios circundantes de grupos de galaxias y galaxias típicas. La Tabla 2.2 muestra los valores promedios de estos parámetros para las distintas muestras.

Estos resultados fueron también testeados para una muestra de galaxias de baja luminosidad $M > -19.5$ y $\eta > 3.5$ las cuales tienen altos valores de $EW(H_{\alpha})$ y están libres de contaminación por AGNs (Carter et al. 2001). Estas muestras restringidas mostraron valores similares a los encontrados para la muestra total, lo que nos permite concluir que los entornos de quasars están poblados por galaxias con intensa actividad de formación estelar.

2.1.3 Distribución de luminosidades y tipos espectrales

En la sección anterior se mostró que existe un exceso de galaxias con líneas de emisión en los entornos de quasars, comparado con los valores universales, que se extiende hasta $r_p \sim 3 h^{-1}$ Mpc. Aquí exploramos las distribuciones de luminosidad y tipos espectrales dentro de este radio para las muestras de galaxias, AGs y quasars. La magnitud absoluta de las galaxias trazadoras en 2dF fue calculada aplicando diferentes correcciones K de acuerdo al tipo espectral

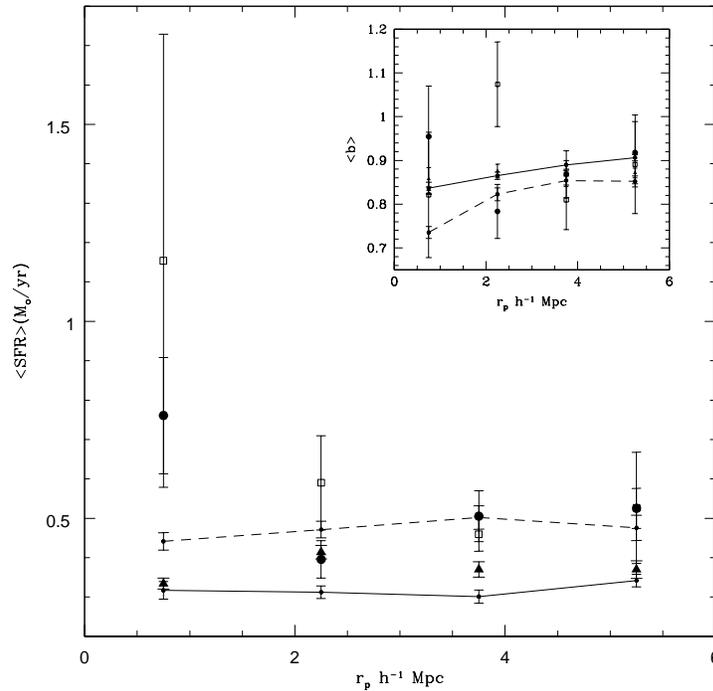


Fig. 2.4: Tasa de formación estelar promedio en función de r_p . Las vecindades de quasars, galaxias activas (AGs), y grupos 2dF son representadas por cuadrados vacíos, círculos y triángulos llenos respectivamente. La línea sólida representa los entornos de la muestra de galaxias normales y la línea cortada corresponde a la muestra de galaxias brillantes tempranas. El recuadro pequeño muestra el valor de $\langle b \rangle$ para las galaxias en las vecindades de todas las muestras (Coldwell & Lambas 2003).

de la galaxia según indica Madgwick et al. (2002).

En la Fig. 2.5 se muestran ambas distribuciones. Es posible observar un exceso de galaxias débiles en los entornos de AGs comparado con los entornos de galaxias típicas cuya distribución puede ser bien ajustada por una función gaussiana, mientras que los entornos de quasars muestran una tendencia a estar poblados por galaxias de mayor luminosidad (con un exceso de $\sim 12\%$). Por otro lado, la distribución de índices espectrales muestra un exceso de galaxias con $\eta > 3.5$ confirmando los resultados obtenidos anteriormente.

2.2 Análisis de las muestras del SDSS

Los resultados encontrados en las secciones previas son de gran relevancia y necesitan ser reforzados con estudios utilizando mayor cantidad de datos donde se puedan, además, analizar

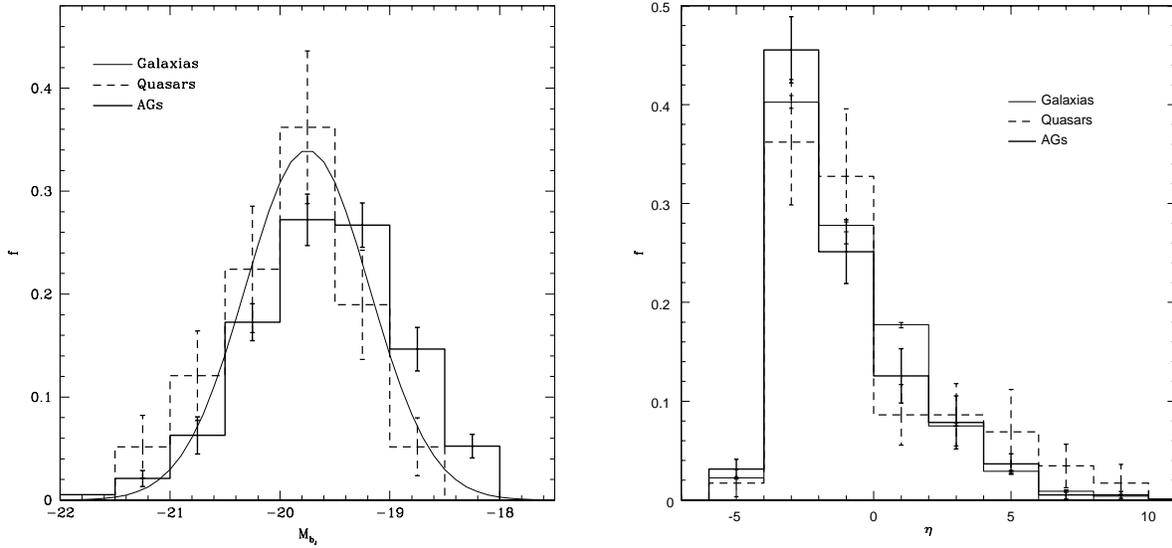


Fig. 2.5: Distribuciones de luminosidad, b_J , y tipos espectrales, η , de galaxias dentro de $r_p \leq 3 h^{-1} \text{ Mpc}$ de los targets. La líneas sólida fina, cortada y sólida gruesa corresponden a los entornos de la muestra de galaxias, quasars y AGs respectivamente (Coldwell & Lambas 2003).

otras propiedades de las galaxias.

Sloan Digital Sky Survey (SDSS), es un catálogo fotométrico y espectroscópico realizado en 5 bandas ópticas u (3543 Å), g (4770 Å), r (6231 Å), i (7625 Å), z (9134 Å) el cual cubrirá un cuarto de cielo. La fotometría de los objetos se realizó con el telescopio de 2.5 metros de Monte Palomar, mientras que la espectroscopía se realiza en un telescopio de 0.5 metros lo cual es posible dada la magnitud límite de la muestra espectroscópica. Este catálogo dispone de una gran cantidad de datos divididos en distintas muestras. En su versión final la muestra principal de galaxias, completa en magnitud (Petrosian) hasta $r_{lim} < 17.77$, tendrá ~ 900000 galaxias, en el rango $0 < z < 0.25$ con redshift medio a $z \sim 0.1$. Además tendrá una muestra de ~ 100000 galaxias rojas luminosas (LRG) más brillantes que $r=19.3$ seleccionadas por color y redshift fotométrico para obtener una muestra de galaxias de tipo temprano con $0.25 < z < 0.45$; una muestra de ~ 100000 candidatos a quasars seleccionados por color o como fuente FIRST o ROSAT; una muestra estelar de 100000 estrellas de varios tipos, asteroides ,etc.

Una gran ventaja de este Survey es su gran área de cobertura que permite, entre otras cosas, correlacionar información con otros catálogos, realizados en distintas longitudes de onda, que se encuentran en la misma región del cielo. La Fig. 2.6 muestra el área de cobertura de varios survey que se encuentran en la misma región que SDSS tales como 2dFGRS, Las Campanas

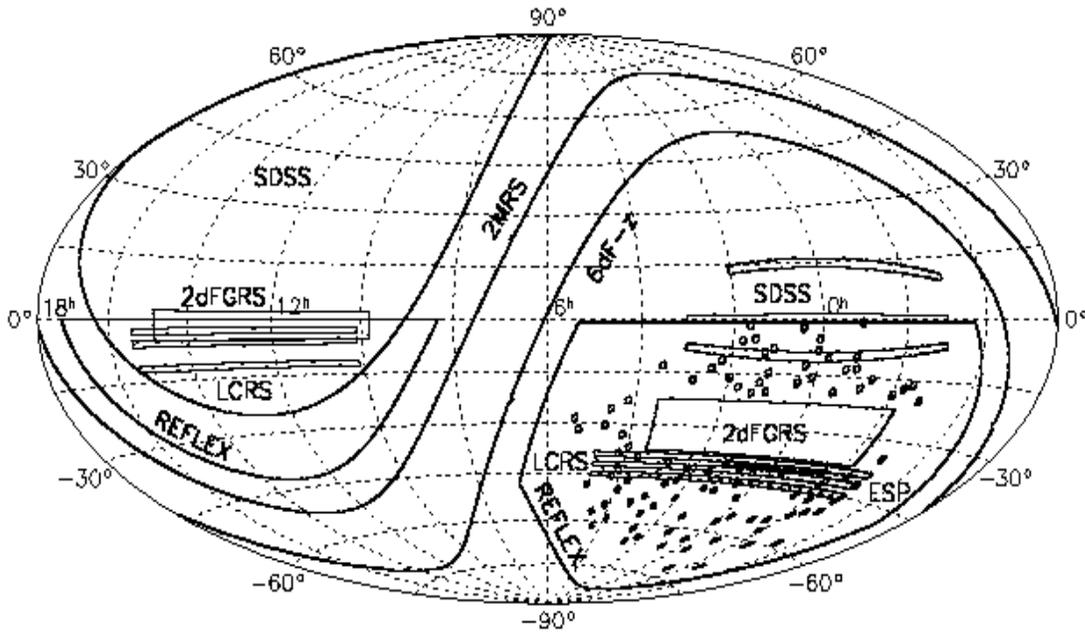


Fig. 2.6: Area de cobertura de SDSS y otros catálogos (Colles 2000).

Redshift Survey, REFLEX, etc.

La muestra de quasars SDSS utilizada para este trabajo esta definida por aquellos objetos que tienen al menos una línea de emisión con un ancho a mitad de línea mayor que 1000 km s^{-1} y luminosidades más brillantes que $M_i = -23$ (Schneider et al. 2003).

Los grupos de galaxias fueron identificados por Merchán & Zandivarez (2005) usando una versión mejorada del algoritmo friends-of-friends desarrollado por Huchra & Geller (1982). Estos grupos tienen dispersiones de velocidades medias de 230 km s^{-1}

Para descartar definitivamente la hipótesis de que los quasars residen en regiones correspondientes a las de centros de grupos de galaxias utilizamos, para este análisis, tres muestras diferentes, tomadas del SDSS, con el objetivo de realizar una apropiada comparación de los entornos de quasars con los de galaxias típicas y grupos de galaxias.

El análisis de las propiedades de galaxias en los diferentes entornos se realizó en 2 rangos de redshifts para explorar la dependencia de los resultados con la luminosidad. Las muestras de galaxias fueron seleccionadas al azar y con la misma distribución de redshifts que los quasars para obtener resultados comparables. La muestra de grupos de galaxias fue restringida a grupos de más de 8 miembros para obtener entornos de mayor densidad que el de galaxias y, también, fueron restringidos para tener similares distribuciones de z que los quasars. Las muestras selec-

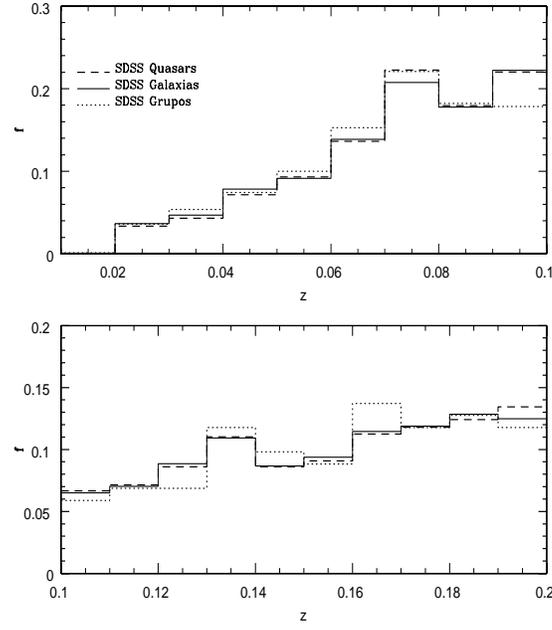


Fig. 2.7: Distribuciones relativas de redshifts para las muestras SDSS seleccionadas en los rangos $0.02 < z < 0.1$ ($Z1$), $0.1 < z < 0.2$ ($Z2$)(Coldwell & Lambas 2006).

cionadas son:

$0.02 < z < 0.1 \implies Z1$: 418 Quasars SDSS, 1147 Galaxias SDSS y 779 Grupos de galaxias SDSS.

$0.1 < z < 0.2, \implies Z2$: 1652 Quasars SDSS, 1153 Galaxias SDSS, 102 Grupos de galaxias.

Las distribuciones de redshifts para estos centros se muestra en la Fig. 2.7. Se tomaron como trazadoras a todas las galaxias de SDSS dentro de distancias proyectadas $r_p < 3 h^{-1}$ Mpc y con diferencia de velocidad radial $\Delta V < 500 \text{ km s}^{-1}$ relativa a los targets.

2.2.1 Propiedades Fotométricas

SDSS provee diferentes mediciones para las magnitudes de los objetos, por ej. magnitud asinh, petrosian, point spread function, etc. Las magnitudes Petrosian tienen la ventaja de ser independientes del modelo y abarcan una gran fracción del flujo total aproximadamente constante con el redshifts. La magnitud utilizada para este trabajo es una forma modificada del sistema de Petrosian (1976) el cual mide el flujo de las galaxias dentro de una apertura circular cuyo radio

está definida por la forma del perfil de luz azimuthal promedio con el fin de medir una fracción constante de luz total, independiente de la posición y distancia de los objetos.

Colores SDSS

Los colores de las galaxias pueden ser utilizados como estimadores de la población y evolución de galaxias. Por ejemplo, en los cúmulos de galaxias la fracción de galaxias rojas indica que pertenecen a una población vieja con baja tasa de formación estelar, SFR. Por otro lado, las galaxias en grupos pobres o en el campo son más azules y con mayor SFR.

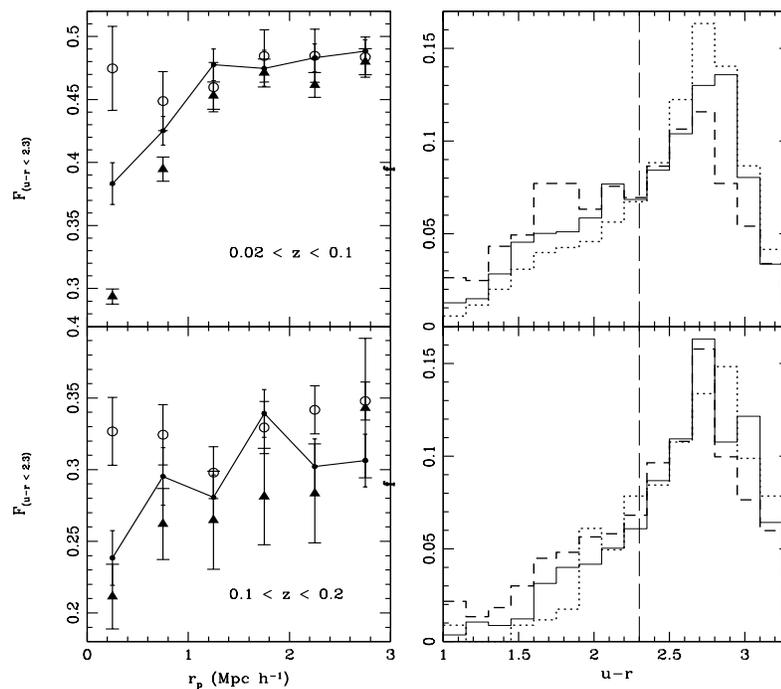


Fig. 2.8: Izquierda: Fracción de galaxias azules, $u-r < 2.3$, relativo al número total en cada bin de distancia proyectada r_p de los targets: entornos de quasars (círculos vacíos), galaxias típicas (líneas sólidas), y grupos de galaxias (triángulos llenos). Derecha: Distribuciones de colores $u-r$ de las galaxias vecinas, dentro de $r_p < 0.5 h^{-1} \text{ Mpc}$, para quasars (línea cortada), grupos de galaxias (línea punteada) y galaxias típicas (línea sólida) en los rangos $Z1$ y $Z2$ (Coldwell & Lambas 2006).

Con el propósito de detectar algún efecto distintivo de la población de galaxias en los entornos de quasars, se analizó la distribución relativa de colores $u-r$ de las galaxias vecinas en los diferentes medios. Para ello se calcularon los colores $u-r$ utilizando magnitudes absolutas corregidas por extinción y con corrección K según Blanton et al. (2003.)

La distribución de colores, panel derecho Fig. 2.8, muestra un exceso de galaxias azules en los entornos de los quasars con respecto a las otras muestras. Para determinar la significancia de este exceso, se calculó la fracción relativa de galaxias más azules que un valor umbral dado por $u - r < 2.3$, el cual corresponde aproximadamente al valor medio de $u - r$ para las galaxias del catálogo espectroscópico a $z < 0.2$.

En el panel izquierdo de la Fig. 2.8, puede observarse que la fracción de vecinos azules de galaxias típicas tiende a decrecer a menores separaciones. Este efecto puede ser interpretado como la relación usual densidad-morfología (Dressler 1980), y como es esperado, este decrecimiento es aun mayor en las proximidades de los grupos de galaxias.

Sin embargo, contrario a este comportamiento, la fracción de galaxias azules se incrementa a pequeñas separaciones de la muestra de quasars. Este resultado es quizás indicativo de los procesos de feedback operados por quasars los cuales pueden retrasar la formación estelar en etapas tempranas permitiendo una actividad más reciente proveniente del gas remanente o, por otro lado, podría implicar la preferencia de los objetos activos a estar ubicados en medios intergalácticos ricos en gas para favorecer el proceso de alimentación del agujero negro.

Morfología

Dentro de la gran cantidad de datos de SDSS, se dispone de los radios proyectados que contienen el 50% (r_{50}) y 90% (r_{90}) de los flujos Petrosian para cada banda. El cociente de estos flujos generan el índice de concentración, C , el cual está directamente relacionado con la morfología de las galaxias. Las galaxias con perfil de de-Vaucouleurs tienen valores de $C \sim 3.3$ y las galaxias tipo disco índices de concentración $C \sim 2.4$. Utilizamos este parámetro como clasificador morfológico para analizar los medios circundantes de quasars.

En la Fig. 2.9 se muestra la distribución de índices de concentración y la fracción de galaxias de tipo tardío definidas con $C < 2.5$ como función de la distancia proyectada, r_p , a los centros. Se observa un exceso de aproximadamente el 20% de galaxias tipo-disco en las vecindades de quasars. Este valor es consistente con el exceso encontrado para la fracción de galaxias azules alrededor de quasars.

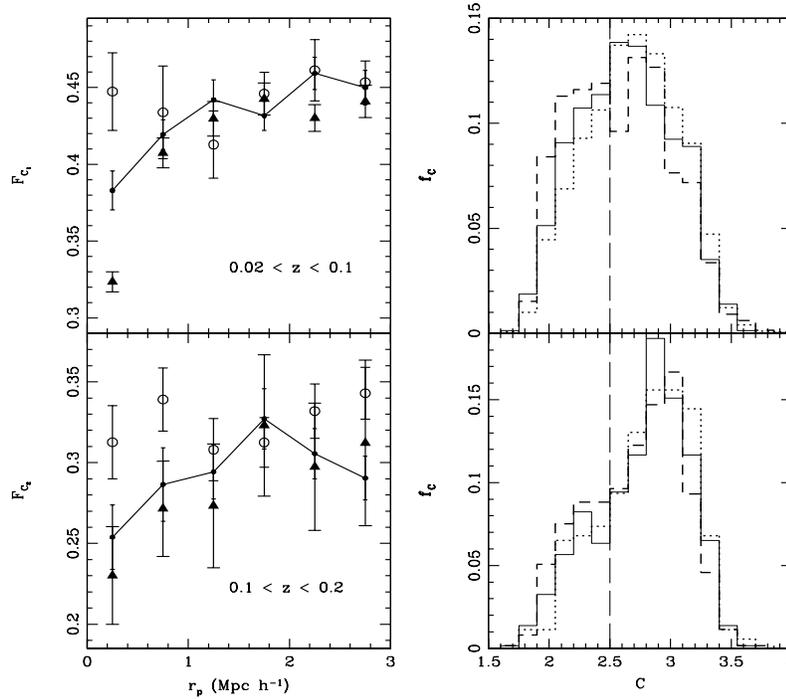


Fig. 2.9: Izquierda: Fracción relativa de galaxias tipo disco, $C < 2.5$, en los entornos de quasars (círculos vacíos), galaxias típicas (líneas solidas), y grupos de galaxias (triángulos llenos). Derecha: Distribuciones de índices de concentración C de las galaxias vecinas, dentro de $r_p < 0.5 h^{-1}$ Mpc, para quasars (línea cortada), grupos de galaxias (línea punteada) y galaxias típicas (línea sólida) en los rangos Z1 y Z2 (Coldwell & Lambas 2006).

2.2.2 Propiedades espectrales

Clasificación por tipo espectral

La regulación de la formación estelar en las galaxias puede estar fuertemente influenciada por las compañeras más próximas. Además de los efectos del medio circundante, las galaxias en pares tienen un incremento en la formación estelar con respecto a una muestra de control con similares características, el cual es más fuerte en pares de galaxias de campo que en pares ubicados en grupos. Lambas et al. (2003) y Alonso et al. (2004, 2006) encontraron una clara evidencia de que la formación estelar se incrementa en un 40% en las interacciones para pequeñas distancias proyectadas $r_p < 25 h^{-1}$ kpc y velocidades relativas, $\Delta V < 350 \text{ km s}^{-1}$.

Por otro lado, la alimentación de los agujeros negros masivos en los centros de las galaxias puede requerir condiciones particulares las cuales pueden estar, también, fuertemente influenciadas por el medio. Aunque a altos redshifts los quasars están frecuentemente asociados a

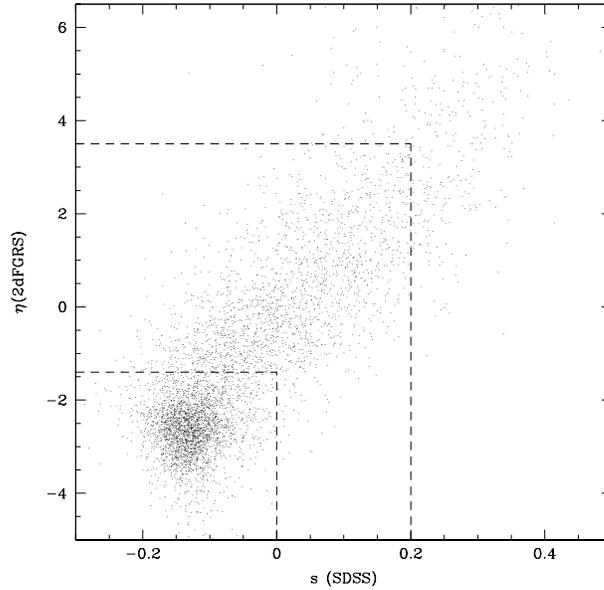


Fig. 2.10: Relación entre tipos espectrales para galaxias comunes de Sloan, s y 2dFGRS, η .

cúmulos de galaxias en formación, a bajo redshifts, los entornos de altas y moderadas sobredensidades pueden ser hostiles a la presencia de agujeros negros supermasivos (Coldwell et al. 2002, Coldwell & Lambas 2003).

En la sección anterior se exploró la naturaleza de las galaxias en la vecindad de diferentes muestras usando el índice espectral η de 2dFGRS. las galaxias de SDSS también están clasificadas con un parámetro de tipo espectral, s , obtenido de manera similar con el método de PCA (Connolly & Szalay 1999). El valor de s varía entre -0.35 a 0.5 para galaxias que van desde el tipo espectral temprano al tardío. Teniendo en cuenta estos valores y la relación entre s y η de la Fig. 2.10 para galaxias comunes de SDSS y 2dFGRS, consideramos que las galaxias con $s < 0$ tienen características espectrales similares a su contraparte de 2dF con $\eta < -1.4$. También las galaxias con $s > 0.2$ corresponden a galaxias 2dF con $\eta > 3.5$.

Se calculó la fracción, F_1 , de galaxias con fuerte actividad de formación estelar ($s > 0.2$) y la fracción, F_2 , de las galaxias de tipo espectral temprano ($s < 0$). Los resultados para los dos rangos de redshifts son mostrados en la Fig. 2.11. El efecto observado es similar al de galaxias 2dF (Fig. 2.2) donde las galaxias alrededor de quasars difieren significativamente de aquellas en los entornos de galaxias típicas y grupos de galaxias confirmando la existencia de una inusual población de galaxias de tipo tardío en las vecindades de quasars.

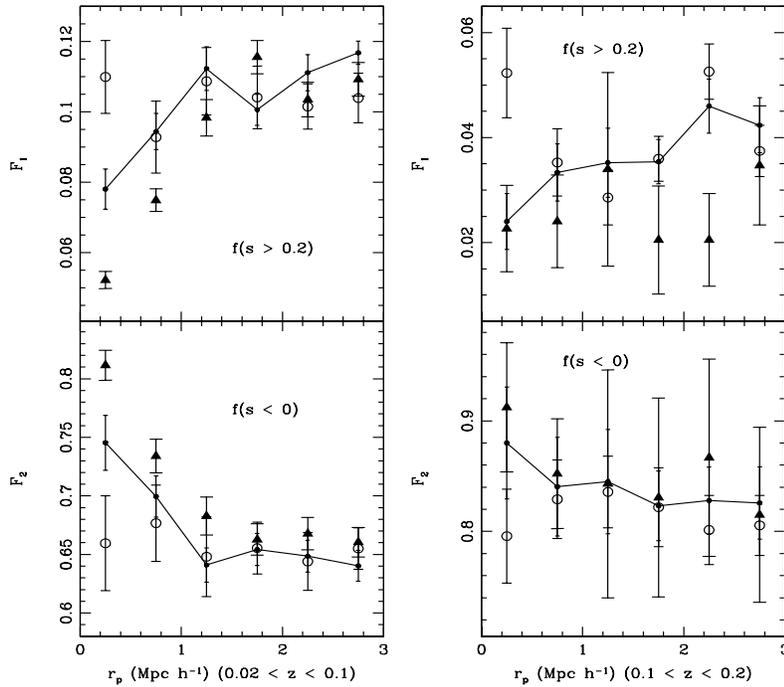


Fig. 2.11: Fracción de galaxias con líneas de emisión ($s > 0.2$), F_1 , y fracción de galaxias tempranas ($s < 0$), F_2 , relativo al número total en cada bin de r_p de los targets en los entornos de quasars (círculos vacíos), galaxias típicas (línea sólida) y grupos de galaxias (triángulos llenos) en los rangos $Z1$ y $Z2$ (Coldwell & Lambas 2006).

Formación estelar vs. AGNs

Diferentes propiedades para submuestras de galaxias de SDSS han sido derivadas, por ejemplo masas estelares, indicadores de brotes recientes de formación estelar, SFR específica (Brinchmann et al. 2004), flujos de líneas de emisión (Tremonti et al. 2004), metalicidades, clasificación de AGNs (Kauffmann et al. 2003) basados en diagramas de diagnóstico estándar utilizando cocientes de líneas de emisión, etc.

La relación entre líneas espectrales $[OIII]\lambda_{5007}$, $H\beta$, $[NII]\lambda_{6583}$ y luminosidad de $H\alpha$ puede ser utilizado para analizar posibles dependencias del número relativo de AGNs y galaxias con formación estelar en las vecindades de quasars comparados con las de grupos y galaxias típicas. Se construyó el diagrama de cociente de líneas de Baldwin, Phillips & Terlevich (BPT, 1981) y se utilizó el criterio de Kauffmann et al. (2003) para diferenciar AGNs de otras galaxias con líneas de emisión dominados por formación estelar. Mas detalles de esta relación entre líneas de emisión y la utilización en diagramas de diagnóstico será presentado en el Capítulo 4.

Según el criterio de Kauffmann una galaxia es AGN si:

$$\log([OIII]/H\beta) > 0.61/(\log([NII]/H\alpha) - 0.05) + 1.3 \quad (2.4)$$

La Fig. 2.12 muestra el diagrama BPT en el rango de redshift $Z1$ donde puede apreciarse una distribución similar de galaxias en los tres entornos. Para cuantificar estos resultados calculamos el porcentaje de AGNs vecinas dentro de $r_p < 1 h^{-1}$ Mpc para las tres muestras obteniendo que el 37.9%, 35.2% y 34.5% de galaxias en la vecindad de grupos, galaxias y quasars, respectivamente, son AGNs indicando que la actividad AGN no esta fuertemente afectada por quasars.

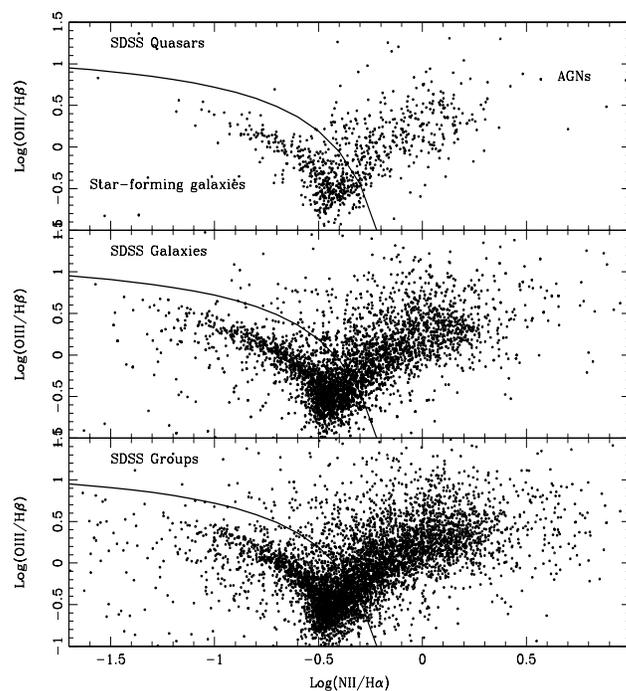


Fig. 2.12: Distribución de galaxias vecinas ($r_p < 1 h^{-1}$ Mpc) en el diagrama BPT para las tres muestras en el rango $Z1$. La línea sólida muestra la división entre galaxias con formación estelar y AGNs (Coldwell & Lambas 2006).

Teniendo en cuenta los resultados de secciones anteriores que indican que los entornos de quasars están poblados de galaxias azules, tipo disco y con alta formación estelar se quiso analizar que porcentaje de una submuestra de galaxias con estas características de morfología y color pueden ser clasificadas como AGNs. Para ello se computó la fracción de AGNs cuyas galaxias *huésped* tienen colores más azules que $g - r < 0.7$ y $C < 2.5$ encontrando el 6.7%,

5.3% y 6.4%, para esta submuestra, en los entornos de grupos, galaxias y quasars respectivamente indicando que la contribución de AGNs para la población de galaxias azules con alta formación estelar no es significativa en ninguno de los entornos. Este resultado es consistente con los estudios realizados para determinar las propiedades de las galaxias *huésped* de AGNs los cuales encuentran que la mayoría de estas galaxias que albergan un agujero negro activo son preferentemente de tipo temprano (McLure & Dunlop 2003, Kauffmann et al. 2003)

Tasas de formación estelar

Los métodos usuales para derivar tasas de formación estelar están basados en modelos donde la contribución de la emisión de las regiones HII y gas difuso ionizado son descriptos en términos de metalicidad efectiva, parámetro de ionización, atenuación por polvo a 5500\AA y cociente polvo-metal (Bruzual & Charlot 1993; Charlot et al. 2002). Teniendo en cuenta estas consideraciones, Brinchmann et al. (2004) provee una estima total de la SFR libre de bias por apertura.

Uno de los parámetros más útiles, calculado por Brinchmann et al. (2004) es la tasa específica de formación estelar, dada por SFR/M^* [yr^{-1}], donde M^* es la masa en estrellas estimada a partir del espectro. Este parámetro fue utilizado para analizar los entornos de las diferentes muestras y comprobar si los resultados son consistentes con los encontrados utilizando la estima de SFR para galaxias 2dF. En la Fig. 2.13 se observa su distribución la cual muestra que los entornos de quasars están poblados por galaxias de alta formación estelar. Este exceso fue cuantificado calculando la fracción de galaxias con $\log(SFR/M^*) > -10.0[yr^{-1}]$ (Fig. 2.13, panel izquierdo) ya que estas galaxias estarían formando una cantidad comparable a todas sus estrellas hoy con una escala de tiempo menor que el tiempo de Hubble.

Diferentes teorías han propuesto que las interacciones entre galaxias alimentan la actividad de la AGN llevando el gas dentro de las zonas más internas de las galaxias y así dentro del agujero negro. Para explorar si la frecuencia de los quasars a tener una galaxia compañera es mayor con respecto a una muestra de control y teniendo en cuenta los límites observados en las interacciones de galaxias para incrementar la tasa de formación estelar son $r_p < 100 h^{-1} \text{ kpc}$ y $\Delta V < 350 \text{ km s}^{-1}$ se calculó el porcentaje de galaxias dentro de estos valores para las tres muestras. Se encontró una baja fracción ($\leq 15\%$) de galaxias asociadas a los quasars, similar a la encontrada para galaxias en general. Este resultado indica que los quasars no requieren únicamente la presencia de una compañera próxima para explicar el fenómeno de su alimentación.

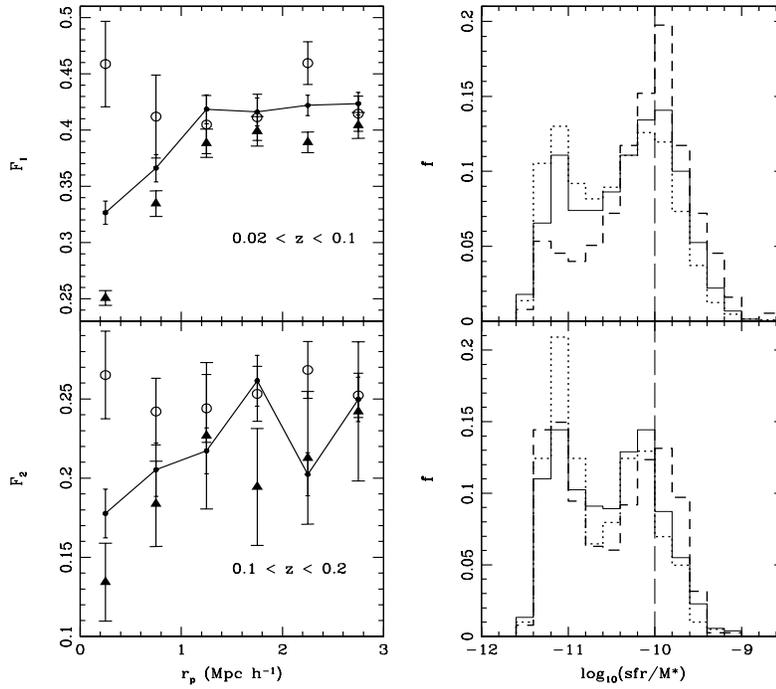


Fig. 2.13: Izquierda: Fracción relativa de galaxias con $\log(SFR/M^*) > -10.0$. Los entornos de quasars, galaxias típicas y grupos de galaxias están representados por círculos, líneas sólidas y triángulos respectivamente. Derecha: Distribución de $\log(SFR/M^*)$ dentro de $r_p < 0.5 h^{-1} \text{ Mpc}$ de los entornos de quasars (línea cortada), galaxias típicas (línea sólida) y grupos de galaxias (línea punteada) (Coldwell & Lambas 2006).

Además se calculó la fracción de $\log(SFR/M^*) > -10.0$ excluyendo los vecinos cercanos (aquellos dentro de $r_p < 100 h^{-1} \text{ kpc}$ y $\Delta V < 350 \text{ kms}^{-1}$) y los resultados obtenidos fueron similares a los de la Fig. 2.13 lo cual indica que las interacciones carecen de relevancia para explicar los entornos particulares encontrados para quasars, al menos en el contexto de esta investigación.

CAPITULO 3

DISTRIBUCIÓN Y PROPIEDADES DE GALAXIAS EN GRAN ESCALA RELATIVAS A QUASARS

En el paradigma jerárquico el Universo era originalmente casi homogéneo con algunas pequeñas fluctuaciones de densidad primordial que luego, por inestabilidades gravitacionales, fueron amplificadas hasta formar las estructuras que actualmente observamos. En el estudio de la distribución de la materia en el Universo la reducción de los fenómenos a clases específicas de objetos tales como galaxias o cúmulos de galaxias ofrece la posibilidad de comprender como se formaron y evolucionaron estas estructuras. Una de las alternativas más favorables para este estudio es el uso de mediciones estadísticas.

3.1 Funciones de Correlación

El descubrimiento de estructuras en gran escala en la distribución de galaxias y cúmulos de galaxias ha permitido el desarrollo de técnicas estadísticas para medir la agregación de las galaxias. La Función de correlación bipuntual, ξ , ha probado ser una de las herramientas más eficaces y estables para el estudio estadístico de la distribución de materia en el Universo. Además, si las fluctuaciones son gaussianas, estas determinan completamente las características de la distribución.

3.1.1 Función de correlación bipuntual $\xi(r)$

La distribución de materia puede pensarse en términos de distribución de objetos puntuales con posiciones r_i donde la probabilidad de que un objeto sea encontrado en el volumen infinitesimal δV es

$$\delta P = n\delta V \quad (3.1)$$

donde la densidad numérica media de objetos n es independiente de la posición y la probabilidad es proporcional al elemento de volumen.

La función de correlación bipuntual ξ (Peebles 1980) está definida mediante la probabilidad conjunta de encontrar un objeto en dos elementos de volumen δV_1 y δV_2 separados por una distancia r_{12} ,

$$\delta P = n^2\delta V_1\delta V_2[1 + \xi(r_{12})]. \quad (3.2)$$

Consistentemente con el principio cosmológico, que asume homogeneidad e isotropía, ξ ha sido escrita únicamente como una función de la separación entre los objetos. El factor n^2 hace la función adimensional. En una distribución Poisson (aleatoria) las probabilidades de encontrar objetos en δV_1 y δV_2 son independientes, luego la probabilidad conjunta es el producto de las probabilidades individuales (3.1),

$$\delta P = n^2\delta V_1\delta V_2. \quad (3.3)$$

En este caso no hay correlación y $\xi \equiv 0$. Si las posiciones de los objetos están correlacionadas, $\xi > 0$, si las posiciones están anticorrelacionadas, $-1 < \xi < 0$.

Si ahora elegimos un objeto al azar de la muestra, la probabilidad de que tenga un vecino a distancia r en el volumen δV es

$$\delta P = n\delta V[1 + \xi(r)]. \quad (3.4)$$

El número medio de vecinos dentro de una distancia r de un objeto elegido al azar es la integral de la ecuación (3.4),

$$\langle N \rangle = \frac{4}{3}\pi r^3 n + n \int_0^r \xi(r) dV. \quad (3.5)$$

3.1.2 Estimaciones de Distancias

Para el análisis estadístico de la distribución de objetos en el Universo es necesario el uso de estimadores de distancia. La distancia métrica de los objetos extra-galácticos no es una

información disponible. En los actuales surveys de galaxias solo se conoce el redshifts de estos objetos el cual permite realizar una estima de la distancia d a través de

$$d \approx \frac{cz}{H_0}, \quad (3.6)$$

donde c es la velocidad de la luz, z es redshift y H_0 es la constante de Hubble. Esta estima de distancias es válida solo para redshifts pequeños y está sujeta a las incertezas en el cálculo de H_0 y a la presencia de velocidades peculiares, v_{pec} de las galaxias que introducen una diferencia entre el redshift cosmológico z_{cos} y el redshift observado z_{obs} dado por:

$$v_{pec} = c \frac{(z_{obs} - z_{cos})}{1 + z}, \quad (3.7)$$

donde $v_{pec} \ll c$, típicamente $v_{pec} \sim 600 \text{kms}^{-1}$ (Pivato et al. 2006)

La distancia comóvil, δD_c , entre 2 objetos cercanos en el Universo es la distancia que permanece constante con la época si los dos objetos se están moviendo con el flujo de Hubble. En otras palabras, la distancia comóvil es la distancia propia (que es la distancia medida al tiempo de observación) dividida por el cociente del factor de escala del Universo. La distancia comóvil total en la dirección de la línea de la visual, D_c , desde el observador hasta un objeto distante es computada integrando las contribuciones infinitesimales δD_C entre eventos cercanos a lo largo de la dirección radial desde $z = 0$ hasta el objeto.

Peebles (1993) define la función:

$$E(z) \equiv \sqrt{\Omega_M(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_\lambda}, \quad (3.8)$$

la cual es proporcional al tiempo derivado del logaritmo del factor de escala a través del redshift, a los parámetros de densidad de materia y energía dados por Ω_M y Ω_λ respectivamente y al parámetro de densidad Ω_k que mide la curvatura del espacio y cumplen con la relación $\Omega_M + \Omega_k + \Omega_\lambda = 1$. Teniendo en cuenta la función 3.8 la constante de Hubble puede escribirse como $H(z) = H_0 E(z)$ que representa el valor de la constante de Hubble medida por un observador ubicado a redshift z .

La distancia comóvil total en la dirección radial se obtiene integrando las contribuciones $dz/E(z)$ las cuales son proporcionales al tiempo de tránsito de un fotón viajando a través de los intervalos de redshift dz dividido por el factor de escala a este tiempo, y viene dada por

$$D_C = D_H \int_0^z \frac{dz}{E(z)}, \quad (3.9)$$

donde D_H es la distancia de Hubble definida por $D_H \equiv c/H_0$. Resumiendo, D_C es la distancia que mediríamos localmente entre dos eventos ubicados a redshift z siguiendo el flujo de Hubble.

Esta es la forma correcta de medir distancias en grandes escalas teniendo en cuenta el flujo de Hubble. Cualquier otra medida de distancia puede derivarse en términos de ésta. Por ejemplo, la distancia comóvil entre dos objetos ubicados al mismo redshift pero separados un ángulo $\delta\theta$ es $D_M\delta\theta$ donde la distancia comóvil transversal D_M está relacionada con D_C de la siguiente manera:

$$D_M = \begin{cases} D_H \frac{1}{\sqrt{\Omega_k}} \sinh[\sqrt{\Omega_k} D_C / D_H] & \text{si } \Omega_k > 0 \\ D_C & \text{si } \Omega_k = 0 \\ D_H \frac{1}{\sqrt{\Omega_k}} \sin[\sqrt{\Omega_k} D_C / D_H] & \text{si } \Omega_k < 0 \end{cases} \quad (3.10)$$

Para el caso particular de $\Omega_\lambda = 0$ la ecuación 3.10 tiene una solución analítica de la forma

$$D_M = \frac{2c[2 - \Omega_M + \Omega_M z - (2 - \Omega_M)(1 + \Omega_M z)^{1/2}]}{H_0 \Omega_M^2 (1 + z)}. \quad (3.11)$$

Otra medida de distancia de gran utilidad es la *Distancia Diámetro Angular* D_A definida como el cociente del tamaño físico transverso de un objeto con su tamaño angular (en radianes).

$$D_A = \frac{D_M}{1 + z}, \quad (3.12)$$

Esto es útil para medir la distancia proyectada $r_p = \sigma$ entre dos objetos separados angularmente por θ , dada por

$$\sigma = D_A \theta \quad (3.13)$$

3.1.3 Estima de la Función de Correlación

Existen diferentes estimadores para el cálculo de la función de correlación bipuntual donde usualmente los más utilizados son

$$\xi = \frac{D_1 D_2}{D_1 R_2} \frac{N_{R_2}}{N_{D_2}} - 1 \quad (3.14)$$

$$\xi = \frac{D_1 D_2}{R_1 R_2} \frac{N_{R_1} N_{R_2}}{N_{D_1} N_{D_2}} - 1, \quad (3.15)$$

donde $D_i D_j$ es el número medio de pares de objetos, $R_i R_j$ es el número de pares en una muestra aleatoria y $D_i R_j$ es el número de pares entre la muestra real y la muestra aleatoria. N_{D_i} y N_{R_i} representan el número medio de objetos en el catálogo de datos y de puntos aleatorio (o random) respectivamente. La muestra aleatoria debe ser generada con la misma geometría que el catálogo real aplicando las funciones de selección angular y radial (si se dispone de información de redshifts para la muestra real). La ventaja del segundo estimador es que si la muestra de centros, D_1 , tiene pocos objetos entonces se puede seleccionar R_1 para que sea n -veces más grande que D_1 y de esa manera minimizar el ruido en el cálculo de ξ .

De esta manera puede calcularse directamente la función de correlación, usando por ejemplo el estimador de la ec. 3.15, en el espacio de redshifts como

$$\xi(s) = \frac{D_1 D_2(s)}{R_1 R_2(s)} \frac{N_{R_1} N_{R_2}}{N_{D_1} N_{D_2}} - 1, \quad (3.16)$$

donde s es la distancia en el espacio de redshifts dada por $s^2 = d_1^2 + d_2^2 - 2d_1 d_2 \cos(\theta)$, d_i es la distancia a cada objeto del par dada por la ecuación 3.6 y (θ) es la distancia angular entre ellos. $\xi(s)$ guarda información sobre los errores en el cálculo de distancias debido a las velocidades peculiares. Estas distorsiones en el espacio de redshifts se producen solo en la dirección radial tal que calculando la función de correlación $\Xi(\sigma)$ para distancias proyectadas σ (ec. 3.13) se puede tener la función de correlación en el espacio real $\xi(r)$.

En el caso de catálogos que contienen información del redshifts de las galaxias para una muestra limitada en volumen es posible calcular la función de correlación proyectada utilizando el estimador estándar en 2 dimensiones $\xi(\sigma, \pi)$

$$\xi(\sigma, \pi) = \frac{D_1 D_2(\sigma, \pi)}{R_1 R_2(\sigma, \pi)} \frac{N_{R_1} N_{R_2}}{N_{D_1} N_{D_2}} - 1 \quad (3.17)$$

y luego integrando a lo largo de la línea de la visual hasta $\pi_{max} = 60 h^{-1}$ Mpc para obtener $\Xi(\sigma)$:

$$\Xi(\sigma) = 2 \int_0^\infty \xi(\sigma, \pi) d\pi = 2 \int_0^\infty \xi_r(\sqrt{\sigma^2, y^2}) dy \quad (3.18)$$

Así, la estima de $\xi(r)$ se puede realizar invirtiendo directamente $\Xi(\sigma)$ asumiendo una función escalón $\Xi(\sigma) = \Xi_i$ en bins centrados en σ_i e interpolando entre valores para $r = \sigma_i$ (Saunders et al. 1992)

$$\xi(\sigma_i) = -\frac{1}{\pi} \sum_{j \geq i} \frac{\Xi_{j+1} - \Xi_j}{\sigma_{j+1} - \sigma_j} \ln\left(\frac{\sigma_{j+1} + \sqrt{\sigma_{j+1}^2 - \sigma_i^2}}{\sigma_j + \sqrt{\sigma_j^2 - \sigma_i^2}}\right) \quad (3.19)$$

La Ec. 3.19 es una forma simple y directa de invertir la función de correlación proyectada aunque es bastante sensible a las variaciones de $\Xi(\sigma)$, la cual debe ser una ley de potencias suave para obtener una buena inversión.

3.2 *Quasars y Estructura en Gran Escala*

En el Capítulo anterior se mostró que la alimentación de los agujeros negros masivos en el centro de las galaxias puede requerir condiciones particulares las cuales están muy influenciadas por el medio físico circundante. Aunque a alto redshift los quasars y radio galaxias están asociadas a sobredensidades del tipo de los cúmulos de galaxias, a redshifts más bajo, los entornos densos pueden presentarse hostiles a la presencia de agujeros negros masivos (Coldwell et al. 2002, Coldwell & Lambas 2003).

De esta manera, encontramos que la función de correlación cruzada resulta una herramienta estadística simple y muy conveniente para caracterizar la distribución de galaxias vecinas a estos objetos. En esta sección se computó la función de correlación en el espacio de redshift, $\xi(s)$, y en el espacio real, $\xi(r)$, para las muestras de objetos seleccionadas en el Capítulo anterior, extraídas de SDSS y 2dFGRS. La muestra de quasars y AGNs correlacionadas con galaxias del 2dFGRS fueron actualizadas para el catálogo de Véron-Cetty & Véron (2003) (Véron 2003). En este caso particular se utilizó para el cálculo de ξ el estimador dado por la ec. 3.14.

En los resultados encontrados en la Fig. 3.1 puede apreciarse la baja amplitud de clustering alrededor de los quasars, del catálogo de Véron (2003), en contraste con las muestras de galaxias y grupos de galaxias. Incluso los entornos de AGNs muestran mayores sobredensidades. Esta diferencia entre quasars y AGNs puede implicar una posible dependencia de la distribución de las galaxias de los medios circundantes con la luminosidad del objeto activo central.

Los errores para las funciones de correlación fueron computados usando la técnica jack-knife (Lupton 1993) para la cual dividimos la muestra en 10 regiones del cielo de aproximadamente igual área. Luego se computa el valor de ξ 10 veces, dejando cada vez, una región diferente del cielo fuera de la muestra total y se obtiene la dispersión entre estos valores que es directamente la incerteza en ξ .

Las funciones de correlación bipuntual observadas para las galaxias, $\xi(r)$ y $\xi(s)$, pueden ser bien aproximadas por una ley de potencias (Peebles 1993) de la forma $\xi(r) = \left(\frac{r_0}{r}\right)^{-\gamma}$ y

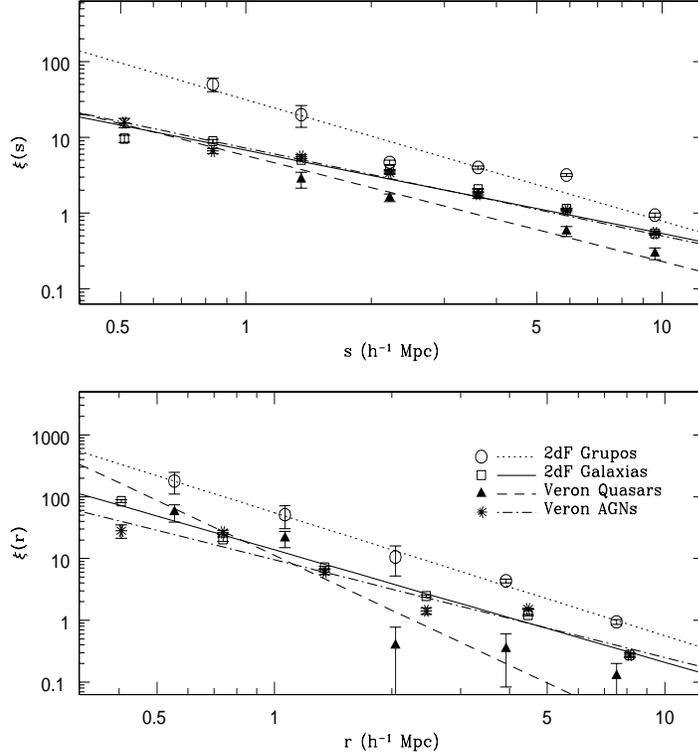


Fig. 3.1: Función de correlación cruzada en el espacio de redshift, $\xi(s)$, y espacio real, $\xi(r)$, para las muestras del 2dFGRS. Las barras de error fueron calculadas usando la técnica jack-knife. Las líneas corresponden al mejor ajuste de una ley de potencias.

$\xi(s) = \left(\frac{s_0}{s}\right)^{-\gamma_s}$. Para cada función de correlación se ajustó una ley de potencias y se calcularon los parámetros de correlación r_0 , γ , s_0 y γ_s . Un resumen de estos resultados se muestra en la Tabla 3.1.

La misma técnica fue aplicada para las muestras SDSS descritas en el Capítulo 2. Una de las limitaciones observacionales del catálogo SDSS y que debe tenerse en cuenta para las mediciones estadísticas es la colisión de fibras. Dentro de una misma placa las fibras utilizadas para medir espectros no pueden estar más próximas que $55''$ lo cual corresponde a una separación transversa comóvil de $0.1 h^{-1} \text{ Mpc}$ a $z = 0.1$. La colisión de fibras tiene efectos significativos en la estima de la función de correlación por debajo de esta escala por lo que estas mediciones han sido realizadas para distancias mayores, dependiendo del redshift, para evitar valores artificiales de ξ en pequeñas separaciones. A distancias mayores que las establecidas por la separación de las fibras, el efecto en los resultados de las funciones de correlación son despreciables (Zehavi et al. 2002).

Tab. 3.1: Parámetros de función de correlación para muestras del 2dFGRS

Target	s_0	γ^s	r_0	γ
Véron Quasars	3.54 ± 0.70	1.39 ± 0.20	2.30 ± 0.56	2.89 ± 0.80
Véron AGNs	5.48 ± 0.51	1.16 ± 0.06	4.18 ± 0.78	1.58 ± 0.20
2dF Galaxias	5.71 ± 0.78	1.10 ± 0.09	4.23 ± 0.28	1.82 ± 0.08
2dF Grupos	8.57 ± 1.87	1.60 ± 0.16	7.48 ± 0.63	1.99 ± 0.08

Tab. 3.2: Parámetros de función de correlación para muestras del SDSS

$0.03 < z < 0.1$				
Target	s_0	γ^s	r_0	γ
SDSS Quasars	5.47 ± 0.53	1.19 ± 0.07	4.09 ± 0.34	1.79 ± 0.11
SDSS Galaxias	7.74 ± 0.70	1.01 ± 0.05	3.6 ± 0.16	2.07 ± 0.08
SDSS Grupos	8.65 ± 1.01	1.63 ± 0.09	6.11 ± 0.71	2.25 ± 0.15
$0.1 < z < 0.2$				
SDSS Quasars	6.69 ± 0.81	1.18 ± 0.07	4.85 ± 0.27	1.85 ± 0.07
SDSS Galaxias	7.31 ± 1.05	1.25 ± 0.09	5.52 ± 0.74	1.82 ± 0.14
SDSS Galaxy Grupos	12.20 ± 2.27	1.60 ± 0.16	8.67 ± 1.26	2.19 ± 0.14

Los resultados de las funciones de correlación para las muestras de SDSS son presentados en la Fig. 3.2, y un resumen de los parámetros obtenidos del ajuste para una ley de potencias se muestra en la Tabla 3.2. Estos valores proveen una fuerte confirmación a los encontrados para los datos de 2dFGRS indicando que los quasars no están ubicados en regiones comparables a grupos de galaxias sino que se localizan en sobredensidades similares a las de galaxias típicas.

Pueden notarse los bajos valores de la longitud de correlación correspondiente a los quasars de Véron (2003) con respecto a los quasars SDSS, esto puede deberse a que a bajo redshift, la mayoría de los quasars SDSS son clasificados como AGNs (Seyfert I) por Véron (2003) debido a su baja luminosidad, ya que Véron toma un valor arbitrario $M_B = -23$ para dividir a la muestra de objetos activos en quasars y AGNs.

3.2.1 Estimaciones de densidades

Una útil caracterización de la densidad local de galaxias puede también ser obtenida midiendo la distancia al n -ésimo vecino más próximo y estimando la densidad dentro de esta distancia. La ventaja de este método es que usa sistemáticamente escalas más grandes en regiones de menor densidad, lo cual mejora la sensibilidad y la precisión en regiones de baja densidad. Esta es una estimación bidimensional porque utiliza información del redshift para minimizar los efectos de proyección. Se selecciona un intervalo fijo de velocidad relativa de $\Delta V = 1000 \text{ km s}^{-1}$

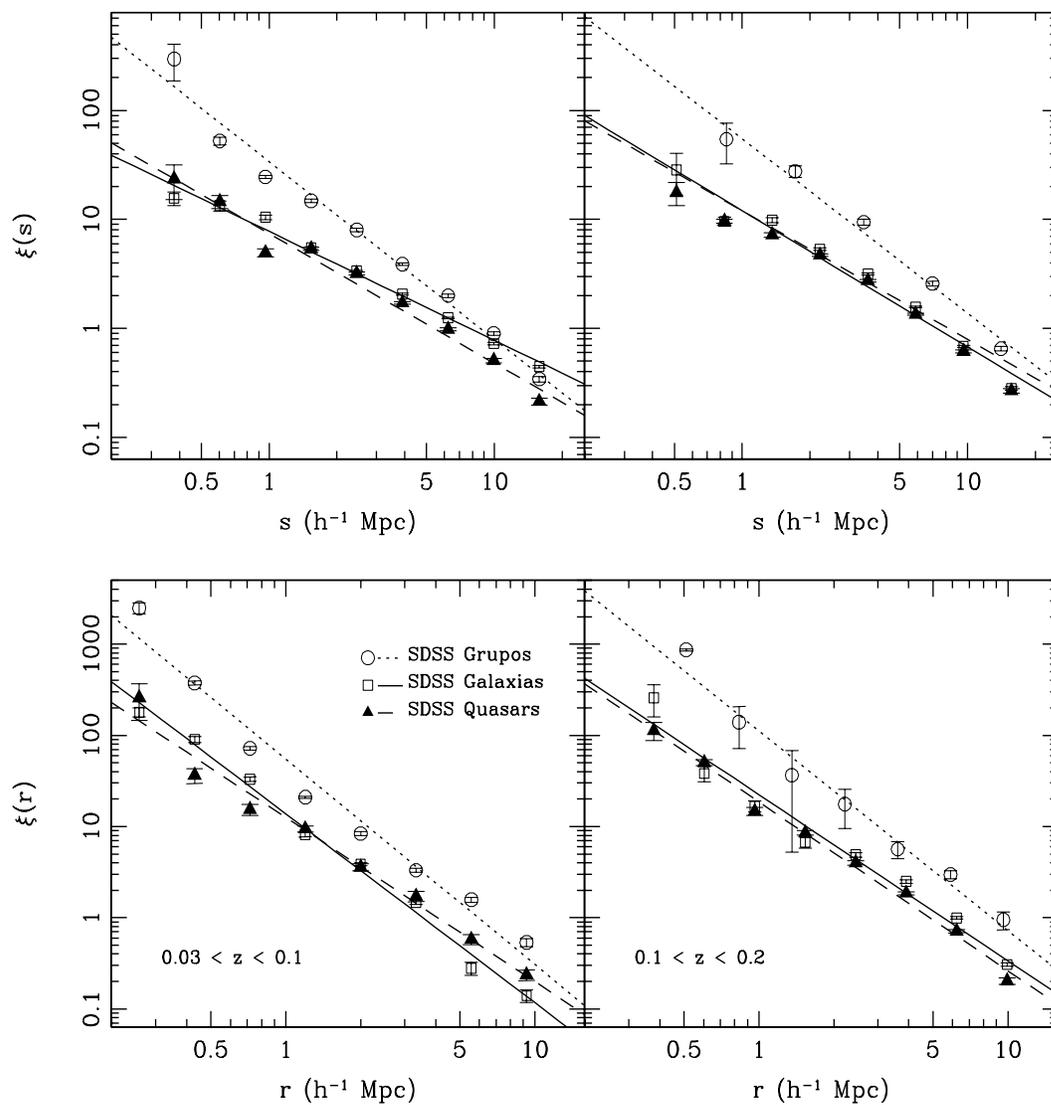


Fig. 3.2: Función de correlación cruzada en el espacio de redshift, $\xi(s)$, y espacio real, $\xi(r)$, para los 2 rangos de redshift de las muestras de SDSS. Las líneas corresponden al mejor ajuste para una ley de potencias.

para computar la densidad local la cual corresponde, por ejemplo, a galaxias dentro de $\sim 3\sigma$ (σ corresponde a la dispersión de velocidades de las galaxias) del centro de un cúmulo de galaxias (Balogh et al. 2004) y esto permite incluir galaxias en sistemas con altas dispersiones de velocidades.

Dada las baja densidad encontrada para los entornos de quasars, similares a las de galaxias, en el caso de la muestra de SDSS, calculamos la densidad superficial, Σ_1 y Σ_5 , correspondiente a las distancias proyectadas d_1 y d_5 al primero y quinto vecino más brillante que $M_r < -20.5$ respectivamente. Este límite en magnitud absoluta asegura completitud dentro del rango de redshifts explorado, $z < 0.2$. La densidad superficial es calculada como:

$$\Sigma_N = \frac{N}{\pi d_N^2} \quad (3.20)$$

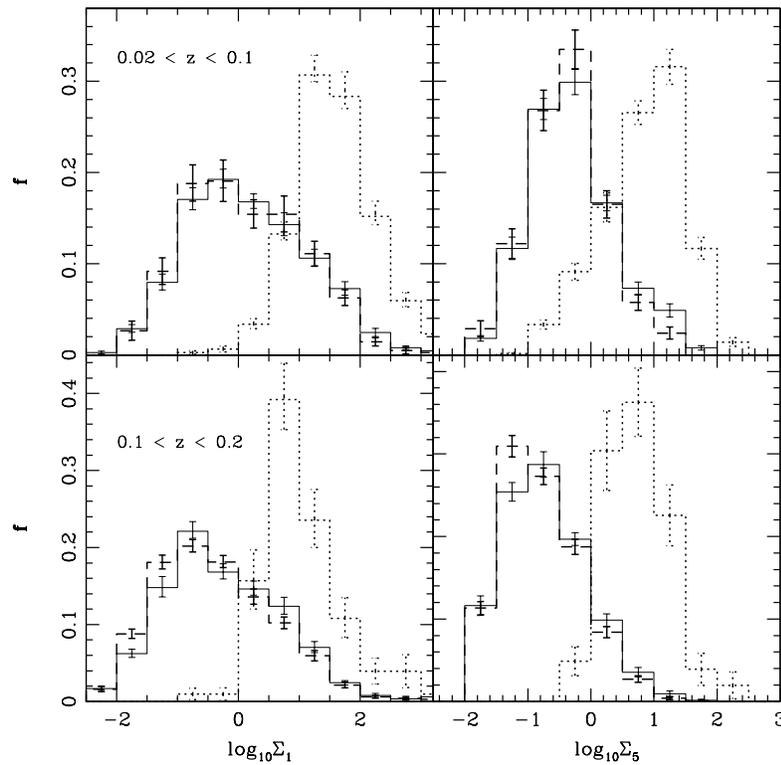


Fig. 3.3: Distribuciones de $\log_{10} \Sigma_1$ (izquierda) y $\log_{10} \Sigma_5$ (derecha) para galaxias en los entornos de quasars (línea cortada), galaxias típicas (solida), y grupos de galaxias (línea de puntos), para los 2 rangos de redshifts estudiados (Coldwell & Lambas 2006).

En la Fig. 3.3 se distingue que la densidad local del medio circundante de quasars es muy

similar a la encontrada para galaxias SDSS típicas. El parámetro de densidad Σ_1 corresponde a la estima de distancia del vecino más próximo (dentro de la restricción en luminosidad) por lo que el resultado de esta figura indica que interacciones entre galaxias no están directamente asociadas al fenómeno cuasar. Por otro lado, los resultados confirman la tendencia de los quasars a evitar sistemáticamente las regiones de altas y moderadas sobredensidades tales como grupos de galaxias en el Universo local.

3.2.2 Dependencia con la emisión en radio y rayos X

La dependencia de la densidad del entorno de quasars con la longitud de onda a la cual pueden observarse estos objetos activos está sujeta, también, a continuas discusiones. McLure & Dunlop (2001) y Coldwell et al. (2002) analizaron muestras de radio-quiet y radio-loud quasars sin encontrar diferencias significativas en la sobredensidad de galaxias de sus entornos. Por otro lado, Smith, Boyle & Maddox (1995) analizaron una muestra de quasars con emisión en rayos X encontrando que estos objetos habitan en regiones de similar densidad que las de galaxias normales, consistente con los resultados de la sección anterior para una muestra total de quasars.

La muestra de quasars SDSS tiene, también, información sobre la emisión en X y radio de estos objetos. La emisión en radio y rayos X viene dada a través de la correlación de los quasars con su contraparte en los catálogos FIRST (Faint Images of the Radio Sky at Twenty cm) y RASS (ROSAT All-Sky Survey). La completitud y tamaño del catálogo de quasars SDSS permitió subdividir la muestra en aquellos que fueron detectados por FIRST y ROSAT y los que no tuvieron detecciones en estas longitudes de onda, de radio y rayos X, clasificados como quasars ópticos, para $z < 0.2$.

Con el propósito de detectar posibles diferencias en la distribución en gran escala de galaxias en los entornos de las 3 submuestras calculamos la función de correlación con el estimador de la ec. 3.15 donde el catálogo random generado para los centros tiene típicamente 50 veces el número de objetos que en el catálogo real. Los resultados se observan en la Fig. 3.4 y los valores de los parámetros de correlación se resumen en la Tabla 3.3.

Tab. 3.3: Parámetros de la F.C. para las submuestras de Quasars

N Quasars	Emisión	s_0	γ^s	r_0	γ
568	Óptica	6.87 ± 0.82	1.15 ± 0.07	2.71 ± 0.03	2.45 ± 0.26
621	Rayos X (RASS)	5.96 ± 0.53	1.17 ± 0.06	3.62 ± 0.24	1.90 ± 0.26
314	Radio (FIRST)	6.86 ± 0.73	1.15 ± 0.06	4.34 ± 0.31	1.72 ± 0.08

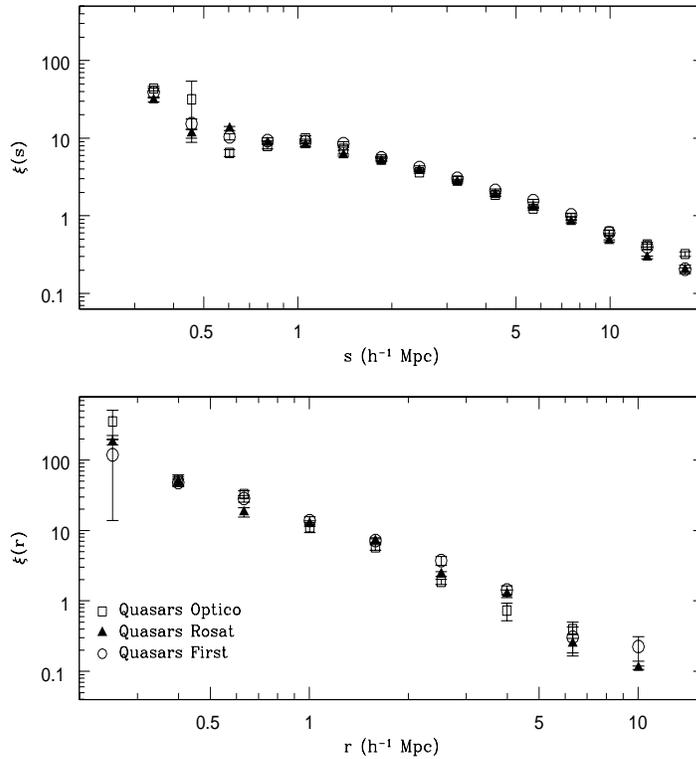


Fig. 3.4: Función de correlación cruzada en el espacio de redshift, $\xi(s)$, y espacio real, $\xi(r)$, para muestras de quasars con emisión óptica, en radio y rayos X. Las barras de error fueron calculadas usando la técnica jack-knife.

Los resultados de $\xi(s)$ no muestran diferencias significativas entre los 3 tipos de quasars con diferente emisión. Los parámetros para $\xi(r)$ muestran una leve desigualdad entre los quasars con emisión en radio y quasars ópticos dada principalmente en el primer bin de la función de correlación. Aunque este resultado está dentro de los errores estimados, podría indicar que los quasars ópticos tienden a ubicarse preferentemente en regiones comparables a los centros de sistemas de baja masa, menores que la correspondientes a grupos de galaxias mientras que los quasars con emisión en radio parecen tener una tendencia más parecida a la de galaxias típicas (Tabla 3.2). Por su parte los quasars con emisión en rayos X muestran un comportamiento intermedio entre los anteriores. Existen pequeñas diferencias entre los tres tipos de quasars aunque los valores de sus parámetros de correlación son siempre del orden de los correspondientes a galaxias típicas, es decir que independientemente de la longitud de onda en la cual es detectado un quasar, éstos evitan las zonas de altas sobredensidades de galaxias.

Los estudios de Hopkins et al. (2005) indican que los tiempos de vida intrínsecos de quasars

decrecen sistemáticamente para longitudes de onda más largas, mientras que los tiempos de vida observados se incrementan debido a que la atenuación en estas frecuencias se vuelve más débil. Estas diferencias detectadas en las muestras con emisión óptica, radio y rayos X podrían deberse a efectos de selección relacionados con los tiempos de vida intrínsecos y observados de los quasars.

3.2.3 Función de correlación cruzada con galaxias: Comparación de quasars y objetos con diferentes luminosidades

En las secciones anteriores se demostró que, sin duda, los quasars habitan en regiones con sobredensidades similares a las de galaxias, evitando las altas sobredensidades como las correspondientes a grupos de galaxias. Hasta ahora, en estos análisis utilizamos muestras aleatorias de galaxias de control con similar distribución de redshifts como comparación para determinar las regiones donde se ubican los quasars, pero sin embargo no se realizó ninguna discriminación con respecto a las luminosidades de las galaxias para crear muestras de control.

En esta sección se seleccionaron tres submuestras de galaxias para determinar que tipo de galaxia puede ser representada por quasars como trazadores de estructuras en gran escala. El rango de redshift fue restringido entre $0.04 < z < 0.1$ debido a que no hay diferencias en los resultados encontrados hasta $z = 0.2$ y permite trabajar con una muestra completa en redshift y luminosidad.

Estas submuestras fueron seleccionadas por magnitud absoluta en la banda r teniendo en cuenta los valores de la distribución de M_r dentro del rango de z establecido. Las galaxias fueron divididas en galaxias luminosas con $M_r < -22.3$, galaxias débiles con $M_r > -19.2$ y galaxias intermedias con $-20.55 < M_r < -20.5$. Estos valores para los límites de galaxias luminosas y débiles fueron elegidos teniendo en cuenta aquellas galaxias que se encuentran en el 10% de ambos extremos de la distribución de luminosidades, como se ve en la Fig. 3.5 (panel superior) y que, además, tienen distribución de redshifts similares a las de quasars dentro de este rango (Fig. 3.5, panel inferior). Las galaxias intermedias tienen magnitudes que coinciden con el máximo de la distribución y corresponde al valor de M^* para las galaxias de SDSS.

Nuevamente calculamos las funciones de correlación cruzada, como en la sección anterior, para las tres submuestras de galaxias y la muestra de quasars. En la Figura 3.6 se observa un muy buen acuerdo entre las correlaciones de quasars y galaxias M^* , sobre todo a escalas mayores que $1 h^{-1}$ Mpc. En escalas menores que $\sim 1 h^{-1}$ Mpc, $\xi(r)$ muestra una forma un poco más pronunciada para la muestra de quasars con respecto a galaxias M^* . Este último

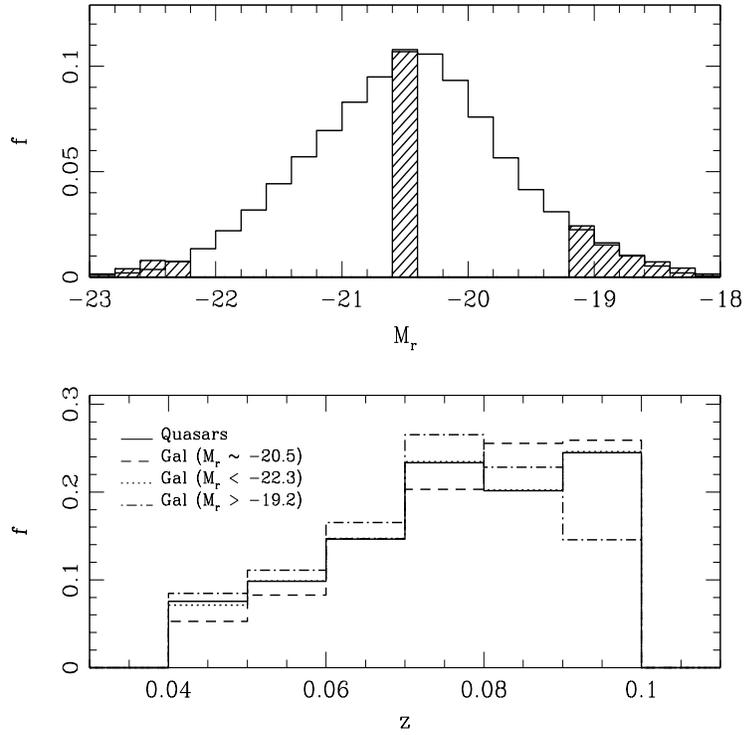


Fig. 3.5: Arriba: Distribución de luminosidad para las galaxias SDSS con $0.04 < z < 0.1$. Abajo: Distribución de redshifts para la muestra de quasars y las submuestras de galaxias seleccionadas por luminosidad.

resultado podría interpretarse teniendo en cuenta el Modelo de Halos (Cooray & Sheth, 2002) en el cual los quasars tendrían mayor preferencia que las galaxias M^* a ubicarse en los centros de halos de baja masa correspondientes a agrupaciones de 3 ó 4 galaxias los cuales pueden ser sistemas ricos en gas, contribuyendo a los resultados encontrados en el Capítulo anterior.

Los parámetros de las correlaciones son listados en la Tabla 3.4. Estos valores para r_0 y γ indican como, en grandes escalas, los quasars trazan las mismas estructuras que galaxias de luminosidad L^* . En el caso de las galaxias muy luminosas sus parámetros de correlación muestran que estas tienden a estar agrupadas en regiones de gran densidad mientras que las galaxias débiles tienen un valor mayor para la longitud de correlación y una pendiente suave indicando que estas galaxias tienden a estar más bien alejadas de los centros de zonas sobredensas, consistente con el esquema de segregación morfológica de Dressler (1980).

Sin embargo, aunque las correlaciones indiquen que los quasars habitan en regiones de sobredensidades similares a las de galaxias L^* en el Capítulo 2 se encontró que los entornos de

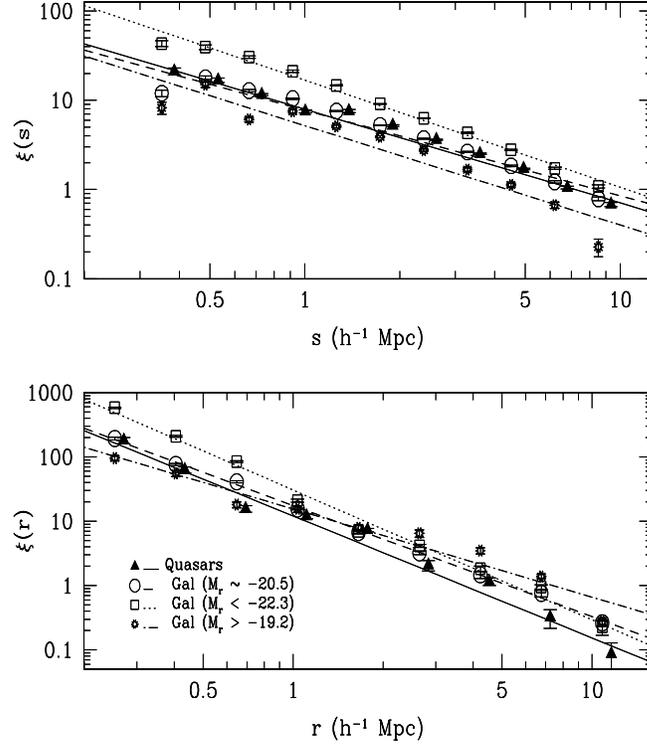


Fig. 3.6: Función de correlación cruzada en el espacio de redshift, $\xi(s)$, y espacio real, $\xi(r)$.

quasars presentan un exceso de galaxias azules, tipo disco y con alta tasa de formación estelar hasta escalas de $\sim 1 h^{-1}$ Mpc. Con el propósito de testear estos resultados se analizó para estas 2 muestras, que pueden trazar de igual forma las estructuras en gran escala, si presentan porcentajes comparables de galaxias azules y rojas en sus medios circundantes.

Teniendo en cuenta los resultados del Cap. 2, que indican que este efecto en las galaxias vecinas es muy local, se midió el perfil de densidad en distancias proyectadas dentro de un límite en velocidad radial de $\delta V = 3000 \text{kms}^{-1}$ para muestras de galaxias más rojas que $u - r > 2.8$ y galaxias más azules que $u - r < 2.0$, correspondientes a los extremos de la distribución de

Tab. 3.4: r_0 y γ para muestras de galaxias y quasars

N°	Objetos	s_0	γ^s	r_0	γ
870	Gal $M_r < -22.3$	10.47 ± 0.89	1.20 ± 0.04	5.45 ± 0.35	2.02 ± 0.10
460	Gal $M_r > -19.2$	4.39 ± 0.76	1.12 ± 0.13	7.38 ± 1.3	1.37 ± 0.20
4315	Gal $M_r \sim -20.5$	8.49 ± 1.40	0.96 ± 0.07	5.15 ± 0.16	1.75 ± 0.04
437	quasars	7.14 ± 0.57	1.05 ± 0.04	4.50 ± 0.35	1.79 ± 0.13

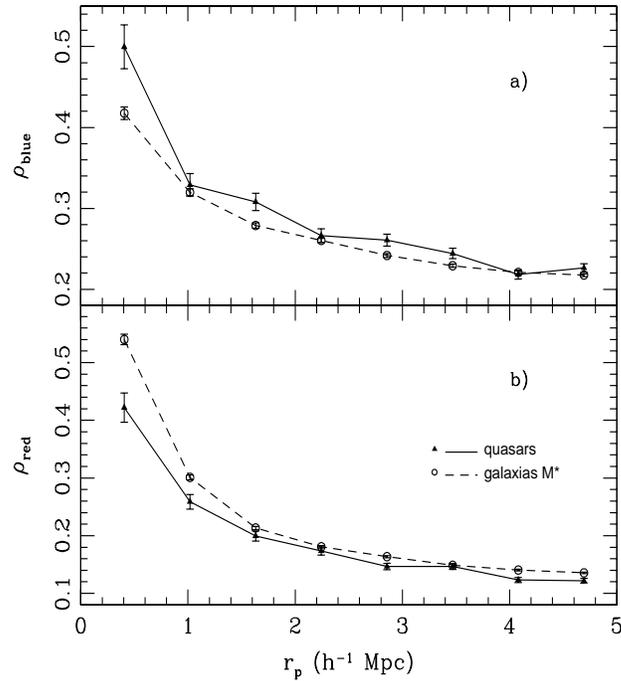


Fig. 3.7: Perfil de densidad de galaxias azules, *a*) y rojas, *b*).

colores, centradas en quasars y galaxias M^* .

En la Fig. 3.7a se observan los perfiles de densidad que muestran un exceso de galaxias azules alrededor de quasars comparado con la fracción existente en el medio de galaxias M^* , consistente con los resultados del Cap. 2. En la Fig. 3.7b se muestra el perfil de densidad de galaxias rojas en cual es mayor alrededor de galaxias M^* con respecto a quasars. Esto muestra que el exceso de galaxias azules se ve complementado por un déficit de galaxias rojas en los entornos de quasar en escalas menores que $\sim 1 h^{-1}$ Mpc, aunque esta tendencia continúa observándose suavemente hasta escalas mayores. Estos resultados soportan fuertemente la idea de que los quasars tienden a formarse y habitar entornos ricos en gas.

3.2.4 Quasars en las periferias de cúmulos de galaxias

Estas características particulares de las galaxias vecinas de quasars hacen suponer que se encuentran en regiones privilegiadas que reúnen condiciones de baja temperatura y gran contenido gaseoso. En estudios recientes (Soechting et al. 2002, 2004) de quasars a $z < 0.3$ se investigó si estos están localizados en regiones específicas con respecto a los centros y bordes de cúmulos de galaxias vecinos. Utilizando una versión mejorada del algoritmo semiparamétrico de Teselación

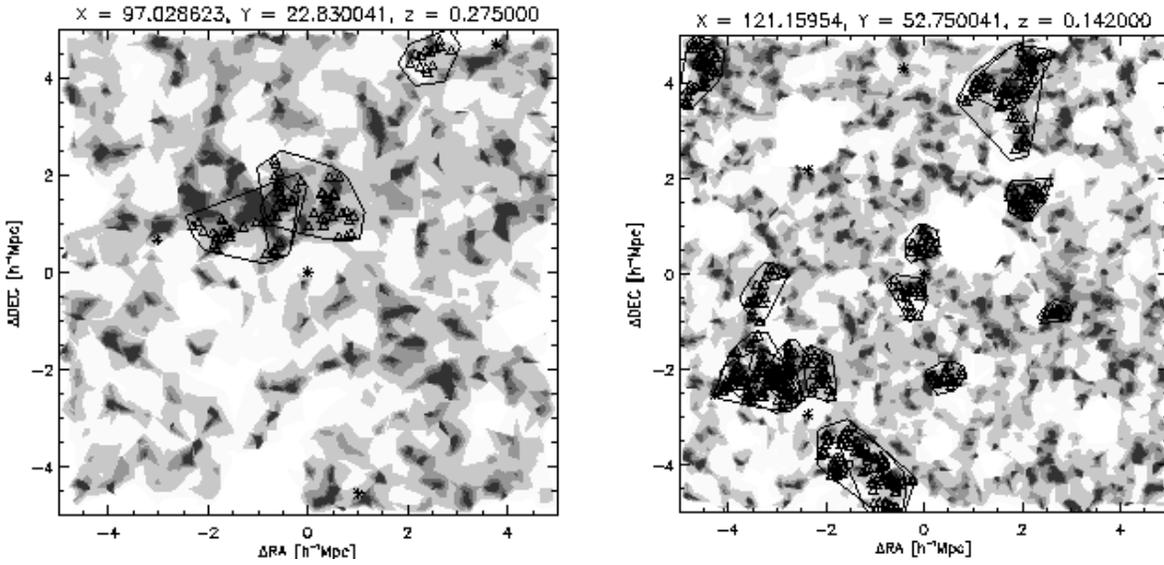


Fig. 3.8: Ejemplos de cuasars (asteriscos) encontrados en la periferia de cúmulos de galaxias (izquierda) y entre cúmulos en posible interacción (derecha). Los contornos indica la densidad de galaxias y los polígonos delimitan los cúmulos de galaxias a z comparables a los de los cuasars. Los triángulos indican las galaxias identificadas como miembros de los cúmulos (Soechting et al. 2004).

de Voronoi para la detección de cúmulos de galaxias encontraron que la mayoría de los cuasars residen dentro de $\sim 3 h^{-1}$ Mpc del centro de un cúmulo con redshift comparable, Fig. 3.8 (izquierda). Además aproximadamente el 20% de estos cuasars asociados a regiones más densas residen entre dos cúmulos de galaxias posiblemente en etapas tempranas de merger, Fig. 3.8 (derecha). Por otro lado, los cuasars encontrados en regiones menos densas podrían estar asociados a una caída (infall) hacia el cúmulo debido al potencial gravitacional.

Teniendo en cuenta este concepto se estudió la localización de los cuasars SDSS con respecto a regiones de altas sobredensidades para lo cual se utilizó una muestra de galaxias rojas luminosas, Luminous Red Galaxies (LRG, Eisenstein et al. 2001). Las LRGs fueron seleccionadas por cortes en colores y magnitudes g, r, i para obtener una muestra homogénea de galaxias rojas luminosas de tipo temprano. Las LRGs se extienden en el rango $0.15 < z < 0.5$ aunque la muestra es completa en volumen hasta $z = 0.38$. Esta muestra, limitada en volumen, de ~ 50000 LRGs puede utilizarse como indicadora de la presencia de sobredensidades, ya que las galaxias más brillantes en los cúmulos de galaxias tienden a ser muy rojas y luminosas (Postman & Lauer 1995).

En esta sección calculamos nuevamente las funciones de correlación, $\xi(s)$ y $\xi(r)$ con el fin

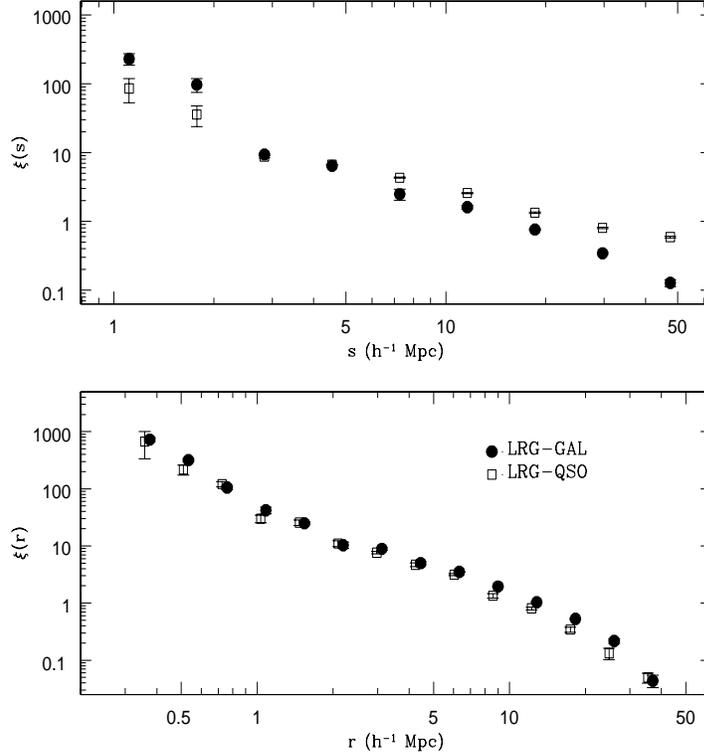


Fig. 3.9: $\xi(s)$ y $\xi(r)$ para la muestra de LRG vs. galaxias y LRG vs. Quasars

de determinar la ubicación de los quasars en zonas de sobredensidades trazadas por las LRGs hasta redshifts mayores ($z \sim 0.4$).

En la Fig. 3.9, $\xi(r)$ se muestra que, en grandes escalas, los quasars podrían seguir las estructuras trazadas por las LRGs, las cuales son potenciales indicadores de la presencia de sobredensidades, pudiendo ubicarse en las periferias de estas estructuras. La función de correlación en el espacio de redshifts, $\xi(s)$, también muestra un buen acuerdo con $\xi(r)$, sin embargo no puede calcularse para distancias menores que $s < 1 h^{-1}$ Mpc debido a que el error en los redshift de los quasars es del orden de $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ a $z \sim 0.3$ produciendo un efecto espúreo en la forma de $\xi(s)$ para distancias menores que $s \sim 1 h^{-1}$ Mpc.

Aunque las funciones de correlación muestran el comportamiento de las distribuciones en grandes escalas cuando el efecto es local, es decir restringido en un rango pequeño de velocidad radial ΔV , puede verse minimizado. Para determinar en escalas menores si el número de quasars cercanos a galaxias LRGs es similar al número de galaxias típicas se calculó el perfil de densidad de estos quasars y galaxias alrededor de LRGs dentro de un cilindro de radio r_p y

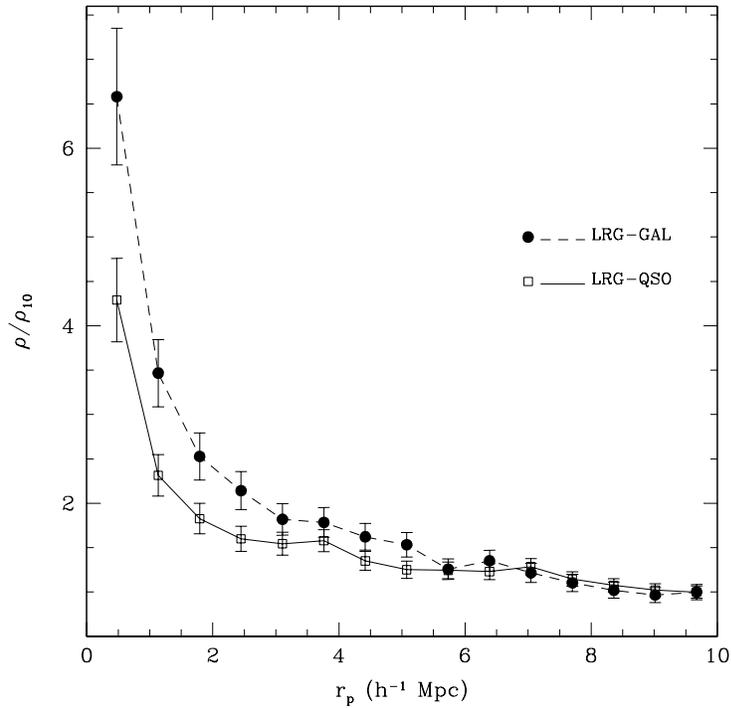


Fig. 3.10: Perfil de densidad de galaxias y quasars en las vecindades de LRG, como función de la distancia proyectada, normalizado a la densidad a $r_p = 10 h^{-1}$ Mpc. Las barras corresponden a errores Poisson.

altura $\Delta V < 3000 \text{kms}^{-1}$. Como las distribuciones de redshifts de estas muestras es diferente se normalizaron los perfiles de densidad al valor encontrado para la densidad a $10 h^{-1}$ Mpc donde el perfil se vuelve aproximadamente constante.

La Fig. 3.10 muestra la forma relativa de los perfiles de densidad. Se observa que la cantidad de quasars alrededor de galaxias LRGs es un 50% menor que la cantidad de galaxias en escalas de $\sim 1 h^{-1}$ Mpc. Este resultado podría dar soporte a la idea de que los quasars se ubican en las periferias de las regiones con altas densidades. En este análisis se utilizaron galaxias LRGs de diferentes luminosidades. Teniendo en cuenta que las LRGs más luminosas tienen más probabilidades de ubicarse en regiones de alta densidad por lo que el efecto observado podría ser minimizado por las LRGs más débiles.

CAPITULO 4

ENTORNOS DE AGNs TIPO II

En los Capítulos 2 y 3 se demostró que los quasars habitan en sobredensidades similares a los de galaxias típicas pero con propiedades muy particulares indicando que los ambientes ricos en gas favorecen la formación de estos objetos (Coldwell & Lambas 2003, 2006). Los quasars forman parte de una gran familia de galaxias activas donde, según el modelo unificado (Antonucci 1993, Urry & Padovani 1995), todos los objetos son fundamentalmente el mismo fenómeno visto con diferentes orientaciones y no debido a diferencias físicas intrínsecas. Según este modelo, los entornos de los diferentes tipos de objetos activos deberían presentar características similares que confirmen estas hipótesis.

Las AGNs tipo II son galaxias activas en las cuales su región central es oscurecida por un medio circunnuclear de polvo cuando el plano del disco de acreción se encuentra de canto (*edge-on*) lo cual permite observar únicamente la región de líneas angostas. La ventaja de estos objetos es la posibilidad de observar su galaxia *huésped*. En este Capítulo se explora el medio de estas AGNs de tipo II comparando con los resultados obtenidos para AGNs tipo I. También determinamos que clase de AGN muestran una mayor correlación con sus galaxias vecinas dependiendo de las propiedades intrínsecas de la AGN y de las propiedades de la galaxia *huésped*.

4.1 Selección de AGNs tipo II

Recientemente, Kauffmann et al. (2003) seleccionó una muestra de ~ 90000 narrow-line AGNs con $0.02 < z < 0.3$ y $14.5 < r < 17.7$ del catálogo SDSS. Para ello Kauffmann re-definió el criterio de selección teniendo en cuenta la dispersión alrededor de una relación simple en el diagrama BPT y, además, la existencia de dos secuencias bien separadas para las galaxias con líneas de emisión donde la secuencia de AGNs se separa de la secuencia de galaxias

”star forming” muy por debajo de la curva de demarcación de Kewley.

Este criterio de Kauffmann clasifica como AGN a todas las galaxias que cumplan:

$$\log([OIII]/H\beta) > 0.61/(\log([NII]/H\alpha) - 0.05) + 1.3 \quad (4.1)$$

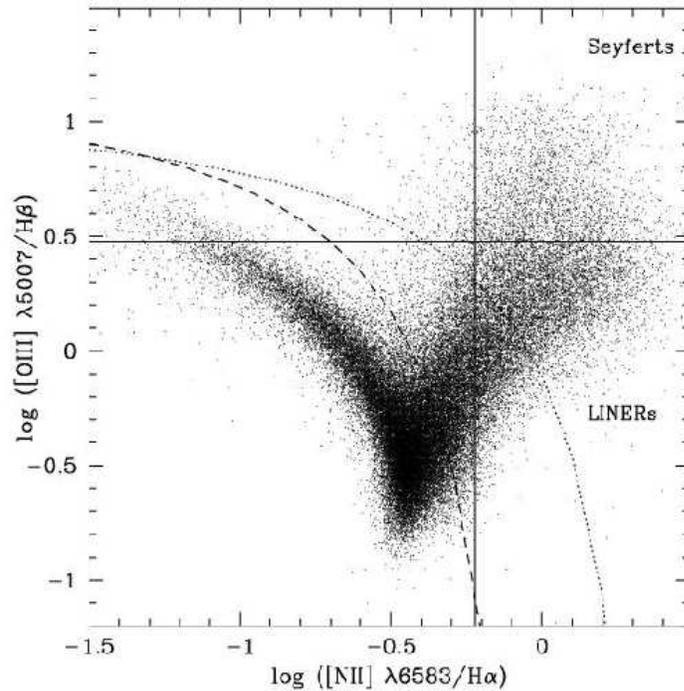


Fig. 4.1: Ejemplo de Diagrama BPT. La curva de puntos muestra la demarcación entre galaxias starburst y AGNs definida por Kewley et al. (2001). La curva de trazos muestra el criterio de selección de Kauffmann et al. (2003). Las líneas sólidas dividen las regiones correspondientes a galaxias Seyfert ($OIII/H\beta > 3$ y $NII/H\alpha > 0.6$) y Liners ($OIII/H\beta < 3$ y $NII/H\alpha > 0.6$)

En la Fig. 4.1 se muestra un ejemplo de diagrama BPT con la clasificación de AGNs según los criterios de Kewley (2001) y Kauffmann (2003). Las AGNs de tipo 2 son también divididas en 3 clases generales: Seyfert 2, LINERs y los llamados *objetos de transición*. Las LINERs tienen luminosidades nucleares típicamente menores que las Seyfert y espectroscópicamente son similares a las Seyfert excepto por sus fuertes líneas de baja ionización tales como $OII\lambda 6300$ y $NII\lambda\lambda 6548, 6583$. En los esquemas de clasificación tradicional (Ho, Filippenko & Sargent 1997) las Seyfert son identificadas como aquellos objetos con altos valores de $OIII/H\beta$ y otros

cocientes involucrando líneas de baja ionización como $NII/H\alpha$, $SII/H\alpha$ y $OI/H\alpha$. Por otro lado las LINERS tienen valores bajos de $OIII/H\beta$ pero valores altos de los cocientes de líneas de baja ionización. La ubicación de estos 2 tipos de AGNs en el diagrama BPT también puede observarse en la Fig. 4.1.

4.1.1 Comparación de los entornos de Quasars y AGNs

La hipótesis del modelo unificado para quasars y AGNs indica que las diferencias observadas entre estos objetos activos no se deben a sus propiedades intrínsecas sino al ángulo de posición del sistema con respecto al observador. Los resultados encontrados en el Capítulo 2 muestran la existencia de un exceso de galaxias azules, tipo disco y con alta formación estelar en los entornos de quasars por lo que una forma de testear este modelo sería aplicar análisis similares a los galaxias en los entornos de una muestra de AGNs tipo II. Para ello se seleccionaron muestras de AGNs tipo II en los rangos de redshifts Z_1 y Z_2 establecidos en el Capítulo 2 y se exploraron las mismas propiedades (colores, SFR/M^* e índices de concentración, C) que para galaxias en los entornos de quasars y galaxias típicas.

En la Fig. 4.2 se aprecia la similitud de las propiedades de las galaxias en las vecindades de las 2 muestras de objetos activos. El efecto de medios ricos en gas es menos intenso para las AGNs tipo II lo cual puede deberse a que son intrínsecamente menos luminosas que los quasars, pero aún la fracción de galaxias espirales azules en sus medios sigue siendo mayor que para galaxias no-activas. El hecho de que estos resultados sean comparables provee un adicional soporte al modelo unificado. Se observa, además, que los entornos de AGNs son más parecidos a los de quasars en el intervalo de redshifts más alto lo cual puede ser un efecto relacionado con la luminosidad de las AGNs que pueden ser similares a las de quasars en ese intervalo.

4.1.2 Dependencia del medio con la actividad de la AGN

En la sección anterior se detectó una posible dependencia entre la población de galaxias ricas en gas alrededor de objetos activos con la luminosidad intrínseca de estos últimos. Esta luminosidad puede estar relacionada con la actividad de las AGNs por lo que resulta muy interesante el estudio de las galaxias alrededor de objetos activos como función de algún parámetro determinante de esta actividad.

La luminosidad de la línea de OIII, L[OIII], puede utilizarse como trazadora de la actividad de la AGN. Aunque esta línea puede también ser excitada por estrellas masivas se sabe que es

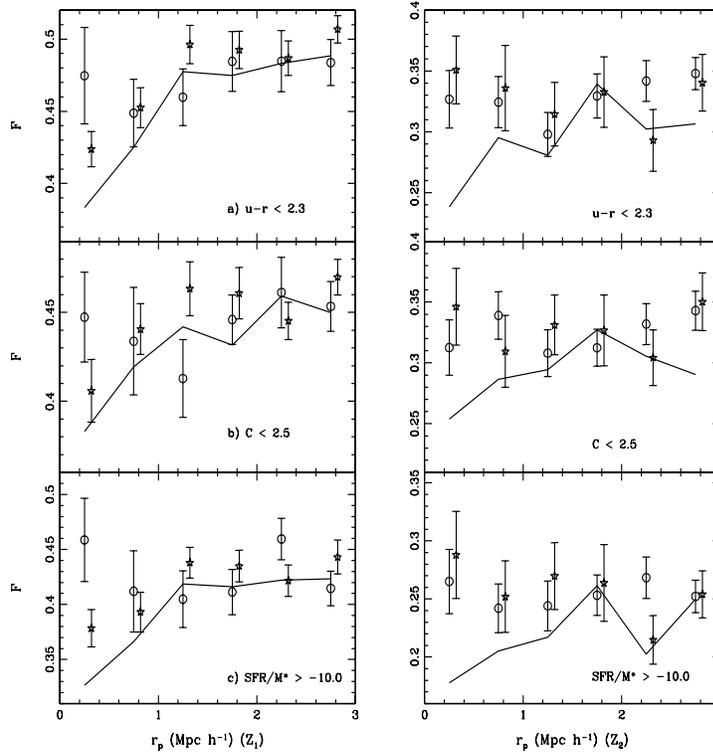


Fig. 4.2: Comparación de los entornos de quasars y AGN en los intervalos de redshift $Z1$ y $Z2$. $a)$, $b)$ y $c)$ corresponden a la fracción de galaxias azules ($u - r < 2.3$), tipo disco ($C < 2.5$), y con intensa formación estelar ($\log SFR/M^* > -10$) respectivamente. Los círculos corresponden a galaxias alrededor de quasars y las estrellas a galaxias alrededor de AGNs. La línea sólida muestra el resultado de las vecindades de galaxias típicas (Coldwell & Lambas 2006).

relativamente débil en galaxias con formación estelar y que son ricas en metales. Esto puede verse en la Fig. 4.1 donde las galaxias "star-forming" definen una secuencia en la cual el cociente $OIII/H\beta$ decrece y el cociente $NII/H\alpha$ se incrementa hacia la zona de metalicidades más altas. Una ventaja de la línea de OIII es que es fuerte y fácil de detectar en la mayoría de las galaxias.

Existe una relación entre la intensidad de $L[OIII]$ y el tipo de AGN. Kauffmann et al. (2003) muestra que la región del diagrama BPT ocupada por galaxias clasificadas como LINERS está poblada principalmente por objetos con baja luminosidad para $L[OIII]$ mientras que la región con $OIII/H\beta > 3$ y $NII/H\alpha > 0.6$ (correspondiente a Seyferts) está poblada por galaxias con altos valores para la luminosidad de OIII. Esto demostraría que la clasificación por cociente de líneas es equivalente a la clasificación por luminosidad de $L[OIII]$.

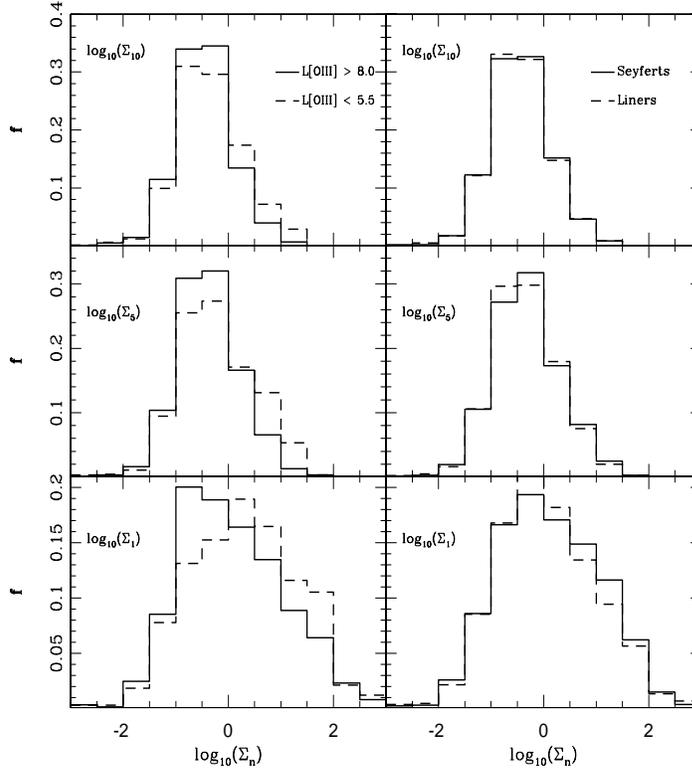


Fig. 4.3: Distribuciones de $\log_{10}(\Sigma_1)$, $\log_{10}(\Sigma_5)$ y $\log_{10}(\Sigma_{10})$ para diferentes muestras de AGNs tipo II (Coldwell & Lambas 2007).

Siguiendo la línea de investigación de los medios circundantes de objetos activos, seleccionamos submuestras de AGNs con luminosidades extremas para la línea del OIII con el propósito de estudiar la dependencia de la población de galaxias vecinas con la potencia de la actividad del núcleo activo. Para ello tomamos muestras correspondientes a valores extremos de $L[\text{OIII}]$, 10% de los extremos débiles y fuertes de la distribución de $L[\text{OIII}]$ que cumplan con la restricción de tener similares distribuciones de redshift dentro de $0.05 < z < 0.12$ para obtener resultados comparables. Así se obtuvo una muestra de 609 AGNs con alta actividad, $L[\text{OIII}] > 8$, y 655 AGNs de baja actividad, $L[\text{OIII}] < 5.5$.

Por otro lado se realizó una selección de AGNs teniendo en cuenta su posición en el diagrama BPT para determinar la relación entre el tipo de AGN (seleccionadas por cocientes de líneas) y $L[\text{OIII}]$ con respecto a la influencia sobre las galaxias de su entorno local. Se seleccionaron muestras de ≈ 3000 galaxias Seyfert con $\text{OIII}/H\beta > 3$ y ≈ 4000 galaxias Liners con $\text{OIII}/H\beta < 0.8$.

Para analizar la densidad de galaxias vecinas alrededor de estas muestra de AGNs se utilizó

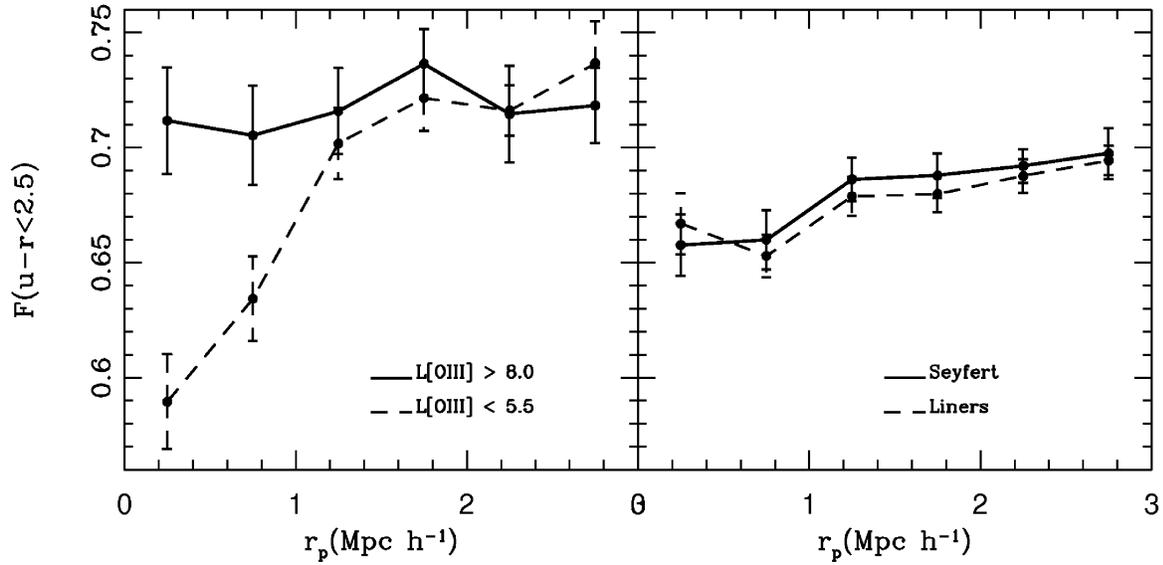


Fig. 4.4: Fracción de galaxias azules alrededor de diferentes muestras de AGNs (Coldwell & Lambas 2007).

el estimador dado por la Ec. 3.22 (Balogh et al. 2004) para determinar la densidad superficial dados por la distancia al primero, quinto y décimo vecino ($\Sigma_1, \Sigma_5, \Sigma_{10}$). En la Fig. 4.3 se observan las distribuciones de $\log_{10}\Sigma_n$. La densidad de galaxias alrededor de AGNs de alta luminosidad es notablemente menor que la encontrada para AGNs con valores bajos de $L[\text{OIII}]$. Esta diferencia se extiende desde pequeñas distancias hasta escalas mayores correspondientes al décimo vecino (izquierda) mientras que la densidad de los entornos de AGNs clasificadas como Seyfert y Liners son prácticamente indistinguibles (derecha).

Esta diferencia en la densidad de galaxias alrededor de AGNs con valores extremos de $L[\text{OIII}]$ podría verse reflejada en las propiedades intrínsecas de estas galaxias. Para ello se calculó la fracción de galaxias azules, $u - r < 2.5$, en los entornos de las cuatro muestras de AGNs. La Fig. 4.4 muestra que las AGNs con $L[\text{OIII}] > 8$ tienen una fracción de galaxias azules aproximadamente constante, consistente con el valor encontrado para galaxias de campo. Esto es muy diferente a lo observado para AGNs con $L[\text{OIII}] < 5.5$ las cuales muestran una caída del 15% en la la fracción de galaxias azules adentro de $r_p \sim 1 h^{-1}$ Mpc. Este resultado indica que la potencia de la actividad del núcleo activo, dado por $L[\text{OIII}]$, es fuertemente dependiente de las propiedades de las galaxias cercanas lo cual implica que para producir mayor actividad las AGNs necesitan ubicarse preferentemente en entornos de bajas temperaturas ricos en gas. Por otro lado, las galaxias ubicadas alrededor de Seyferts y Liners no muestran diferen-

cias apreciables indicando que no existe una diferencia significativa en los entornos de AGNs según su ubicación en el diagrama BPT. La distinción de AGNs entre Seyfert y Liners implica una separación grosera en $L[\text{OIII}]$ la cual no es lo suficientemente buena debido a que AGNs de los dos tipos comparten el mismo rango intermedio de $L[\text{OIII}]$. Este efecto se ve reflejado en los resultados de la Fig. 4.4 donde se observa que no existe dependencia entre las propiedades de las galaxias locales y la posición de las AGNs en el diagrama BPT.

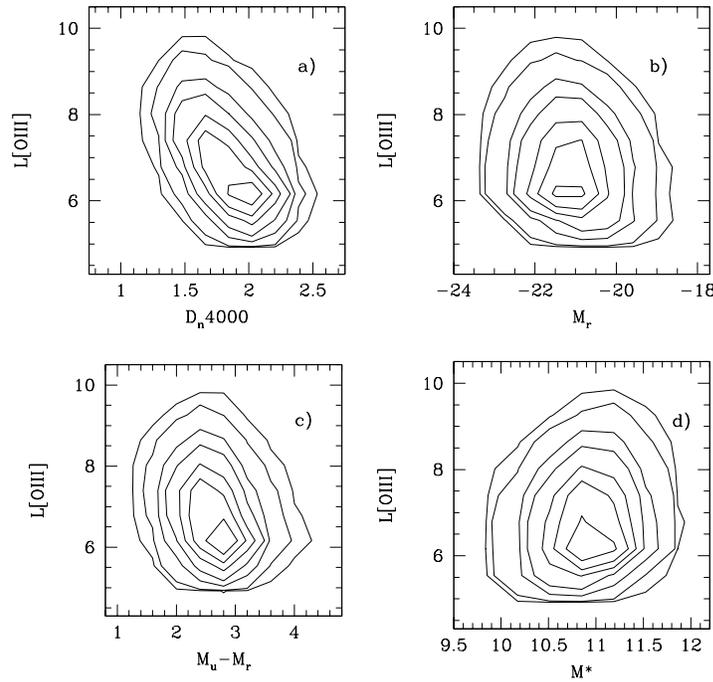


Fig. 4.5: Isocontornos para la relación entre $L[\text{OIII}]$ y propiedades de las galaxias *huésped*

Hao et al. (2005) realizó mediciones de la función de luminosidad para AGNs tipoII demostrando que la luminosidad nuclear es independiente de la luminosidad de la galaxia *huésped*. Por otro lado, Kauffmann et al. (2003) encontró que estas AGNs, también independientes de la luminosidad, residen casi exclusivamente en galaxias masivas y tienen distribuciones de tamaño, densidad superficial de masa e índices de concentración similares a los de galaxias ordinarias de tipo-temprano. Además, las galaxias *huésped* de AGNs de alta luminosidad tienen poblaciones estelares más jóvenes que las AGNs de baja luminosidad.

En la Fig. 4.5 se muestran las relaciones entre $L[\text{OIII}]$ y algunas propiedades de las galaxias *huésped* tales como: *a*) edad de la población estelar, $D_n(4000)$, *b*) luminosidad, *c*) color y *d*) masa en estrellas. Se observa que $L[\text{OIII}]$ es independiente de las propiedades de la galaxia

huésped excepto por el parámetro indicativo de edad que muestra una suave y dispersa correlación con L[OIII]. Esto último reafirma la dependencia del grado de actividad de la AGN con el gas disponible en el medio local. La pequeña correlación con la edad de la población estelar implica también que las AGNs con bajos valores de L[OIII] se encuentran en etapas más evolucionadas donde posiblemente la carencia de gas en el medio circundante se también el causante de la disminución de la actividad del núcleo activo.

4.2 Dependencia del medio circundante con las propiedades de la galaxia *huésped*

Una gran variedad de parámetros relacionados con el núcleo activo y la galaxia *huésped* fueron medidos para esta muestra de AGNs lo cual permite profundizar la investigación analizando la dependencia de los medios circundantes con las propiedades de las galaxias activas y acotando las muestras de control para verificar la veracidad de los resultados.

Además de los parámetros utilizados anteriormente tales como colores, tasa de formación estelar e índice de concentración también usaremos la masa en estrellas dada por M^* , $D_n(4000)$, dispersión de velocidades del bulge y luminosidad de la línea de OIII.

La masa estelar de las galaxias fue derivada por Kauffmann et al. (2003b) mediante modelos que utilizan indicadores espectrales de edad estelar y fracción de estrellas formadas recientemente. Para cada modelo la masa estelar se computa multiplicando la luminosidad corregida por extinción por el cociente masa-luminosidad predicho por el modelo. Por otro lado, el índice de 'quiebre', $D_n(4000)$, (Kauffmann et al. 2003c) es definido como el cociente de la densidad de flujo promedio del continuo de dos bandas (3850-3950 Å y 4000-4100 Å). El indicador $D_n(4000)$ está correlacionado con la edad media de la población estelar en una galaxia y puede ser usado, también, para estimar la tasa de formación de estrellas por unidad de masa estelar, SFR/M^* , (Brinchmann et al. 2004). La mayoría de la formación estelar toma lugar preferentemente en galaxias con valores bajos de $D_n(4000)$.

4.2.1 Selección de submuestras

Como se mostró en la sección anterior, existe una importante diferencia en las propiedades de las galaxias vecinas de AGNs dependiendo de la luminosidad de la línea de OIII aunque prácticamente no existe correlación entre las propiedades de las galaxias *huésped* y la potencia del núcleo activo que contienen. No obstante esto, resulta de interés estudiar la posible dife-

rencia entre resultados de AGNs y galaxias no-activas y su dependencia con las propiedades de la galaxia *huésped*. Para ello, diversas submuestras fueron utilizadas con el propósito de estudiar los entornos de AGNs discriminadas según las propiedades de la galaxia *huésped* (colores, índice de concentración, dispersión de velocidades).

Finalmente, la selección de la muestra para este análisis fue realizada teniendo en cuenta el parámetro que divide más objetivamente a las galaxias en subclases bien definidas, dado por el color de las galaxias (Martinez & Muriel 2006), y para las cuales fue posible observar diferencias más notables en las propiedades medias de los entornos. Los colores pueden ser usados como estimadores de diferentes poblaciones de galaxias y su evolución. En los cúmulos de galaxias, por ejemplo, la gran fracción de galaxias rojas indica la presencia de una población vieja y con baja tasa de formación estelar, mientras que las galaxias que forman parte de grupos pobres son más azules y con intensa formación de estrellas.

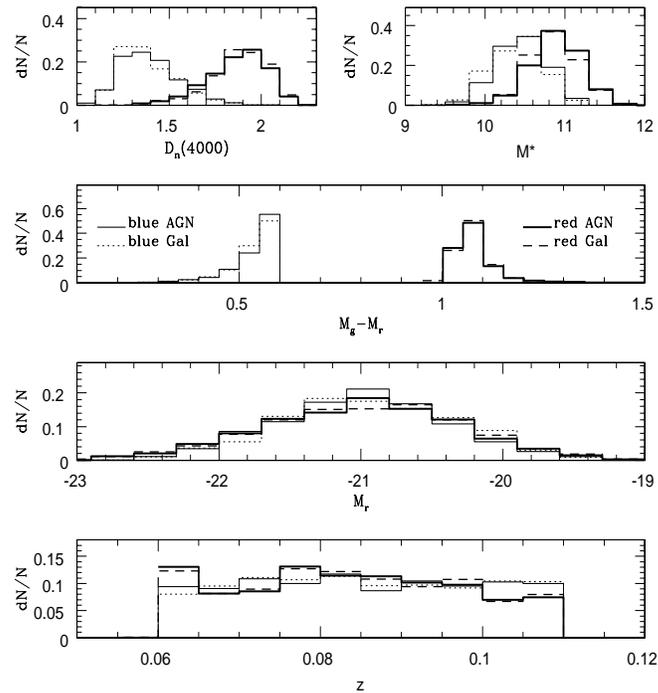


Fig. 4.6: Distribuciones normalizadas de las propiedades de las muestras (Coldwell & Lambas 2007).

Las AGNs fueron divididas por colores $M_g - M_r$ calculados utilizando corrección K y correcciones por extinción (Blanton 2003). Adoptamos una submuestra de AGNs rojas con $M_g - M_r > 1$ y de AGNs azules $M_g - M_r < 0.6$. Estos cortes en colores consideran solo

el 10% de ambos extremos de la distribución de colores dentro del rango $0.06 < z < 0.11$ el cual representa dos poblaciones muy diferentes de galaxias *huésped* de AGNs. Las muestras, de ~ 1000 AGNs, fueron restringidas a este acotado rango de redshift para obtener resultados directamente comparables dentro de la muestra completa en magnitud de las galaxias trazadoras de SDSS. Con esto nos aseguramos que no hay dependencias sistemáticas con el redshift tales como, por ejemplo, las asociadas a galaxias de baja luminosidad.

Para comparar los resultados obtenidos para los entornos de galaxias activas se construyó una muestra de control de galaxias no-activas rojas y azules con similares distribuciones de color, redshift, luminosidad, masa estelar y edad ($D_n(4000)$). En la Fig. 4.6 se muestran las distribuciones de estas propiedades para las galaxias *huésped* de AGNs y la muestra control de galaxias no-activas. Las distribuciones de redshift y luminosidad son similares para las cuatro sub-muestras. Las submuestras rojas (AGNs y galaxias no-activas) tienen distribuciones de colores idénticas donde su masa estelar y $D_n(4000)$ tienen los valores correspondientes a galaxias masivas y viejas, mientras que en las submuestras azules estos parámetros indican que las galaxias son muy jóvenes y de baja masa estelar. En la Fig. 4.6 se puede observar la relación entre estos parámetros. Es importante destacar que las relaciones masa-luminosidad son similares tanto para AGNs como para galaxias sin actividad nuclear debido a que la contribución de la luminosidad de las AGNs tipo II es despreciable para la luminosidad total de la galaxia.

4.2.2 Análisis de la densidad de galaxias vecinas de AGNs

En el Capítulo 3 se mostró que los quasars tienen las mismas sobredensidades que galaxias típicas con magnitud M^* a grandes escalas. En un trabajo reciente de Li et al. (2006) calcularon la función de correlación proyectada para la muestra de AGNs de Kauffmann et al. (2003) y una muestra control de galaxias no-activas de similares características encontrando que las AGNs pueblan halos de materia oscura de similar masa que los de galaxias de control.

En esta sección analizamos la distribución de galaxias en gran escala para las submuestras en color. Se calcularon las funciones de correlación cruzada en el espacio de redshift, $\xi(s)$, y en el espacio real, $\xi(r)$, utilizando los estimadores de las ecuaciones 3.16 y 3.17. En la Fig. 4.7 los resultados muestran que, también para las muestras seleccionadas en color, la distribución de galaxias es similar tanto para los entornos de AGNs como para los de las galaxias de control. Sin embargo, puede observarse una diferencia marginal en el caso de las submuestras rojas donde las AGNs parecen tener sobredensidades levemente menores a las de su contraparte roja no-activa. Esta diferencia se extiende hasta escalas de $\sim 4 h^{-1}$ Mpc donde a partir de este valor

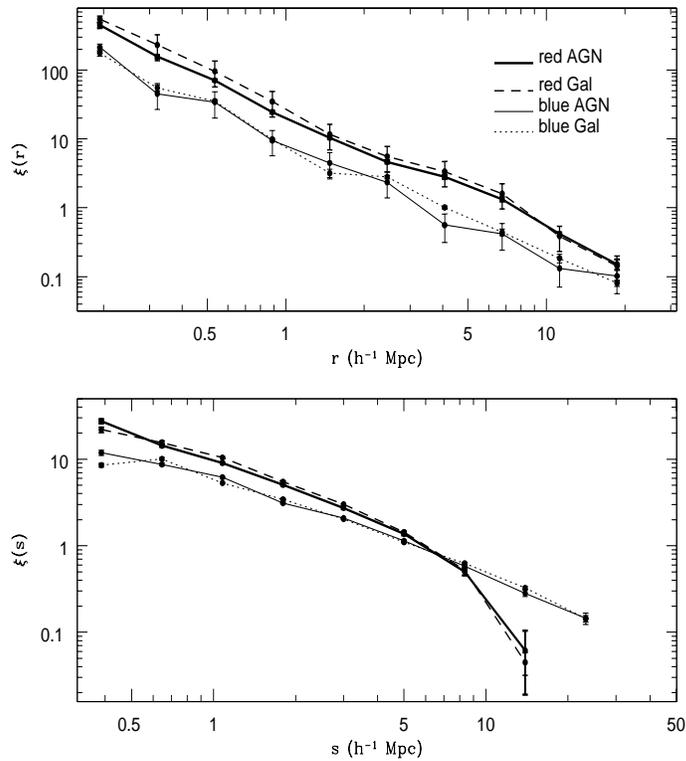


Fig. 4.7: Funciones de correlación cruzada $\xi(s)$ y $\xi(r)$ para las submuestras de AGNs y galaxias seleccionadas por índice de color (Coldwell & Lambas 2007).

tienden a ser similares.

La forma de $\xi(s)$ para galaxias no-activas y AGNs rojas debe a que en su mayoría se encuentran más cercanas a zonas de mayores densidades con respecto a las galaxias azules y, por otro lado, las velocidades peculiares son mayores en las periferias de estas zonas sobredensas manifestándose en la curvatura observada.

Es interesante entender si las AGNs trazan estructuras en gran escala de la misma forma que lo hacen las galaxias no-activas. Otro modo de analizar esta hipótesis es considerando si las AGNs tienen mayor preferencia a estar cercanas a otras AGNs que a estar cercanas a las galaxias no-activas. Para esto se calculó la densidad superficial de objetos dada por la ecuación 3.22, para la distancia al quinto vecino, Σ_5 , tomando como centros las muestras seleccionadas en color de AGNs y galaxias, y como trazadoras a la muestra total de galaxias y AGNs. En la Fig. 4.8 se muestra la distribución de puntos de Σ_5 entre galaxias no-activas rojas y azules contra la muestra completa de galaxias y AGNs (paneles superiores); y entre AGNs rojas y azules también contra la muestra completa de galaxias y AGNs (paneles inferiores). No se

observan diferencias entre las formas y valores de estas distribuciones lo que permite concluir que desde este punto de vista las AGNs no tienen preferencia a estar ubicadas cercanas a otras AGNs por lo que puede considerarse que trazan estructuras de la misma forma que las galaxias.

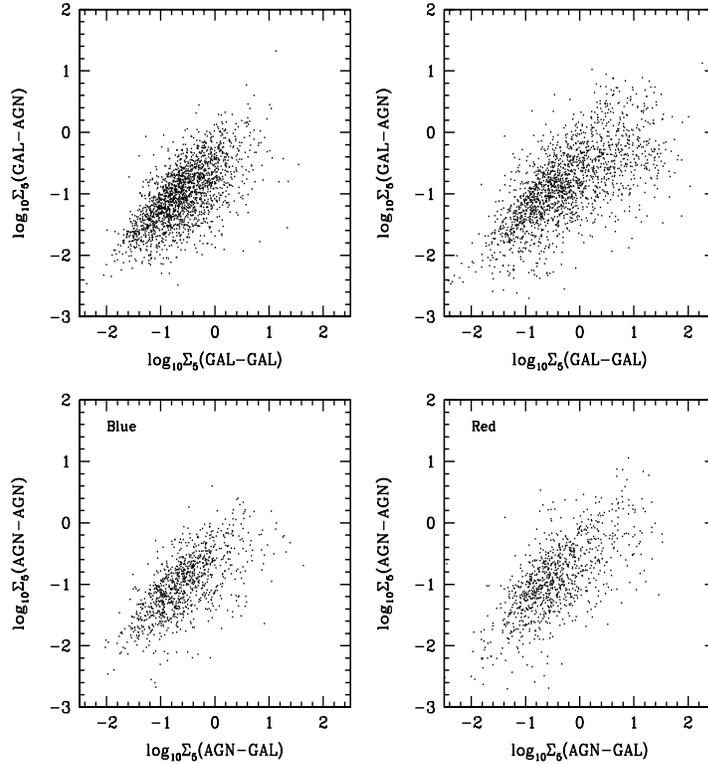


Fig. 4.8: Arriba: Dispersión de valores de Σ_5 para galaxias rojas y azules vs. galaxias y AGNs. Abajo: Idem para Σ_5 de AGNs rojas y azules vs. galaxias y AGNs.

4.2.3 Propiedades de las galaxias cercanas

La diferencia marginal observada en las funciones de correlación de la Fig. 4.7 entre las muestras de galaxias y AGNs rojas motivó a la búsqueda de diferencias en las propiedades características de sus galaxias vecinas. Siguiendo el esquema de análisis realizados en el Capítulo 2 se estudiaron los colores $u - r$ y tasa de formación estelar, SFR/M^* , de las galaxias adentro de distancias proyectadas $r_p < 3 h^{-1}$ Mpc y diferencia de velocidad radial $\Delta V < 1000 \text{kms}^{-1}$ de las distintas submuestras. La Fig. 4.9 muestra la fracción relativa de galaxias azules ($u - r < 2.5$) y con alta tasa de formación estelar ($\log_{10}SFR/M^* > -10.0$) para distancias proyectadas $r_p < 3 h^{-1}$ Mpc. Se observa que para las muestras azules (galaxias

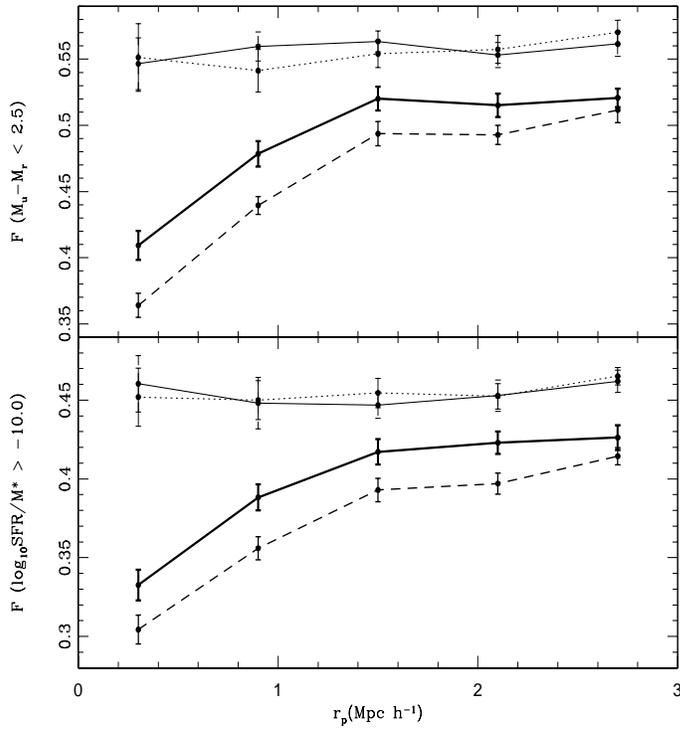


Fig. 4.9: Fracción relativa de galaxias azules $u - r < 2.5$ y con alta tasa de formación estelar ($\log_{10} SFR/M^* > -10.0$) como función de la distancia proyectada. La línea sólida gruesa corresponde a AGNs rojas, la línea de trazos a galaxias rojas no-activas y la línea sólida fina y línea de puntos corresponden a las muestras de AGNs azules y galaxias azules no-activas respectivamente (Coldwell & Lambas 2007).

y AGNs) las poblaciones de sus entornos son indistinguibles mientras que para muestras rojas existe una diferencia que indica que las AGNs rojas están rodeadas por una mayor fracción de galaxias azules y con alta formación estelar que su contraparte no-activa. Esta diferencia es del orden de 2σ y se mantiene hasta aproximadamente $r_p < 2.5 h^{-1} \text{ Mpc}$.

Los valores de $u - r$ y SFR/M^* seleccionados para el análisis corresponden a los valores medios de las distribuciones en el rango de redshift utilizado. Por otro lado, se testearon los resultados utilizando valores extremos de $u - r$ y SFR/M^* pero la señal se mantuvo, aumentando los errores, sin encontrar excesos para estos valores. El desplazamiento de las fracciones relativas de galaxias azules star-forming con respecto a los valores medios implica que sea más probable un proceso de alimentación de la AGN la cual requiere estar localizada en regiones ricas en gas en lugar de un proceso de "feedback" donde la AGN afecta al medio a través de procesos radiativos. En el caso de las muestras divididas por color esto indicaría que posible-

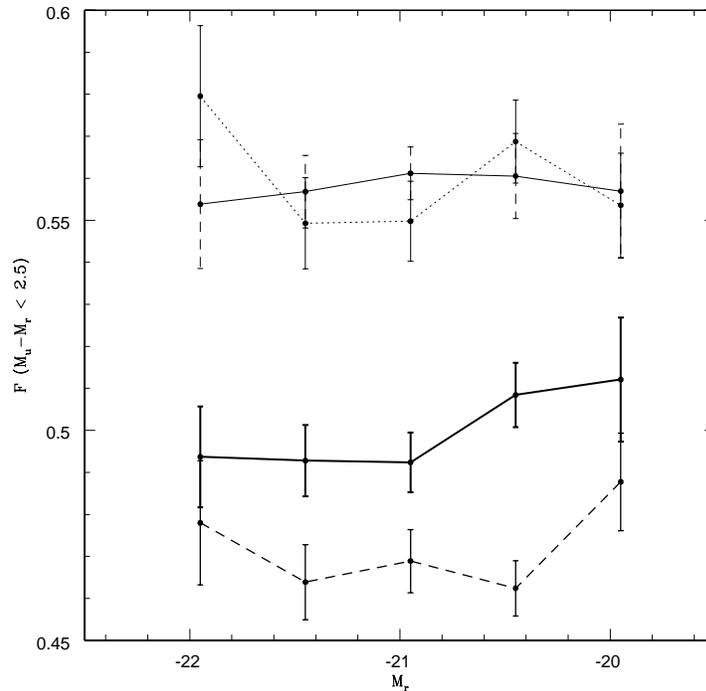


Fig. 4.10: Fracción relativa de galaxias azules como función de la luminosidad de las muestras de AGNs y galaxias divididas por color (Coldwell & Lambas 2007).

mente las AGNs rojas no poseen suficiente gas en su galaxia *huésped* tienden a estar en zonas más gaseosas que compensen de alguna manera la falta de gas en la galaxia que contiene el núcleo activo, mientras que en el caso de las muestra azules la actividad de las galaxias es independiente del medio circundante.

Este exceso de galaxias ricas en gas en las vecindades de AGNs rojas es independiente de la luminosidad de la galaxia *huésped* de la AGN como se observa en la Fig. 4.10 La diferencia en los valores medios de las galaxias en los entornos de AGNs y galaxias no-activas rojas podría deberse a su ubicación con respecto a los centros de zonas de alta densidad dada por grupos de galaxias o cúmulos de galaxias. Las AGNs rojas podrían estar más alejadas de los centros de grupos, ubicándose en regiones donde el medio intergaláctico favorece el proceso de acreción de materia dentro del agujero negro.

4.3 AGNs e Interacciones

Diferentes teorías han propuesto que las interacciones entre galaxias alimentan la actividad de la AGN llevando el gas dentro de las zonas más internas de las galaxias y, así, dentro del agujero negro. Números autores estudiaron la frecuencia de compañeros cercanos a una galaxia de núcleo activo con el propósito de detectar si la actividad de las AGNs puede ser explicada a través de las interacciones (Koulouridis et al. 2006, Serber et al. 2006)

Coldwell & Lambas (2006) exploraron si la frecuencia de los quasars a tener una galaxia compañera es mayor con respecto a una muestra de control teniendo en cuenta los límites observados en las interacciones de galaxias (Lambas et al. 2003, Alonso et al. 2004) para incrementar la tasa de formación estelar ($r_p < 100 h^{-1} \text{ kpc}$ y $\Delta V < 350 \text{ kms}^{-1}$). Los resultados mostraron que existe una baja fracción ($\leq 15\%$) de galaxias asociadas a los quasars, dentro de los límites establecidos para las interacciones, similar a la encontrada para galaxias en general indicando que la presencia de una compañera próxima a un quasar no es el único requerimiento necesario para disparar el proceso de actividad de una AGN.

Sin embargo, aunque las interacciones no sean capaces de explicar totalmente el fenómeno AGN, se realizó un análisis para determinar cual es la influencia que las interacciones producen en su compañera AGN que está dentro de los límites definidos para galaxias interactuantes. Para ello se utilizó una muestra de pares de galaxias SDSS muy próximas entre si, tomadas de Alonso et al. (2006). Estos pares de galaxias dentro del rango: $r_p < 100 h^{-1} \text{ kpc}$ y $\Delta V < 350 \text{ kms}^{-1}$ fueron clasificadas por inspección visual según su morfología en:

- Pares con evidencia de un proceso de fusión (m).
- Pares con señales de interacciones tidales pero que aun no se encuentran en la etapa de fusión (t).
- Pares sin evidencia de distorsiones en su morfología (n)

También se utilizó una muestra de galaxias AGNs de control sin compañeras dentro del $r_p < 100 h^{-1} \text{ kpc}$ y $\Delta V < 350 \text{ kms}^{-1}$ con similares características (color, magnitud absoluta y tipo morfológico) que las AGNs de la muestra de pares. El número de pares y porcentaje de AGNs encontradas en estas submuestras es resumido en la Tabla 4.1. Se observa que el porcentaje de AGNs es bastante similar para los 3 tipos de interacciones mientras que para las muestras de control es levemente inferior aunque dentro del nivel de error estimado.

Con estas muestras se realizó un análisis para entender como afecta el tipo de interacción a la luminosidad de la línea de OIII, L[OIII], y también a la masa del agujero negro estimada, M_{BH} ,

Tab. 4.1: Porcentajes de AGNs

Categorías	Total de Pares	m	t	n	Muestra Control
N° de pares cercanos	1607	383	688	536	14359
% de AGNs	32%	31%	32%	28%	23%

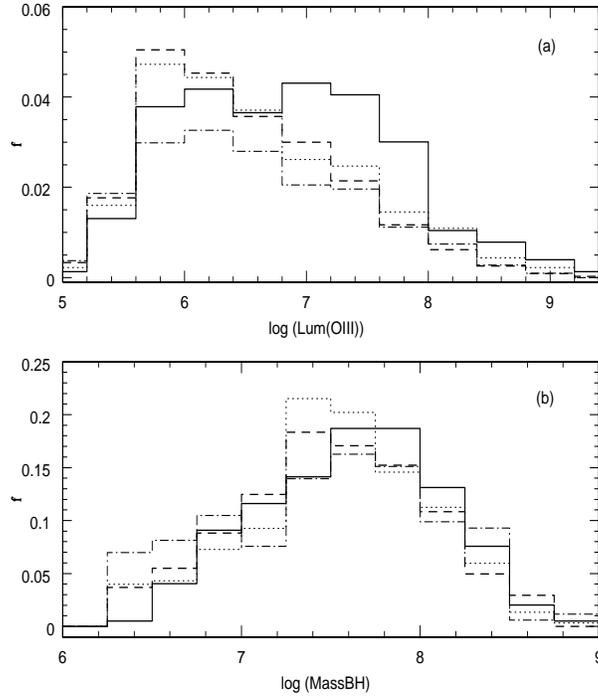


Fig. 4.11: Distribuciones de L[OIII] y masa del agujero negro para AGNs en pares en proceso de fusión (línea sólida), AGNs con signos de interacción tidal (línea de puntos), AGNs sin señales de interacción (línea punto-rama) y galaxias AGNs sin compañeras (línea cortada) (Alonso, Lambas, Tissera & Coldwell 2006).

utilizando la relación $M_{BH} - \sigma_*$. Esta relación entre la dispersión de velocidades del bulge y M_{BH} es ampliamente aceptada dentro del esquema de crecimiento auto-regulado de agujeros negros en el contexto de interacciones entre galaxias. La estima de M_{BH} está restringida para AGNs con $\sigma_* > 70 \text{kms}^{-1}$, que corresponde a $\log_{10} M_{BH} > 6.3$ debido a la resolución instrumental de los espectros de SDSS, a través de la relación entre σ_* y la masa del agujero negro supermasivo dada por Tremaine et al. (2002):

$$\log(M_{BH}) = 8.13 + 4.02 \log\left(\frac{\sigma_*}{200}\right) \quad (4.2)$$

En la Fig. 4.11 se observan las distribuciones de L[OIII] y $\log_{10}(M_{BH})$ para las tres muestras

de galaxias interactuantes, m , t y n y para las AGNs aisladas de la muestra de control. Se observa un incremento en las AGNs con altos valores de $L[\text{OIII}]$ para los pares de galaxias con procesos de fusión (grupo m) mientras que las AGNs en otros tipos de interacción no muestran diferencias significativas con respecto a la muestra de control de AGNs aisladas. Por otro lado, las distribuciones de masa del agujero negro son similares para todas las submuestras. El incremento de $L[\text{OIII}]$ para la muestra m sugiere que las interacciones entre galaxias muy cercanas que experimentan deformaciones por los procesos de fusión intervienen generando un aumento en la actividad de las AGNs.

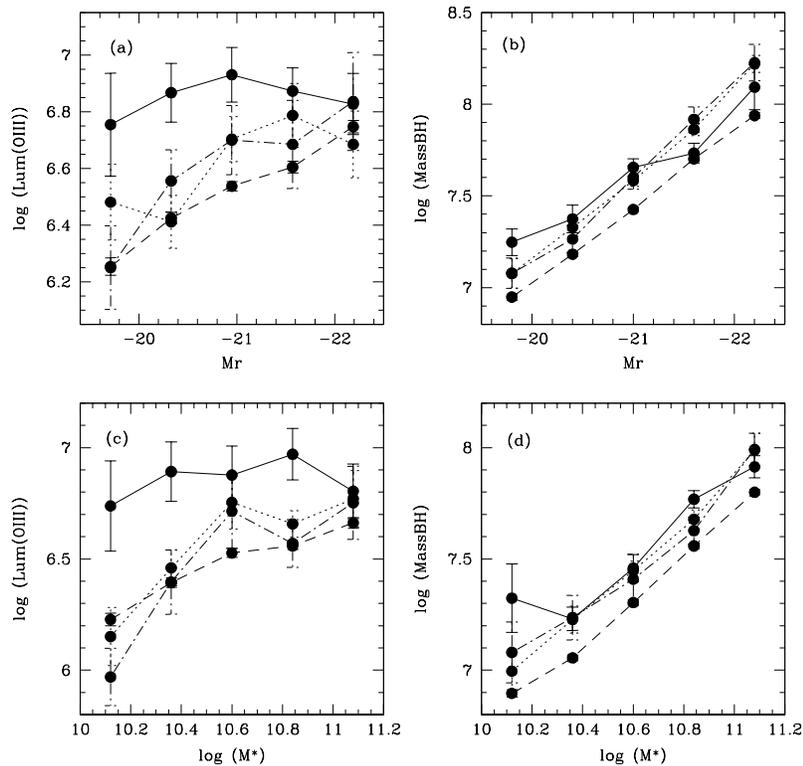


Fig. 4.12: $L[\text{OIII}]$ y $\log_{10}(M_{BH})$ como función M_r y M^* para AGNs en pares con procesos de fusión (línea sólida), AGNs con signos de interacción tidal (línea de puntos), AGNs sin señales de interacción (línea punto-raya) y galaxias AGNs sin compañeras (línea cortada) (Alonso, Lambas, Tissera & Coldwell 2006)

Por último se investigó el rol que juega la compañera para potenciar la actividad de la AGN. Para ello se separó la muestra de pares en aquellas cuya compañera de la AGN es más brillante que $M_r = -21$ y las que tienen una compañera más débil que $M_r = -21$.

Para cuantificar este efecto se calculó el valor promedio de $L[\text{OIII}]$ y $\log_{10}(M_{BH})$ como

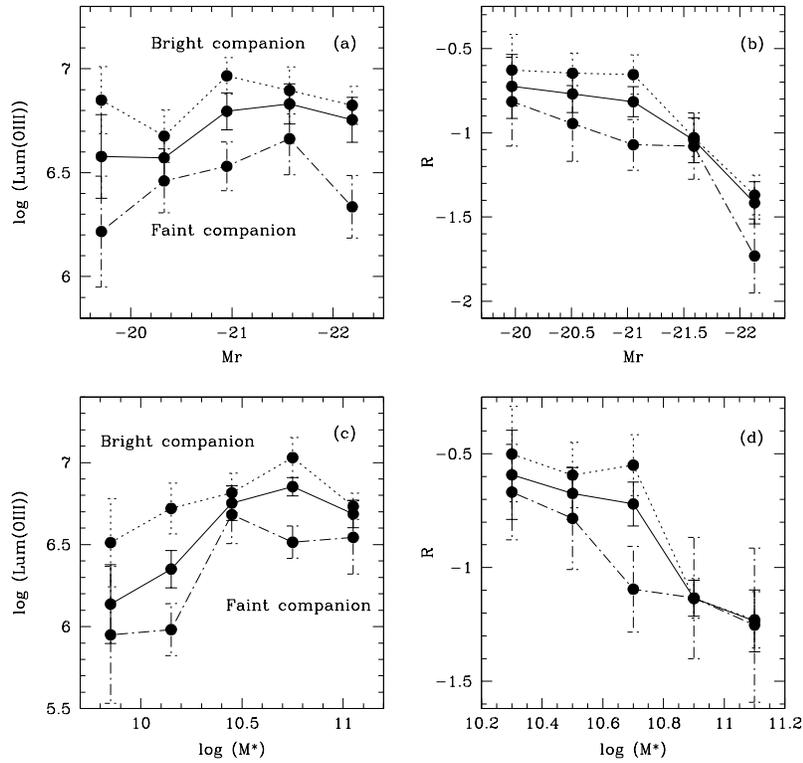


Fig. 4.13: $L[\text{OIII}]$ y $R = L[\text{OIII}]/M_{BH}$ como función M_r y M^* para AGNs en pares (línea sólida), AGNs con una compañera brillante $M_r < -20$ (línea de puntos) y AGNs con una compañera débil $M_r > -20$ (línea cortada) (Alonso, Lambas, Tissera & Coldwell 2006).

función de la magnitud absoluta M_r y la masa en estrellas de la AGN, M^* . Nuevamente se observa en la Fig. 4.12 un fuerte efecto para el incremento de $L[\text{OIII}]$ en AGNs de pares interactuantes en procesos de fusión, independientemente de la luminosidad o masa en estrellas de la galaxia. Los valores para las muestras t y n son similares a las de AGNs sin compañeras cercanas y además muestran una dependencia a tener mayor $L[\text{OIII}]$ para galaxias de mayor magnitud absoluta y masa en estrellas. Los resultados para la masa del agujero negro son similares para todas las submuestras sin observarse diferencias significativas como con $L[\text{OIII}]$ el cual es mejor indicador la actividad de la AGN que M_{BH} .

En la Fig. 4.13 se observan los valores promedio de $L[\text{OIII}]$ y la tasa de acreción dada por $R = L[\text{OIII}]/M_{BH}$, los cuales muestran claramente que la actividad de la AGN en galaxias con compañeras luminosas es significativamente mayor que la de galaxias con compañeras débiles. Estos resultados dan evidencia de que la actividad nuclear no está solo afectada por una galaxia cercana sino que también existe una dependencia con la luminosidad y masa de la

compañera. Este argumento final contribuye a la teoría de ambos, "minor mergers" y "major mergers" como modelos para la generación de actividad en las AGNs y también al hecho de que un único modelo no es suficiente para explicar la enorme diversidad de galaxias de núcleo activos.

Es importante destacar que la potencia de la actividad de las galaxias con núcleos activos está relacionada con dos fenómenos que ocurren a escalas muy diferentes. Por un lado, las interacciones en la etapa de fusión entre las galaxias las cuales aumentan significativamente la actividad de la AGN lo cual ocurre a escalas muy pequeñas del orden de $\approx 10 h^{-1}$ kpc o menor. Por otro lado, existe un efecto a escalas mucho mayores, $\sim 1 h^{-1}$ Mpc, el cual involucra al medio intergaláctico indicando una conexión entre las galaxias del entorno y las AGNs. La relación entre estos procesos en escalas tan distintas es aún desconocido.

CAPITULO 5

SISTEMAS DE QUASARS I: TRIPLETES DE QUASARS A $z < 0.2$

Las propiedades estadísticas de galaxias en los entornos de quasars y otros objetos activos han sido ampliamente estudiadas gracias a los recientes catálogos disponibles (2dF, Colles et al. 2001; SDSS, Stoughton et al. 2002). Así, se puede entender como el fenómeno quasar está relacionado con la población de galaxias en el Universo local. Coldwell & Lambas (2003, 2006) mostraron que los quasars pueblan regiones de densidad similar a los de galaxias típicas y, sin embargo, las galaxias a distancias menores que $\sim 1 h^{-1}$ Mpc de los quasars presentan características particulares con respecto a galaxias ubicadas en diferentes entornos tales como grupos de galaxias o galaxias típicas. Las vecindades de quasars están sobre-pobladas por galaxias azules, de tipo disco y con intensa formación estelar. Estos resultados también son avalados por trabajos de Söchting et al. (2002, 2004) que encontraron que los quasars siguen la estructura en gran escala trazada por los cúmulos de galaxias pero no están ubicados cerca de los centros sino en las periferias o entre dos cúmulos que posiblemente se encuentren en etapas tempranas de fusión.

Contrariamente a lo encontrado en el Universo local, a redshifts más altos los resultados son aún diversos. Por un lado se ha encontrado que los quasars están, generalmente, asociados a entornos ricos (Hall & Green 1998, Djorgovsky 1999) donde la densidad de protogalaxias es mayor que la esperada para galaxias de campo, lo cual es interpretado como los futuros centros de cúmulos ricos (Springel et al. 2005). Sin embargo, algunos trabajos recientes sugieren que los quasars residen en las periferias de cúmulos o en cúmulos en interacción también a $z \sim 1$ (Haines et al. 2001, 2004; Tanaka et al. 2000, 2001). Estos últimos autores, por ejemplo, investigaron un grupo de 5 quasars trazando estructuras de 4-5 cúmulos, con solo un radio-

quasar aparentemente asociado con alguno de los cúmulos.

Los estudios existentes de entornos de quasars sugieren su asociación con estructuras en formación, cúmulos en interacción y filamentos. Como consecuencia de estos resultados es de esperarse que los grupos de quasars puedan trazar regiones de extraordinaria actividad por lo que el uso de sistemas de quasars para la búsqueda de estas estructuras promete resultados interesantes. El análisis de las galaxias circundantes de quasars y sistemas de quasars comprende un adecuado estudio para determinar su influencia como trazadores de estructuras y su evolución con el redshift. Los datos observacionales a alto redshift son de fundamental importancia como complemento de los catálogos disponibles que permiten el estudio de galaxias en el Universo local.

5.1 Selección de Sistemas de Quasars

La identificación de los sistemas de quasars utilizados para el análisis de sus regiones circundantes se realizó mediante el uso de un algoritmo de percolación tridimensional del tipo friend-of-friend (FOF, Huchra & Heller 1982). Esta técnica se aplicó a la muestra de quasars completa en redshift y magnitud del SDSS-DR4, identificando aquellos sistemas con separaciones proyectadas D_{12} y diferencia de velocidades radiales ΔV_{12} menores que las longitudes de percolación dadas por D_0 y ΔV_0 .

Como criterio de selección se tuvo en cuenta que pretendemos identificar sistemas de quasars análogos a los de galaxias en cúmulos y sus periferias. Considerando la baja densidad espacial de quasars (≈ 15 quasars por $grado^2$), adoptamos como criterio de percolación $D_0 = 2 h^{-1} \text{ Mpc}$ y $\Delta V_0 = 2000 \text{ kms}^{-1}$. Estos valores se corresponden aproximadamente a 2 veces el radio y la dispersión de velocidades de los cúmulos ricos de galaxias, los sistemas virializados más grandes actualmente conocidos.

En una muestra de ~ 54000 quasars SDSS, los sistemas detectados dentro de estos valores de D_0 y ΔV_0 fueron 293 pares y solo 7 tripletes de quasars. Los pares de quasars son actualmente muy estudiados y utilizados para la búsqueda de cúmulos y grupos de galaxias a altos redshifts. En cambio, los tripletes de quasars son sistemas muy poco comunes. La probabilidad de encontrar 3 quasars asociados en el volumen dado para SDSS es de solamente 0.02% por lo que el estudio de las regiones que los contienen resulta muy interesante.

Además, se tuvieron en cuenta diferentes conjuntos de parámetros para analizar las variaciones en el número de miembros de los sistemas detectados, dependiendo de las longitudes de percolación. Las identificaciones de sistemas de quasars son muy sensibles a las variaciones

conjuntas de los valores adoptado para D_0 y ΔV_0 . Para determinar la significancia de los valores utilizados para la selección de nuestros sistemas analizamos la variación en el número de grupos detectados y el número de miembros en cada sistema para diferentes valores de D_0 , fijando $\Delta V_0 = 2000\text{kms}^{-1}$ y para diferentes valores de ΔV_0 , fijando $D_0 = 2 h^{-1} \text{ Mpc}$.

En la Fig. 5.1 se muestran las distribuciones del número de grupos detectados con 2 y 3 quasars. En ninguna de las combinaciones de parámetros adoptados se encuentran sistemas con más de 3 miembros. Se observa que el número de tripletes de quasars se incrementa para valores más grandes que los adoptados en nuestra selección, y además, no se encuentran sistemas de más de 2 quasars por debajo de estos valores. Así, podemos asumir que el criterio de selección adoptado para los tripletes de quasars de nuestra muestra ($D_0 = 2 h^{-1} \text{ Mpc}$ y $\Delta V_0 = 2000\text{kms}^{-1}$) corresponde a los grupos de quasars más compactos encontrados en escalas similares a las de cúmulos de galaxias.

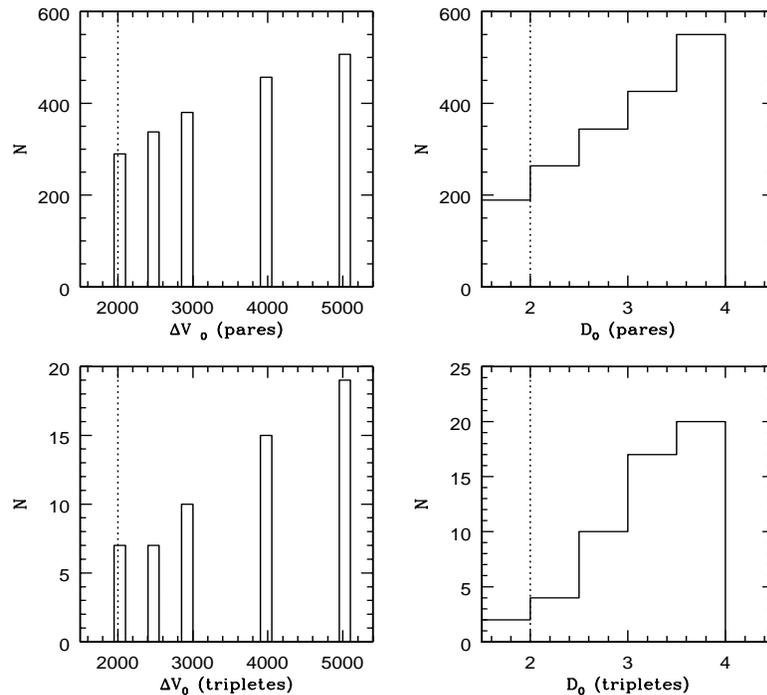


Fig. 5.1: Distribuciones de número de grupos detectados para sistemas de quasars con 2 y 3 miembros. Derecha: dependencia con los valores de D_0 fijando $\Delta V_0 = 2000\text{kms}^{-1}$. Izquierda: dependencia con los valores de ΔV_0 fijando $D_0 = 2 h^{-1} \text{ Mpc}$.

La distribución de redshifts de los sistemas encontrados con estos criterios (línea sólida) se muestra en la Fig. 5.2 donde se observan máximos alrededor de $z \sim 0.2$ y $z \sim 1.8$ un poco más

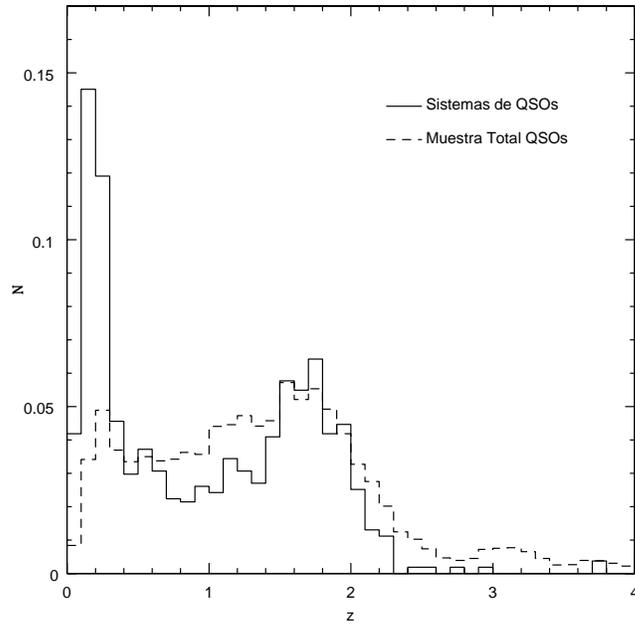


Fig. 5.2: Distribución de redshifts para los sistemas y la muestra total de quasars.

pronunciados que el correspondiente a la distribución de la muestra total de quasars (línea cortada). Si bien las incertezas por el bajo número de sistemas podría afectar la presencia de estos dos máximos, esto podría ser interpretado en términos de la diferencia en el crecimiento auto-regulado de agujeros negros para distinta masa, como fue propuesto por Di Matteo, Springel & Hernquist (2005). Este modelo propone una rápida evolución para los agujeros negros más masivos, que probablemente se formaron en el Universo temprano, debido a una alta tasa de acreción que agota rápidamente el gas circundante. Por otro lado, el tiempo de vida para la fase activa se incrementa para agujeros negros de masas menores implicando un exceso de quasars de baja luminosidad (o Seyferts I) en el Universo local.

Los criterios de selección definidos para esta muestra de quasars SDSS fueron aplicados, también, al catálogo de quasars de Véron (2003) para incrementar la muestra disponible de tripletes de quasars. Así, la muestra final contiene solo 12 tripletes, de los cuales 3 están a $z < 0.2$ y los 10 restantes en el intervalo $0.9 < z < 2.5$. En la Tabla 5.1 se listan coordenadas, redshifts y magnitudes obtenidas del catálogo SDSS y Véron (2003). Los nombres de quasars representados con prefijo SDSS_DR4 corresponden a quasars detectados en el catálogo SDSS que no están incluidos en el catálogo de quasars de Véron (2003).

Tab. 5.1: Muestra de Tripletes de Quasars

Tripletes	Nombre	RA(J2000)	DEC(J2000)	z	m_g
TRIPILET 1	SDSS_DR4-42544	16:23:45.9	41:04:56.4	0.034	16.775
	SDSS_DR4-42554	16:20:12.8	40:09:06.2	0.028	16.986
	SDSS_DR4-42556	16:19:51.3	40:58:47.2	0.038	17.511
TRIPILET 2	SDSS_DR4-7442	8:20:50.5	47:20:47.5	0.129	19.214
	SDSS_DR4-7443	8:21:33.6	47:02:37.3	0.128	19.100
	SDSS_DR4-7444	8:22:09.6	47:05:52.9	0.127	19.549
TRIPILET 3	SDSS_DR4-47475	15:30:43.8	39:04:35.7	0.150	19.213
	SDSS_DR4-47515	15:29:10.0	39:31:09.6	0.147	19.239
	SDSS_DR4-47522	15:30:17.9	39:22:51.7	0.147	19.165
TRIPILET 4	2QZ J015646-2828	1:56:46.6	-28:28:0.0	0.919	19.55
	2QZ J015647-2831	1:56:47.9	-28:31:43	0.919	19.63
	2QZ J015656-2823	1:56:56.0	-28:23:35	0.925	19.76
TRIPILET 5	SDSS J10023+0155	10:02:19.5	01:55:37	1.511	20.19
	SDSS J10025+0150	10:02:34.3	01:50:10	1.509	19.26
	SDSS J10026+0159	10:02:36.7	01:59:48	1.516	20.24
TRIPILET 6	2QZ J120914+0035	12:09:14.9	00:35:51	1.316	19.13
	2QZ J120919+0029	12:09:19.6	00:29:26	1.319	20.64
	2QZ J120922+0026	12:09:22.4	00:26:46	1.322	20.67
TRIPILET 7	2QZ J235405-2845	23:54:05.3	-28:45:06	1.673	20.21
	2QZ J235430-2848	23:54:30.2	-28:48:41	1.670	20.85
	2QZ J235414-2848	23:54:14.2	-28:48:10	1.679	19.63
TRIPILET 8	KKC 11	13:07:50.0	29:08:30	2.276	21.00
	KKC 14	13:08:00.9	29:08:17	2.270	19.40
	KKC 32	13:08:25.1	29:07:46	2.280	20.52
TRIPILET 9	VPM J13479+2835	13:47:56.5	28:35:21	2.458	18.98
	Q J1348+2840	13:48:04.4	28:40:25	2.464	17.85
	RXS J13482+2839	13:48:08.7	28:40:08	2.464	21.30
TRIPILET 10	SDSS_DR4-23159	13:57:38.0	+62:18:50.1	1.188	18.542
	SDSS_DR4-23160	13:57:47.6	+62:24:41.3	1.188	19.387
	SDSS_DR4-23161	13:57:23.4	+62:28:02.9	1.194	19.305
TRIPILET 11	SDSS_DR4--26842	10:44:49.5	+63:59:14.6	1.536	20.416
	SDSS_DR4-26844	10:44:14.9	+63:53:58.7	1.535	20.392
	SDSS_DR4-26848	10:44:14.0	+63:52:46.8	1.537	20.101
TRIPILET 12	SDSS_DR4-33831	10:02:54.4	+45:20:09.2	1.629	20.340
	SDSS_DR4-33832	10:02:47.3	+45:16:48.6	1.630	19.473
	SDSS_DR4-33833	10:02:29.4	+45:20:06.0	1.633	18.875

5.2 Tripletes de Quasars a $z < 0.2$

De la muestra total de tripletes de quasars, los tres primeros de la Tabla 5.1 se encuentran a $z < 0.2$ y fueron seleccionados del catálogo de quasars de SDSS, lo que brinda una excelente posibilidad de estudiar las estructuras relacionadas a estos sistemas usando los datos espectroscópicos y fotométricos del catálogo. Para determinar como estos sistemas de objetos activos están relacionados con las estructuras en gran escala trazadas por cúmulos de galaxias y filamentos es interesante establecer como ellos se ubican con respecto a los centros de estos cúmulos resolviendo, también, las subestructuras alrededor de ellos. Para esto es fundamental preservar la información topológica en el momento de muestrear las distribuciones de densidad.

5.2.1 Algoritmo de Teselación de Voronoi

Para este estudio se utilizó el algoritmo no paramétrico de Teselación de Voronoi, el cual provee una partición de un patrón de puntos de acuerdo a su estructura espacial (Ver Fig. 5.3). Dado un conjunto \mathbf{S} de n puntos distintos en R^d , el diagrama de Voronoi es la partición de R^d en n regiones de poliedros $a(p)$ (para $p \in \mathbf{S}$). Cada región de $a(p)$, llamada celdas de Voronoi de p , está definida como un conjunto de puntos en R^d que son más próximos a p que cualquier otro punto en \mathbf{S} .

$$a(p) = \{x \in R^d | \bar{r}(x, p) \leq \bar{r}(x, q) \forall q \in \mathbf{S} - p\}, \quad (5.1)$$

donde \bar{r} es la función de distancia (Okabe et al. 2000). El conjunto de celdas de Voronoi y sus caras forman un complejo de celdas con vértices (llamados vértices de Voronoi) y extremos (bordes de Voronoi).

Una útil aplicación del modelo de Voronoi es la compilación de los mapas de densidad superficial de los datos puntuales. Si uno genera el diagrama de Voronoi del conjunto de puntos \mathbf{S} y mide el área A_i de cada polígono a_i , puede considerarse a A_i^{-1} como un indicador de la densidad local del patrón de puntos a_i . Así, el diagrama de Voronoi tiene la ventaja de permitir la generación de contornos de distribución de densidades sin dividir los datos en cuadrículas con celdas de igual tamaño. Esto puede, en muchos casos, introducir un suavizado que distorsiona la morfología de la distribución medida.

El muestreo de las distribuciones de densidad es sólo el primer paso en el procedimiento de detección de cúmulos de galaxias, seguido por la localización de los picos de densidad que satisfagan algún criterio para cúmulos de galaxias (por ej. mínimo número de miembros, dis-

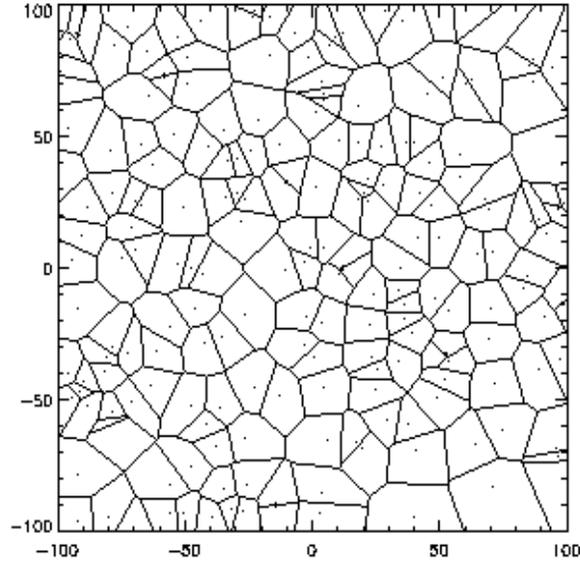


Fig. 5.3: Ejemplo de diagrama de Teselación de Voronoi (Okabe et al. 2000).

tribución en color, luminosidad, etc.). La más simple aproximación es seleccionar objetos con un cierto contraste σ por arriba de la densidad media de galaxias de fondo. Este contraste es definido como

$$\sigma = \frac{\delta_i - \bar{\delta}_b}{\bar{\delta}_b}, \quad (5.2)$$

donde $\bar{\delta}_b$ corresponde a la densidad media de galaxias de fondo definida usando celdas de Voronoi como

$$\bar{\delta}_b = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n \frac{1}{A_i} \quad (5.3)$$

En el caso de cúmulos con alto contraste esta aproximación produce muy buenos resultados. Sin embargo, la elección de un valor adecuado para el límite en la detección de sobredensidades es una tarea complicada, debido a que aumentando este límite la tasa de detección de cúmulos reales disminuye al igual que el número relativo de cúmulos espúreos. Además, en las regiones externas de los cúmulos donde la densidad cae gradualmente la detección de las galaxias miembros es fuertemente dependiente del valor umbral asumido para la detección.

El algoritmo de Voronoi ha sido utilizado exitosamente para la búsqueda de cúmulos de galaxias (Ramella et al. 2001, Soechting 2002, 2004). La aplicación del método puede, también mejorarse utilizando franjas de color para los mapas de contornos de densidad como fue propuesto por Gladders & Yee (2000). Las galaxias rojas, en general, se caracterizan por estar localizadas en los centros de cúmulos o grupos de galaxias por lo que en algunos casos se las

utiliza para la búsqueda de cúmulos a través del método de Secuencia Roja (Gladders & Yee 2000), debido a su posición característica en el diagrama color-magnitud. Así, la selección de cortes en color en el diagrama color-magnitud incrementa el contraste de densidad de cualquier agrupación de galaxias de tipo-temprano, lo cual provee una separación en el espacio de redshifts a través de la secuencia roja, minimizando los efectos de proyección.

Por otro lado, la mayoría de los problemas relacionados con el valor límite para la detección de cúmulos pobres pueden ser solucionados utilizando un estimador de máxima probabilidad, lo cual permite un mejor delineado del límite de los cúmulos. Un ejemplo de la implementación de un estimador de máxima probabilidad al algoritmo de Voronoi es dado en Soechting et al. (2004).

Para el trabajo de esta Tesis se utilizó el algoritmo de Voronoi para obtener mapas de densidad superficial para la detección de estructuras con sobre-densidades de 2σ (Ec. 5.2) con respecto al valor medio para cada campo. El propósito es visualizar donde se ubican las regiones con excesos de densidad con respecto a los tripletes y donde están las zonas sub-densas. Los cortes en color son aplicados para determinar la posición de los tripletes con respecto al centro de cúmulos o grupos de galaxias.

5.2.2 Galaxias asociadas a los tripletes de quasars

Las propiedades espectroscópicas y fotométricas de las galaxias, alrededor de estos tres tripletes de quasars, utilizadas para el análisis fueron tomadas del SDSS DR5. Para la selección se observó la distribución de redshifts de galaxias centradas en los tripletes. Estas distribuciones muestran máximos que coinciden aproximadamente con los redshifts de los tripletes, como se muestra en los paneles superiores de la Fig. 5.4 en relación al rango total de redshifts de todas las galaxias en el área de tripletes.

Teniendo en cuenta los picos de las distribuciones de redshifts de la Fig. 5.4 (panel superior) se seleccionaron, para cada triplete, sólo las galaxias dentro de una angosta franja de redshift de 6000kms^{-1} dentro de un área de $60 \times 60 h^{-1} \text{Mpc}^2$. Esta franja, representada en línea punteada, en estos paneles, es ampliada en los paneles inferiores de la Fig. 5.4. Aquí se muestra, con líneas solidas verticales, la distribución de redshifts de estas galaxias seleccionadas. En la Tabla 5.2 se resumen los criterios de selección para cada triplete de las galaxias utilizadas en el análisis y el número de galaxias de la muestra final luego de aplicar la restricción en redshifts a todas las galaxias en el área de los tripletes. En el caso del **Triplete 3**, su redshift es mucho mayor que el correspondiente al límite de completitud para SDSS ($z \sim 0.1$) por lo que la cobertura

resulta bastante incompleta. Para solucionar este problema se utilizaron, también las galaxias con redshift fotométrico de SDSS-DR5 dentro del área de este último triplete.

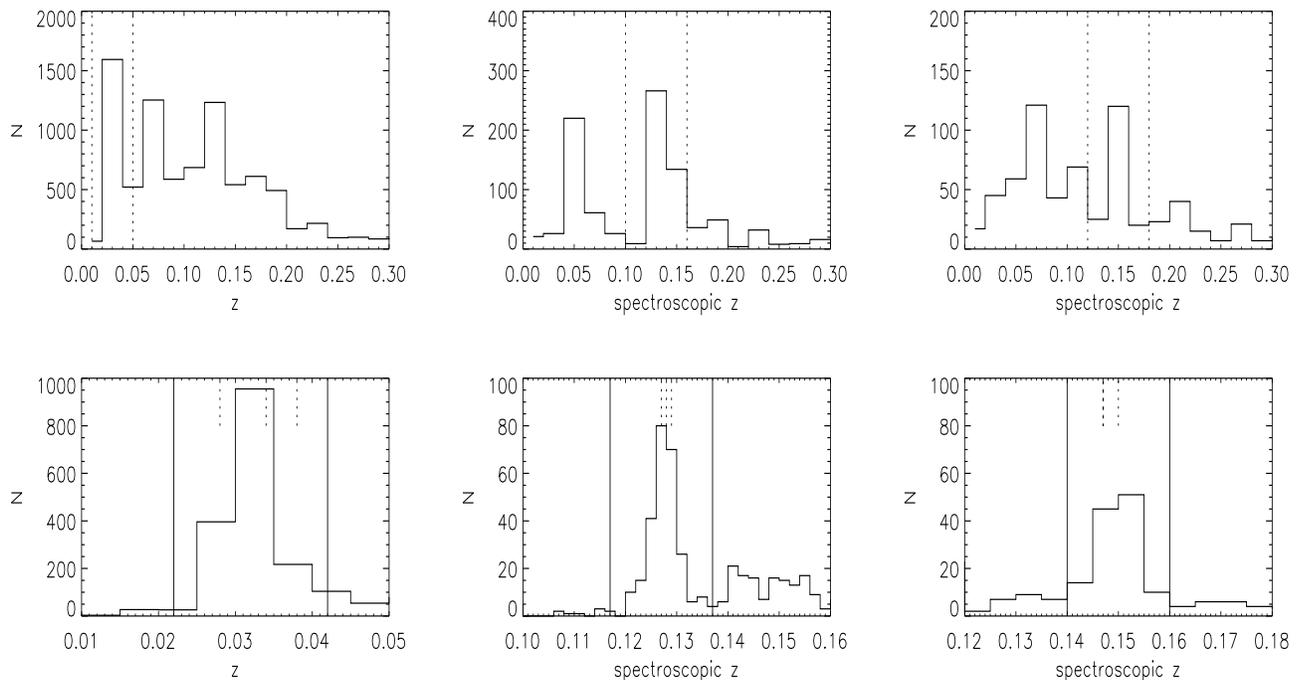


Fig. 5.4: Distribución de redshifts de galaxias con espectro medido dentro de una área de $10 \times 10 \text{Mpc}^2$ centrada en cada triplete. De izquierda a derecha las figuras corresponden a los tripletes 1, 2, y 3. En los paneles superiores se muestra el rango total de redshift con un máximo prominente al redshift del triplete (marcado por la línea punteada vertical). Abajo: Distribución de redshift para el rango de galaxias seleccionadas (líneas sólidas), la ubicación de los quasars miembros de tripletes dentro del histograma están indicados por líneas punteadas (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007).

Tab. 5.2: Criterios de selección para galaxias alrededor de tripletes.

Triplete #	z_{min}	z_{max}	N. seleccionado	N. total
1	0.022	0.042	1620	9205
2	0.117	0.137	259	1005
3	0.140	0.160	120	733

El redshift fotométrico es bastante menos preciso que el espectroscópico lo cual requiere un rango de selección más amplio para las galaxias. En la Fig. 5.5 se observan las distribuciones de redshifts fotométrico y espectroscópico para una muestra de galaxias, con espectro medido, en el campo del **Triplete 3**. Se observa que el ancho de la distribución es mayor para los redshifts fotométricos, lo cual es derivado de una mayor incerteza. Mediante el uso de los redshift espectroscópicos disponibles se encontró empíricamente un rango de redshift fotométrico el cual

proveerá el mejor balance entre completitud y contaminación de la muestra de galaxias. Finalmente el rango de redshifts fotométrico seleccionado para las galaxias alrededor de este último triplete es $0.12 < z_{ph} < 0.16$, resultando con un 70% de completitud y 30% de contaminación por galaxias cuyo redshift espectroscópico esté fuera de este rango.

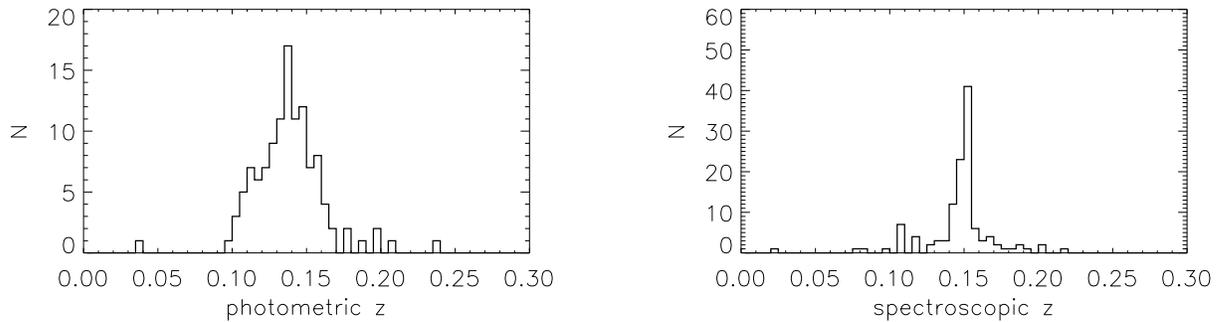


Fig. 5.5: **Izquierda:** Distribución de redshift fotométrico de galaxias con redshifts espectroscópico en el rango $0.140 < z < 0.160$. **Derecha:** Distribución de redshifts espectroscópico de galaxias dentro del rango de selección $0.120 < z_{ph} < 0.160$ (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007).

Además, las galaxias seleccionadas en el campo del **Triplete 3**, fueron restringidas para magnitudes más brillantes que $r < 18.5$. A pesar de que el catálogo SDSS fotométrico es completo hasta magnitud $r = 22.2$, se utilizó este corte en magnitud debido a que por inspección del diagrama color-magnitud de las galaxias seleccionadas usando redshift fotométrico se observó que estas presentan una forma inusual más allá de ese límite.

En la Fig. 5.6 se muestran los diagramas color-magnitud para esta muestra. Se observa que el número de galaxias rojas para magnitudes más débiles que $r < 18.5$ disminuye casi completamente, presentando una forma distorsionada para estas luminosidades con respecto al diagrama color magnitud estándar (ver Fig. 5.8 como referencia). Para intentar entender este comportamiento se realizaron algunas pruebas para determinar si este es un rasgo característico para el campo del triplete. De la comparación con un campo aleatorio de galaxias SDSS con redshift fotométrico medido se obtienen resultados similares descartando así la posibilidad de que esta tendencia sea producida por propiedades particulares de las galaxias en este campo. Este comportamiento puede deberse principalmente a las incertezas en las mediciones de los redshifts fotométricos, las cuales aumentan considerablemente para galaxias con magnitudes más débiles.

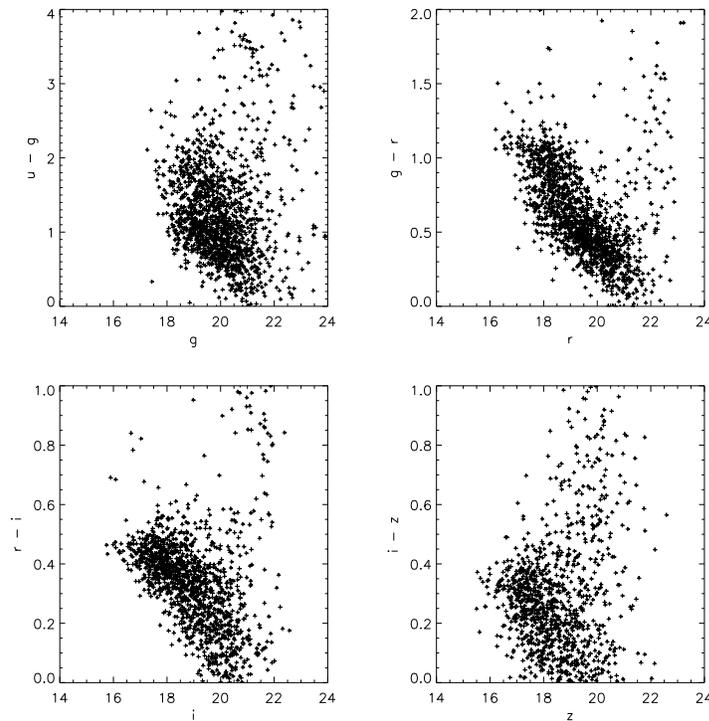


Fig. 5.6: Diagrama color-magnitud de galaxias en el rango $0.120 < z_{ph} < 0.160$. Para magnitudes más débiles que $r = 18.5$, el número de galaxias rojas cae abruptamente y se observa un exceso extremo de galaxias azules. Este rasgo no es una propiedad particular de este campo de galaxias sino que es debido a errores sistemáticos en la medición de redshifts fotométricos para magnitudes más débiles que $r < 18.5$ (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007).

5.3 Tripletes dentro de Estructuras en Gran Escala

Una vez definidas las muestras de galaxias para trazar las estructuras alrededor de los tres tripletes a $z < 0.2$, se utilizó el algoritmo de Teselación de Voronoi, descrito anteriormente, para determinar los mapas de densidad superficial que trazarán las estructuras dentro de un área de $60 \times 60 h^{-1} \text{ Mpc}^2$.

En la Fig. 5.7 se observan los mapas de densidad de galaxias alrededor de los tripletes de quasars. Los colores representan el contraste de densidades para detecciones de sobredensidades con 2σ por arriba del valor medio con respecto a las galaxias de fondo. Los polígonos señalan las sobredensidades que pueden ser identificadas como cúmulos de galaxias y su tamaño es proporcional a la riqueza relativa del cúmulo. Se observa que en todos los casos los tripletes (asteriscos) se encuentran muy cercanos a estas estructuras sobredensas. Los tripletes no están ubicados en los centros de los cúmulos sino en las periferias y en los tres casos se observa la

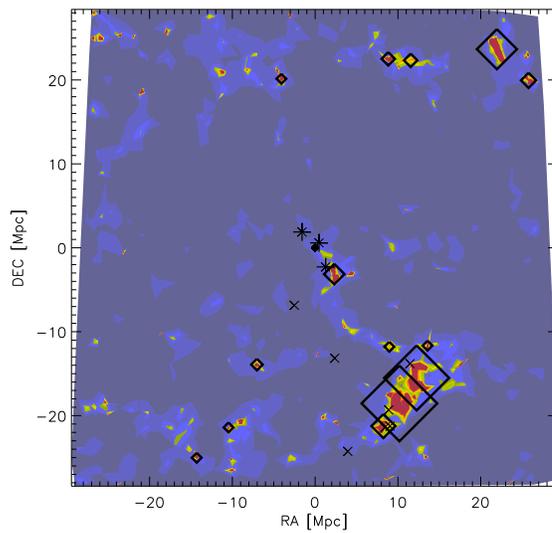
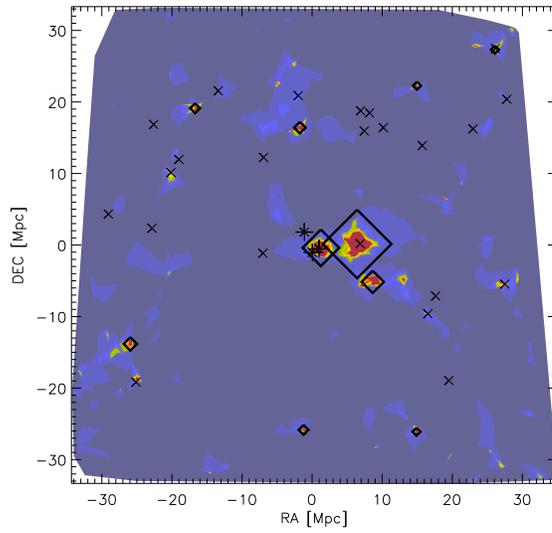
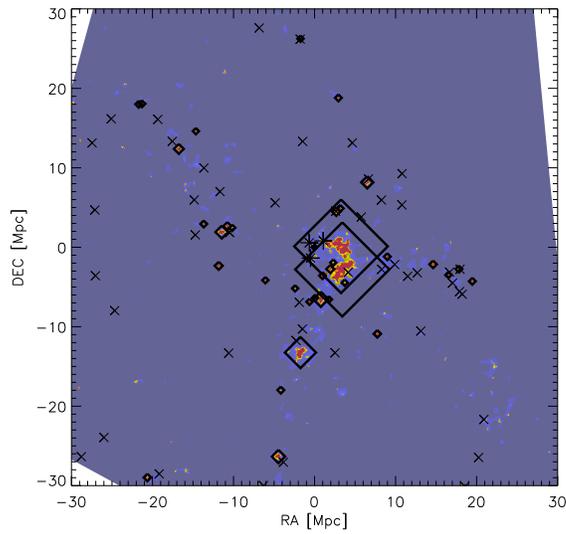


Fig. 5.7: Estructura en gran escala alrededor de los tripletes 1, 2 y 3 (desde arriba hacia abajo respectivamente). Los miembros del tripletes están representados por un asterisco. Los polígonos representan los cúmulos detectados. Las cruces corresponden a otras galaxias de núcleos activos en la región (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007).

presencia de subestructuras que podrían corresponder a cúmulos en interacción. En esta figura también fueron incluídas todas las galaxias con núcleos activos conocidas dentro del área (dados por el símbolo \times) para determinar su posición con respecto a los tripletes y a las subestructuras. Se observa que la mayoría de estas AGNs se ubican en filamentos de bajas sobredensidades que se extienden en escalas de $\sim 30 h^{-1}$ Mpc.

Estos resultados son consistentes con los encontrados para los análisis de los entornos de quasars y AGNs individuales de los capítulos anteriores, los cuales demuestran la existencia de una población de galaxias ricas en gas en regiones de $1 h^{-1}$ Mpc centradas en los objetos activos. Los filamentos, en los cuales se ubican las AGNs de la Fig. 5.7 son regiones propicias para encontrar este tipo de galaxias. Además, algunas AGNs se encuentran muy cercanas a los tripletes y probablemente pueden no haber sido incluídas dentro de sistemas de quasars debido al estricto criterio de selección utilizado para la identificación de estos sistemas. Sin embargo, aunque el criterio utilizado pueda considerarse arbitrario, los resultados indican que estas agrupaciones de AGNs formando sistemas compactos parecen trazar regiones de alta actividad en cuanto a que se ubican en zonas de aparente interacción entre cúmulos de galaxias.

Es importante destacar la notable presencia de estructuras de altas densidades en regiones cercanas a los tripletes de quasars y aunque estos no parecen ubicarse en los centros de estas estructuras muestran una tendencia a estar localizados en las regiones periféricas.

5.4 *Propiedades de la población de galaxias asociadas*

Como ya se mencionó en secciones anteriores, el diagrama color-magnitud es útil para determinar poblaciones de galaxias a través de su color. En esta sección se describirá el análisis de galaxias asociadas a estos sistemas de quasars por medio de sus colores los que permitirán estudiar, de forma indirecta, la ubicación de los tripletes en relación a los centros de los cúmulos.

De esta manera, se utilizaron los diagramas color-magnitud para dividir la población de galaxias en rojas y azules, y estimar los contornos de densidad de estas dos poblaciones. La división entre poblaciones se realizó para el color $g - r$ (dados por las magnitudes Petrosian) separando las galaxias azules de las galaxias que forman parte de la secuencia roja y que podrían determinar el centro de los cúmulos. Para esta distinción se tuvo en cuenta el siguiente criterio, dependiendo del redshifts de las muestras:

$$col_{lim} = (gr_{top} - 0.05) + slop * (r - norm_{mag}), \quad (5.4)$$

donde r es la magnitud de cada galaxia, $norm_{mag} = 13$ y el valor de las variables $slop$ y $grtop$ es resumido en la Tabla 5.3 para los tres tripletes.

Tab. 5.3: Criterios para división de galaxias por color.

Triplete #	slop	grtop
1	-0.035	0.75
2	-0.045	1.1
3	-0.045	1.1

En la Fig. 5.8 se presenta el diagrama color-magnitud para las galaxias en el área del **Triplete 2**. Se observa claramente la marcada secuencia de galaxias rojas, que representan la sobredensidad observada para este Triplete, y la bimodalidad en el color indicando la existencia de distintas poblaciones de galaxias. La línea sólida muestra el criterio utilizado para dividir a la muestra en galaxias azules, $g - r < col_{lim}$, y galaxias rojas $g - r > col_{lim}$, permitiendo una adecuada separación entre las diferentes poblaciones.

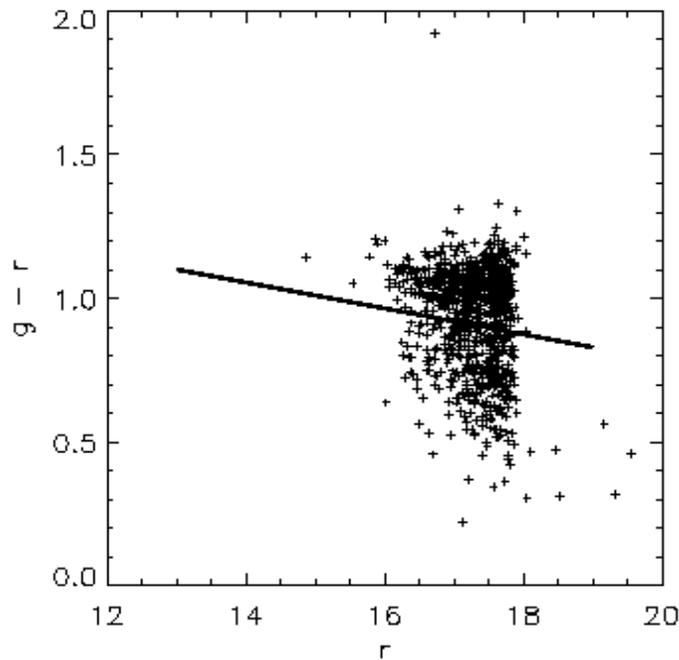


Fig. 5.8: Ejemplo de diagrama color-magnitud (**Triplete 2**) para la división de colores utilizada para el análisis de la población de galaxias.

Nuevamente se utilizó el algoritmo de Voronoi para la determinación de los mapas de densidad de ambas poblaciones de galaxias. En la Fig. 5.9 se observan los contornos de densidad

superficial de galaxias azules (columna izquierda) y de galaxias rojas (columna derecha) para un área de $30 \times 30 h^{-1} \text{ Mpc}^2$ centrada en los tripletes de quasars. Las figuras corresponden al **Triplete 1** (arriba), al **Triplete 2** (centro) y al **Triplete 3** (abajo). Nuevamente los contrastes de color indican la presencia de sobredensidades (indicadas por los polígonos) alrededor de los tripletes de quasars (asteriscos). Es notable ver que en los tres casos existe una sobredensidad de galaxias azules en la región de los tripletes (izquierda), mientras que estos se ubican en los bordes de los contornos de densidad de galaxias rojas, posibles trazadoras de los centros de cúmulos. Esto confirmaría la hipótesis original de que los tripletes de quasars potencian los resultados encontrados para quasars individuales.

En el caso del **Triplete 2**, pareciera existir un exceso de galaxias rojas más cercano a los sistemas de quasars en relación a la población encontrada alrededor de los tripletes restantes. Esto podría interpretarse a través de la propiedad de los quasars de ubicarse en regiones ricas en gas lo cual no es completamente privativo de la existencia de galaxias rojas.

En las regiones correspondientes alrededor de los tres tripletes de quasars fue posible encontrar cúmulos conocidos coincidentes con las sobredensidades mostradas en los mapas. En el caso del **Triplete 1**, la sobredensidad corresponde a Abell 2199, un cúmulo rico (con riqueza de Abell clase 2) con una enorme galaxia elíptica en el centro ubicado a $z = 0.0287$. Este cúmulo está muy cercano a otro cúmulo, A2197, y forma parte del supercúmulo de Hercules junto con los cúmulos A2147, A2151 y A2152. En las zonas externas, fuera de la región virializada de A2199, se observan varios sub-grupos en la zona de *infall*, los cuales tienen identificación en rayos X, dando un soporte directo a la formación de estructuras jerárquicas (Rines et al. 2001).

En el caso del **Triplete 2**, se encontraron los cúmulos ACO 646 y ACO 655. Ambos fueron seleccionados para el catálogo de Abell, Corwin & Olowin (ACO, 1989) utilizando un criterio de riqueza que incluye sólo cúmulos ricos con más de 30 miembros dentro del rango de magnitudes m_3 a $m_3 + 2$, siendo m_3 la magnitud de la tercera galaxia más brillante del cúmulo. Los cúmulos ACO 646 y 655 tienen redshifts de 0.129 y 0.127, respectivamente.

Para el **Triplete 3**, las sobredensidades no fueron identificadas con ningún cúmulo rico conocido. Sin embargo, recientemente Koester et al. (2007) construyeron un catálogo de cúmulos de galaxias utilizando los datos fotométricos de SDSS. En él se identificaron 13823 cúmulos de galaxias a través del método maxBCG. Este método utiliza una combinación de propiedades bien conocidas de los cúmulos ricos: la secuencia roja que forman las galaxias que dominan el extremo brillante de la función de luminosidad y que ocupan una región estrecha en el diagrama color-magnitud (Fig. 5.8), y la presencia de una galaxia extremadamente

brillante (BCG) que se localiza muy cercana al centro. Estas propiedades no son universales para todos los grupos y cúmulos sino que son más representativas de cúmulos ricos de galaxias. Este nuevo catálogo permitió identificar a las sobredensidades del área del **Triplete 3** con los cúmulos identificados recientemente por el método maxBCG (símbolo + en la Fig. 5.9). En el área del **Triplete 1** no se encontró contraparte identificada por este método lo que probablemente podría implicar la ausencia de galaxias BCG en la región. En cambio, para el **Triplete 2**, estos nuevos cúmulos también son encontrados en la región y en los dos casos (**Triplete 2** y **Triplete 3**) coinciden con los cúmulos detectados con el algoritmo de Voronoi.

En resumen, nuestro análisis de tripletes de quasars ha confirmado los resultados que indican que dichos quasars pueblan regiones de alto contenido en gas, dado por la presencia de galaxias azules, y además han demostrado ser muy buenos candidatos para la búsqueda de cúmulos ricos de galaxias y regiones de formación de estructuras. Si el entorno de quasars no presentara una importante evolución el uso de tripletes a alto redshift podría resultar muy promisorio para la búsqueda de cúmulos a $z \sim 1$. Un resultado negativo de esta búsqueda también daría evidencias de una fuerte evolución en los entornos de quasar/AGN entre $z < 0.2$ y $z = 1$.

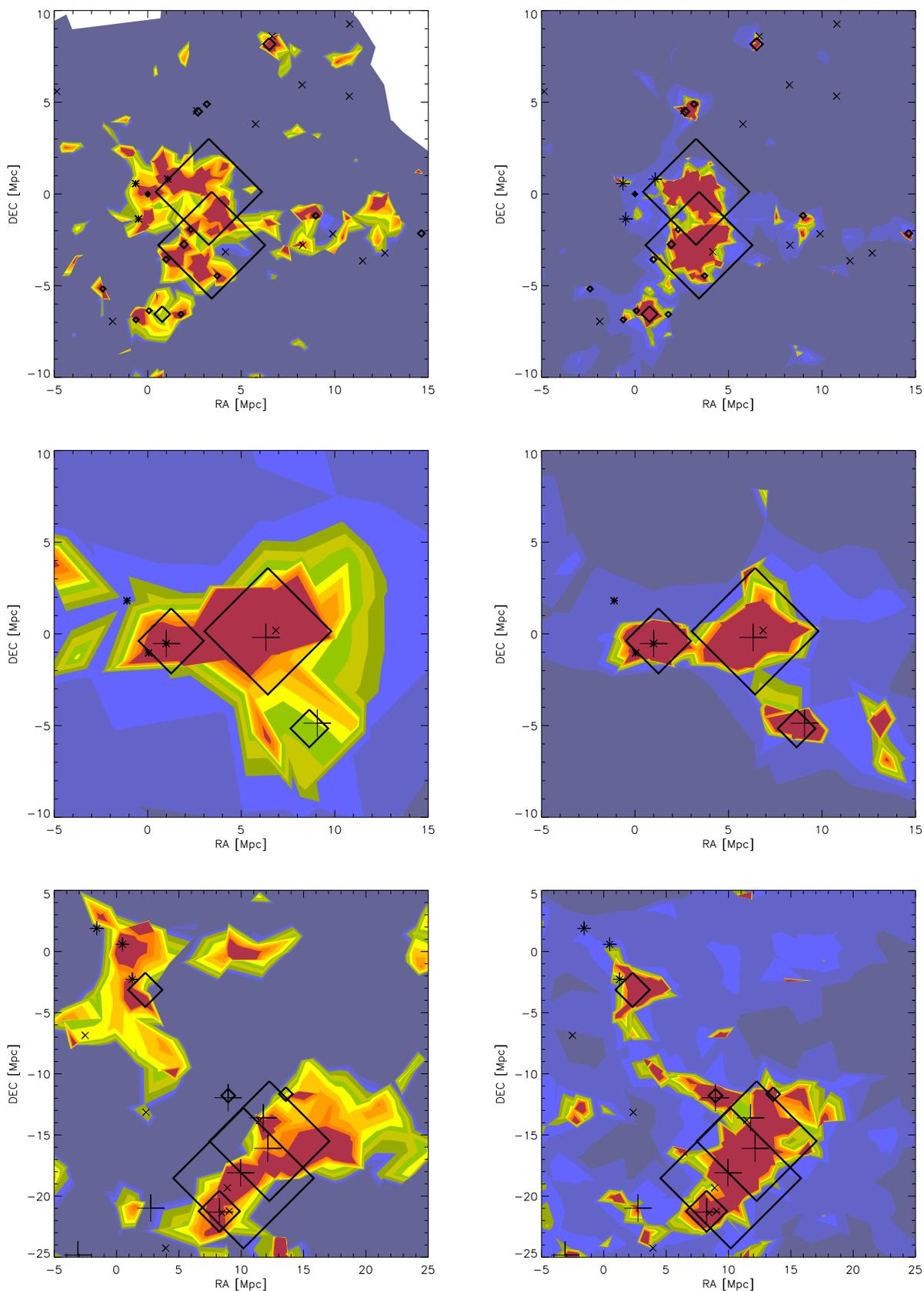


Fig. 5.9: Mapas de densidad de galaxias azules (izquierda) y rojas (derecha) alrededor de los tripletes 1, 2 y 3 (desde arriba hacia abajo respectivamente) (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007).

CAPITULO 6

SISTEMAS DE QUASARS II:

OBSERVACIONES EN INFRARROJO DE

TRIPLETES DE QUASARS A $0.9 < z < 1.6$

6.1 Universo Infrarrojo

De la gran cantidad de información en forma de radiación electromagnética emitida por el Universo, buena parte de ella se encuentra en forma de ondas infrarrojas, invisibles a nuestros ojos y a los telescopios ópticos. Además, sólo una pequeña fracción de esta radiación infrarroja proveniente del espacio, alcanza la superficie terrestre debido a la gran absorción que produce la atmósfera en estas longitudes de onda. Sin embargo, la observación de las longitudes de onda infrarrojas ha permitido realizar una extraordinaria cantidad de estudios. Asimismo, en el espacio existen muchos objetos que no pueden ser vistos con los telescopios ópticos porque están ocultos por regiones densas de gas y polvo, por ejemplo el Toro que se encuentra alrededor del disco de acreción de agujeros negros. Esto es debido a que la radiación infrarroja, al tener longitudes de onda mucho más largas que la luz visible, puede atravesar esas regiones de polvo sin ser significativamente absorbida.

En las frecuencias infrarrojas, también es posible la observación de muchos objetos que son demasiado fríos y débiles para ser detectados como luz visible ya que todo cuerpo a una temperatura por encima del cero absoluto irradia ondas en la banda infrarroja. Por esto, la astronomía infrarroja implica el estudio de casi todos los objetos del Universo, en una gama de longitudes de onda de 1 a 300 micrones. El ojo humano detecta solamente el 1% de las ondas de luz de 0.69 micrones y 0.01% de las ondas de 0.75 micrones; no puede ver longitudes de onda mayores de 0.75 micrones, a menos que la fuente de luz sea extremadamente brillante.

La exploración del universo temprano también puede realizarse en el infrarrojo obteniéndose información de la formación de los primeros objetos y pudiendo estudiarse el inicio de la evolución de las galaxias ya que como resultado del redshift los objetos lejanos tienen un corrimiento de su luz ultravioleta y visible hacia el infrarrojo, de modo que la única manera de estudiar tal radiación es en estas frecuencias.

En las galaxias, la radiación infrarroja se origina básicamente en tres tipos de fuentes: estrellas, gas interestelar y polvo. Las emisión de las estrellas alcanzan su máximo nivel en la banda infrarroja cercana al espectro visible (longitudes de onda de 1 a 3 micrones). La radiación emitida por átomos y moléculas de gas interestelar es sólo un pequeño porcentaje de la radiación infrarroja generada por las galaxias. La fuente primaria de radiación infrarroja más allá de los 3 micrones es la re-emisión térmica de las partículas de polvo calentadas por la luz de las estrellas. Las galaxias elípticas emiten débilmente en el infrarrojo porque tienen poco gas y polvo, en cambio, las galaxias espirales que son ricas en gas y polvo, son fuentes infrarrojas intensas gracias a que en ellas aún hay actividad de formación estelar. Aproximadamente la mitad de la luminosidad de una galaxia espiral típica es irradiada en longitudes de onda del infrarrojo lejano. Por otro lado, las interacciones de galaxias disparan una intensa actividad de formación estelar por lo cual los choques de galaxias con abundante cantidad de gas generan intensas fuentes de emisión en las frecuencias infrarrojas.

6.2 *Observaciones Infrarrojas de campos de Tripletes a $z > 0.9$*

Como se ha mostrado en los capítulos anteriores, los análisis realizados indican que los quasars se ubican en regiones de gran actividad de formación estelar y contenido gaseoso, con respecto a otros objetos extragalácticos en el Universo. Entre ellos, los tripletes de quasars han demostrado ser muy buenos trazadores de estructuras permitiendo encontrar cúmulos ricos de galaxias muy cercanos a ellos (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007). Estos estudios han sido restringidos a redshifts bajos, $z < 0.2$, debido a las limitaciones de los catálogos utilizados por lo que resulta de gran interés hacerlos extensivos al análisis de los entornos de los tripletes de quasars a $z \approx 1$ (Tabla 5.1).

Para ello se propuso la observación multicolor de campos de tripletes a alto redshift mediante técnicas fotométricas utilizando CCDs con campos grandes que permitan estudiar las regiones alrededor de estos tripletes. Se obtuvo tiempo de observación para los tripletes 4, 5, 6 y 7 en el Telescopio Blanco de 4 metros de Cerro Tololo, Chile. Los tripletes fueron observados con los Instrumentos MOSAIC en las bandas R y z (solo tripletes 5 y 6) e ISPI en las bandas

Ks, J y H. En este Capítulo se describirá el procesamiento y análisis de las imágenes observadas con ISPI en el Infrarrojo.

6.2.1 ISPI: Estrategia de Observación y reducción de datos

El Infrared Side Port Imager, ISPI (eye-spy), es una cámara infrarroja ubicada en telescopio Blanco de 4 metros de Cerro Tololo. ISPI cubre el rango de longitudes de onda de 1 a 2.4 micrones de las bandas anchas Y, J, H y Ks y también tiene un conjunto de filtros de banda angosta. Las características principales de los filtros se resumen en la Tabla 6.1.

Tab. 6.1: Datos básicos

Filtro #	λ central (micrones)	λ 80% de cobertura
J	1.25	1.176 - 1.322
H	1.635	1.5005 - 1.7705
Ks	2.150	1.9915 - 2.2955
Y	1.0381	BW 0.1457mu

ISPI es uno de los CCDs infrarrojos con mayor tamaño de campo (field of view, FOV) disponible en el hemisferio Sur con un FOV de 10.25×10.25 minutos de arco con una escala de 0.3 segundos de arco por pixel. Este fue uno de los principales motivos para la elección de este instrumento para el estudio de los campos de quasars en las frecuencias infrarrojas. El número de cuentas sobre el detector no debe superar ~ 20000 ADUs para obtener un rango de linealidad del $\sim 98\%$ y el nivel de saturación de los datos ocurre a ≈ 40000 ADUs. La ganancia de ISPI es $4.25e^-/ADU$ y las corrientes oscuras son muy pequeñas, del orden de $\sim 0.1 e^-/seg$ para largas exposiciones.

En las observaciones infrarrojas normalmente se utiliza el procedimiento llamado *dithering* que consiste en un pequeño desplazamiento de la posición del telescopio (alrededor del punto de observación) tomando varias exposiciones en diferentes puntos definidos por el patrón de *dithering*. Esta técnica se utiliza para crear una imagen del fondo de cielo que luego será restada a la imagen del objeto. En la banda K, el ruido de fondo de cielo define el máximo tiempo de observación y dependiendo de la temperatura ambiente el rango de exposición será de 15 a 30 segundos. Los *coadds* (varias exposiciones sin lectura del CCD) se utilizan para incrementar la eficiencia ya que utiliza menos tiempo que el necesario para escribir el mismo número de imágenes separadas, y al tener exposiciones más cortas se evita la gran acumulación de rayos cósmicos. La mejor estrategia de observación consiste en, para un dado tiempo de exposición total, integrar el mayor tiempo que sea posible cada imagen de una secuencia, tomar el número

mínimo de posiciones para el *dithering* y realizar tantos *coadds* como sean necesarios. La experiencia muestra que ISPI es aproximadamente eficiente en un 60% para imágenes de 60 segundos en la banda Ks (20 segundos por 3 *coadds*) y 10 *dithers* típicamente menores que 60".

Estrategia de observación

Las observaciones con ISPI se realizaron en dos turnos asignados al proyecto "*Triples of Quasars as lighthouses of galaxy and structure formation*" el cual surgió como consecuencia de los resultados encontrados para quasars a bajos redshifts. El primer turno fue de 5 medias noches del 2 al 6 de Abril de 2006 y el segundo turno fue de 3 noches completas del 7 al 9 de Octubre de 2006. Durante estas noches se observaron 4 tripletes en la banda K, 3 en la banda J y 2 en la banda H.

Dado el rango de redshift de los quasars, $0.9 < z < 1.6$, se calculó que, para observar galaxias más débiles que M^* era necesario alcanzar magnitudes límites de $K_s = 21$, $J = 23$ y $H = 22$. Utilizando un radio de apertura de 3" y con una relación señal ruido $S/N = 3$ es necesario un tiempo de exposición total de 3.22, 6.62 y 3.07 horas para las bandas Ks, J y H respectivamente (calculado con el estimador de tiempos de exposición de ISPI).

Las observaciones en cada banda fueron divididas en secuencias donde un patrón circular de 15 posiciones de *dithering* se utilizó para cada una de ellas. Además, los tiempos de exposición para cada imagen de la secuencia fueron los siguientes: $K_s = 20 \text{ seg.} \times 5 \text{ coadds}$, $J = 130 \text{ seg.} \times 1 \text{ coadd}$ y $H = 20 \text{ seg.} \times 5 \text{ coadds}$. Los tiempos de integración totales obtenidos para la imagen final de cada triplete se resumen en la Tabla 6.2.

Para la reducción de las imágenes se utilizaron flats de cúpula tomados en los modos *ON* y *OFF* variando el amperaje de la lámpara de acuerdo al filtro. Los tiempos de exposición fueron los siguientes: $K_{ON} (5.5 \text{ Amp.}) = 20 \times 3.2 \text{ seg.}$, $K_{OFF} = 20 \times 3.2 \text{ seg.}$ (3.2 seg. es el mínimo tiempo de exposición de ISPI), $J_{ON} (6.5 \text{ Amp.}) = 20 \times 7 \text{ seg.}$, $J_{OFF} = 20 \times 7 \text{ seg.}$ y $H_{ON} (5.5 \text{ Amp.}) = 20 \times 7 \text{ seg.}$, $H_{OFF} = 20 \times 7 \text{ seg.}$

Durante cada noche se observaron, también, estrellas estándar para realizar la calibración fotométrica de los datos. Estas estrellas, seleccionadas de Persson et al. (1998), fueron observadas en las bandas J, H, y Ks con el mínimo tiempo de exposición permitido para ISPI.

Reducción de Imágenes

El proceso de reducción del material observado se realizó combinando tareas estándar de IRAF con algunas tareas del paquete *cirred* construido para la reducción de imágenes de ISPI. La

Tab. 6.2: Tiempos de exposición de los Tripletes observados

Triplete #	RA(J2000)	DEC(J2000)	z	Ks	J	H
4	01:56:51.3	-28:27:40	0.919	2.90 hs.	3.25 hs.	0.42 hs.
5	10:02:34.3	01:50:10	1.509	3.30 hs	-	-
6	12:09:19.6	00:29:26	1.319	2.92 hs.	6.93 hs.	-
7	23:54:17.8	-28:47:00	1.670	2.90 hs.	6.50 hs.	0.42 hs.

elección de las tareas se realizó para optimizar el proceso de reducción con el fin de alcanzar la profundidad requerida.

Para la reducción básica se realizó, en primer lugar, la combinación de los *flats* ON y OFF por separado, utilizando la tarea **med** del paquete *cirred*, la cual utiliza la mediana para la combinación de las imágenes *flats*. Luego se construyó la máscara de pixeles malos usando la tarea **maskbad**, también de *cirred*, la cual crea una máscara de pixeles malos usando los histogramas de intensidad de los pixeles. Para ello se definen interactivamente los límites de los pixeles de estos histogramas, tanto para $flat_{ON}$ y $flat_{OFF}$, tal que la forma final de la distribución de intensidades sea aproximadamente gaussiana.

La imagen *Flat* final para la corrección de los datos se obtienen de la resta de los *flats* ON y OFF combinados. Esta imagen *Flat* resultante es corregida por pixeles defectuosos usando la tarea **fixpix**, del paquete *proto*, el cual utiliza la máscara para realizar una interpolación sobre estos pixeles. Luego este *Flat* es corregido por iluminación con la tarea **mkillumflat**, del paquete *ccdred*, para remover los efectos de iluminación en gran escala que difieren de la imagen astronómica. Por último, este *Flat* corregido por iluminación es normalizado dividiéndolo por el valor promedio de su intensidad determinado por **imstat**.

Finalmente, todas las imágenes de cada secuencia fueron corregidas por pixeles malos con **fixpix** y divididas por: la imagen *Flat* (normalizado y corregido por iluminación), por el tiempo de exposición y número de *coadds* con la tarea **osiris** (de *cirred*). Debido a que la variación del cielo en el infrarrojo es muy intensa, el restado del fondo de cielo resulta una tarea difícil. Para ello, las imágenes fueron separadas por secuencias de *dithering* y para cada secuencia se creó una imagen del cielo que fué restada a las imágenes de la secuencia dada. Las imágenes de cielo fueron creadas con la tarea estándar **imcombine** utilizando como método de combinación: *average* ó *median*, y como algoritmo de eliminación: *sigclip* ó *minmax* que, para cada pixel rechaza aquellos fuera de los límites de selección establecidos. Los valores de los parámetros de esta tarea se eligieron, dependiendo de la secuencia, para obtener el mejor cielo posible. La tarea **sky_sub**, del paquete *cirred*, fue utilizada para sustraer el cielo creado para cada secuencia

separadamente. En general, las primeras imágenes posteriores a un cambio de filtro o de tiempo de exposición exhibían estructuras diferentes al resto de las imágenes de la secuencia. Esta es una característica propia del CCD y por este motivo las primeras imágenes tuvieron un restado de cielo *pobre* relativo a otras imágenes de la secuencia y, en general debieron ser descartadas para obtener una mejor imagen final.

Una descripción más detallada de los parámetros utilizados para cada tarea de este proceso básico de reducción se encuentra disponible en el Apéndice A.1.

Astrometría

Este es un paso muy importante en el proceso de reducción de datos, en el cual un sistema de coordenadas propias es asignado a las imágenes de ISPI. Para ello se utilizó el paquete **WCSTools** (**World Coordinate Systems Tools**) que consiste en un conjunto de rutinas desarrolladas en lenguaje *C* que designan coordenadas a las posiciones de los objetos. Esto permite actualizar los *headers* de las imágenes ISPI con '*keywords*' que describen el sistema de coordenadas de la imagen, su proyección en el cielo, etc. Para ello es necesario un catálogo astrométrico de referencia con el cual **WCSTools** define una relación entre las coordenadas de los píxeles en la imagen y las coordenadas del cielo. Luego de aplicar la astrometría, las imágenes pueden ser finalmente combinadas. Detalles acerca del uso de **WCSTools** son descriptos en el Apéndice A.2.

También deben tenerse en cuenta las correcciones por distorsión de alto orden, las cuales se aplican para minimizar los errores residuales de los ajustes realizados para las coordenadas del nuevo sistema. Esto se debe a la proyección en un plano tangencial, que puede afectar la combinación final de las imágenes. En este trabajo, la correlación entre las coordenadas de la imagen y el catálogo de referencia se realizó para aproximadamente 30 a 50 estrellas distribuidas uniformemente en toda el área de la imagen por lo que los errores residuales del ajuste son del orden de 3×10^{-4} . Este valor es muy pequeño y las correcciones por distorsión de alto orden no mejorarían este resultado por lo que no fueron utilizadas en nuestras imágenes.

Combinación de Imágenes

Finalmente las imágenes fueron combinadas en forma separada para cada secuencia utilizando **Swarp** (E. Bertin, 2006). Este es un programa que remuestrea y combina imágenes FITS usando una proyección astrométrica arbitraria definida en el sistema **WCS** estándar. **Swarp** tiene una gran variedad de utilidades y, para la combinación de las imágenes de este trabajo, se utilizaron

las siguientes:

- Remuestreo (*Resampling*): Consiste en la acción de proyectar una cuadrícula de píxeles en otra para la posterior combinación entre imágenes. El remuestreo de una imagen ideal involucra un *filtrado* y una interpolación entre píxeles. El *filtrado* es naturalmente implementado por **Swarp** y la interpolación se realiza seleccionando una determinada función de interpolación.
- Restado de cielo: Cada imagen individual de una secuencia dada tiene gradientes residuales de cielo debido a la rápida variación del cielo en el infrarrojo. En **Swarp** este proceso de restado permite remover eficientemente los gradientes de las imágenes individuales antes de la combinación.
- Combinación de imágenes: Se pueden seleccionar diferentes formas de combinar las imágenes dependiendo del producto final que se desea. En este trabajo se utilizó una combinación *ponderada* (weighted) donde la imagen final contiene un promedio *pesado* de los valores de las imágenes individuales. Este tipo de combinación es la más apropiada para detectar y medir fuentes débiles.
- Mapa de pesos (*Weight-Map*): Este es creado dando pesos diferentes a las regiones que corresponden a los bordes de la imagen combinada los cuales tienen diferentes tiempos de exposición debido a la técnica de *dithering*. Este mapa de pesos es utilizado por SExtractor (Bertin & Arnouts 1996) permitiendo evitar detecciones espurias de objetos en los bordes de la imagen combinada donde la relación señal-ruido es más baja.

Luego de combinar las imágenes para cada secuencia se obtuvo la **Imagen Final**, combinando todas las secuencias, la cual será utilizada para el análisis de los datos. Un ejemplo de la **Imagen Final** en la banda Ks del Triplete 6 se muestra en la Fig. 6.1 superpuesta con su mapa de pesos por tiempos de exposición, creado por **Swarp**. Puede observarse como los bordes de la imagen tienen mayor ruido debido al menor tiempo de exposición como consecuencia del *dithering*. La imagen del mapa de pesos refleja también este efecto.

Calibración de magnitudes en el sistema estándar

Las magnitudes aparentes de los objetos se ven afectadas por muchos factores, entre ellos absorción atmosférica, función de sensibilidad del instrumento, etc., por lo tanto la magnitud

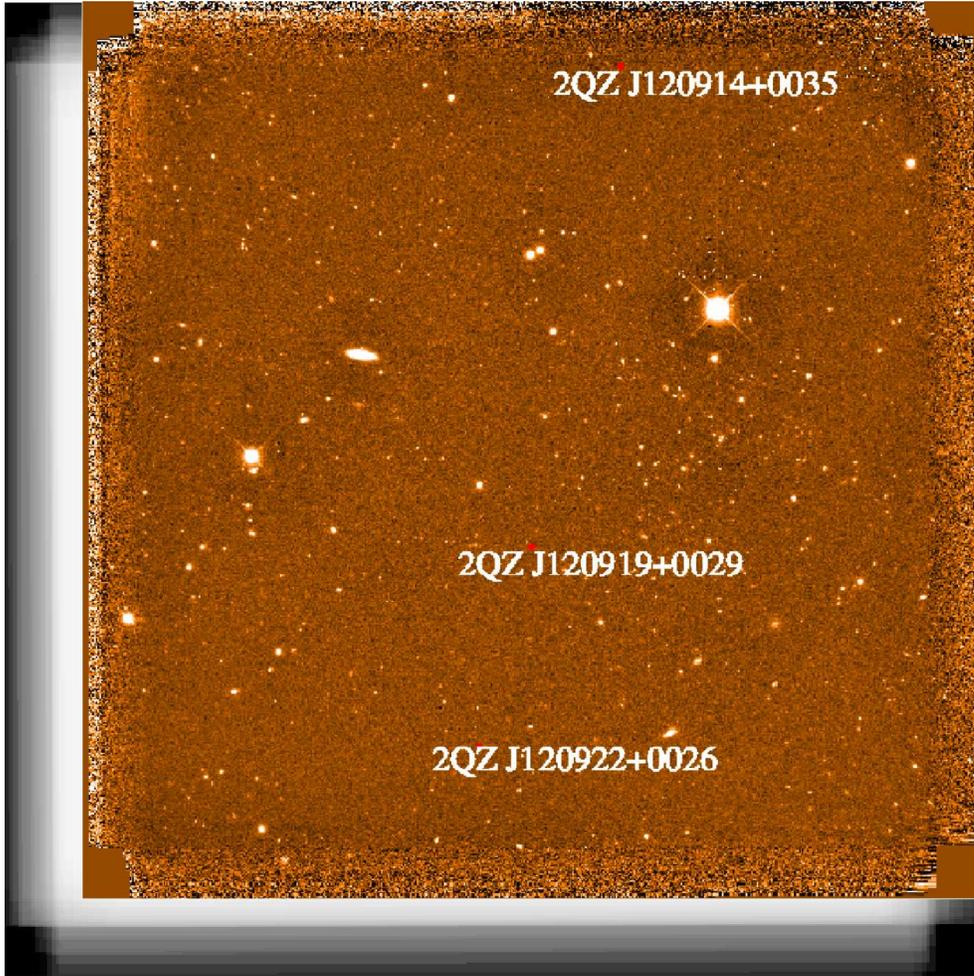


Fig. 6.1: Imagen Final del Triplete 6 superpuesta a su mapa de pesos para regiones con diferentes tiempos de exposición.

observada es instrumental. Para poder comparar los resultados con los obtenidos para otros catálogos es necesario llevar las magnitudes a un sistema estándar.

La calibración fotométrica se realizó con las estrellas estándar de Persson et al. (1998), observadas para cada noche, y además fue complementada con estrellas de cada campo de tripletes identificadas en el catálogo 2MASS (Skrutskie et al. 2006), para obtener una mayor precisión en la calibración. Las magnitudes instrumentales de las estrellas fueron medidas con SExtractor para una apertura de $6''$, donde la curva de luz es aproximadamente constante para todas las estrellas. Luego, la transformación del sistema instrumental al sistema estándar se realizó utilizando la relación:

$$M = m - kX + \epsilon I + ZP, \quad (6.1)$$

donde M es la magnitud estándar, m es la magnitud instrumental, k es el coeficiente de extinción, $X \sim \sec(z)$ la masa de aire, ϵ el coeficiente de color, I el índice de color y ZP es el punto cero del sistema.

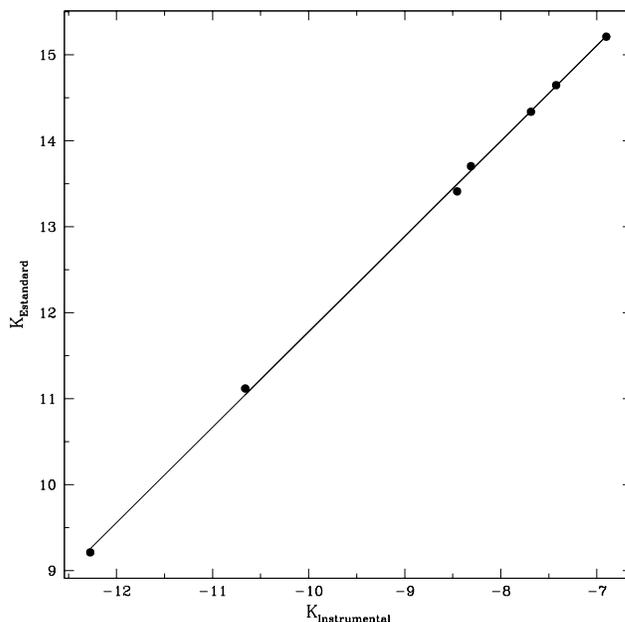


Fig. 6.2: Relación lineal entre magnitudes estándar e instrumentales para el filtro Ks.

El cálculo de ZP en cada banda se realizó a través de un ajuste, como se muestra en la Fig. 6.2 (para Ks), de la relación lineal entre magnitudes instrumentales y estándar. En la Tabla 6.3 se resumen los valores promedio de ZP para cada filtro y, también, del seeing promedio de las estrellas en los campos de tripletes. Para los filtros Ks y J, se utilizaron valores promedio de 0.07 ± 0.04 y -0.01 ± 0.015 para los coeficientes de extinción, k , y del coeficiente de color, ϵ , respectivamente. Estos valores pequeños son del orden del error para la estimación del punto cero del sistema, ZP , por lo que no afectan significativamente los resultados de la calibración fotométrica.

Tab. 6.3: Parámetros de la calibración fotométrica

Filtro	ZP	seeing
J	21.79 ± 0.03	1"
Ks	21.82 ± 0.02	1"

6.2.2 Catálogo Final

El catálogo final fue construido utilizando SExtractor en modo doble para los tripletes que tienen imágenes en las bandas Ks y J, tomando como referencia a las imágenes obtenidas en Ks que son las de mejor calidad. Se detectaron todas las fuentes con intensidades mayores que 1.5σ (donde σ es la incerteza estimada para el fondo de cielo). Para optimizar la detección se utilizó el mapa de pesos correspondiente a cada imagen. Este mapa de pesos evita la detección de objetos espúreos en las regiones de la imagen con menor relación señal-ruido y además, permite una mejor estima del fondo de cielo permitiendo detectar mayor cantidad de objetos débiles. En la Fig. 6.3 se muestra un ejemplo para la detección de fuentes sin utilizar el mapa de pesos (izquierda) donde se observa la gran cantidad de objetos espúreos detectados en los bordes de la imagen. En el panel derecho de la Fig. 6.3 se muestra como fue mejorada la detección utilizando el mapa de pesos.

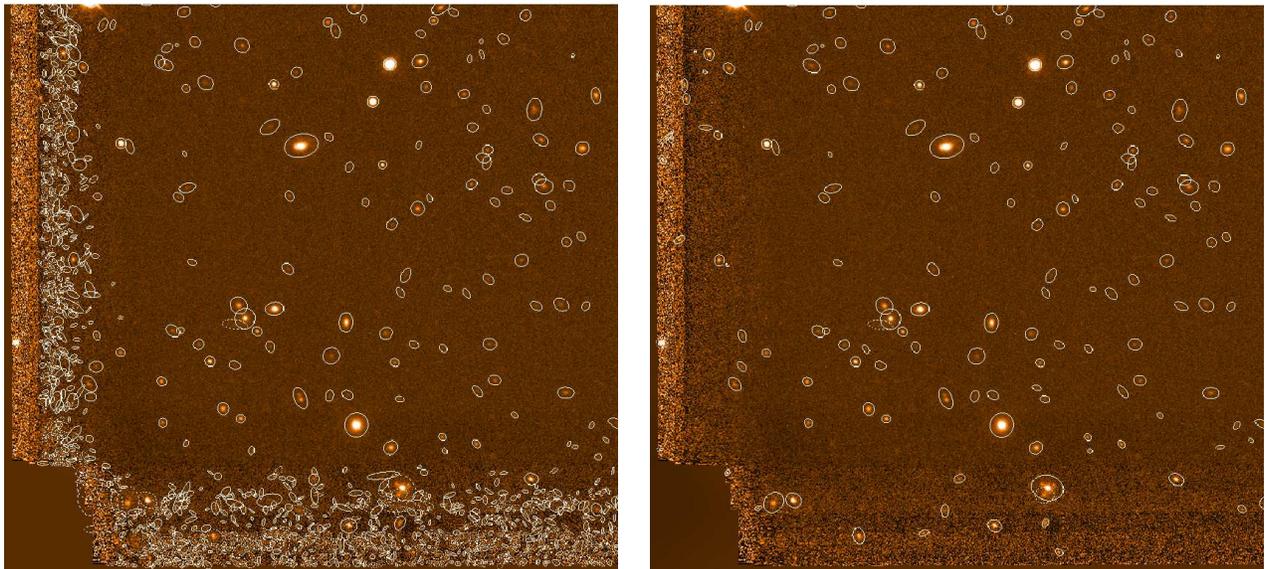


Fig. 6.3: Ejemplo de detección de fuentes con SExtractor en la forma tradicional (izquierda) y utilizando mapa de pesos (derecha)

El catálogo final incluye una gran variedad de parámetros que serán utilizados para un posterior análisis de las galaxias en los entornos de tripletes. Entre ellos se encuentran: magnitudes para aperturas de $2''$, $3''$ y $4''$, *MAG_AUTO* que da un valor de la magnitud medida para un ajuste automático de acuerdo al perfil de la fuente, separación estrella-galaxia y elipticidad, entre otros.

Análisis de precisión de los datos

Con el propósito de verificar la precisión de las calibraciones astrométricas y fotométricas se compararon las posiciones y magnitudes de las fuentes detectadas en los campos de tripletes con las de fuentes puntuales del catálogo 2MASS. Para la comparación se utilizaron todas las fuentes puntuales del catálogo 2MASS no contaminadas por objetos vecinos, y para el catálogo de fuentes en campos de tripletes, se utilizaron solo los objetos detectados a 5σ con respecto al fondo de cielo. La correlación se realizó utilizando **GAIA** lo cual permite identificar individual e interactivamente los objetos comunes en ambos catálogos. Así, se computaron las diferencias en posiciones y magnitudes para estos objetos.

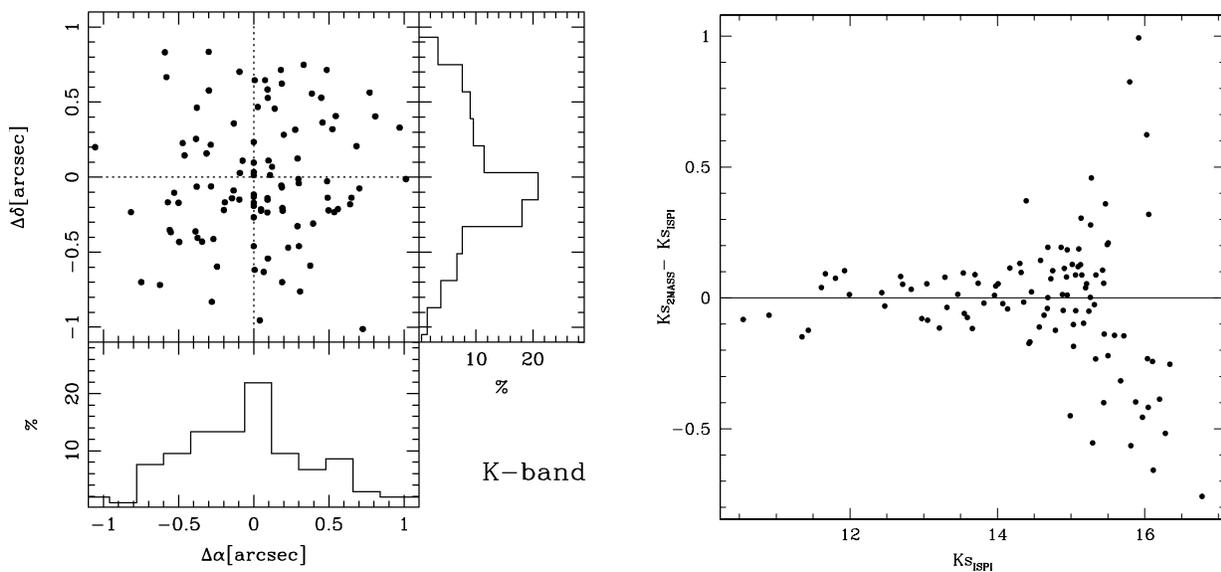


Fig. 6.4: Izquierdo: Diferencias entre posiciones de estrellas comunes entre 2MASS e imágenes de los campos de tripletes. Derecha: Comparación fotométrica para estrellas comunes como función de la magnitud para la banda Ks.

En la Fig. 6.4 se muestran las diferencias entre las posiciones medidas y su distribución en ascensión recta y declinación (panel izquierdo) y las diferencias entre magnitudes ISPI y 2MASS para la banda Ks (panel derecho). Las diferencias promedio encontradas para las posiciones son de $\Delta\alpha = 0''.028 \pm 0''.418$ y $\Delta\delta = 0''.034 \pm 0''.417$ segundos de arco. Estos valores para los errores en las diferencias de las posiciones son del orden de ~ 1 pixel y se encuentran dentro de los valores esperados para la precisión astrométrica, suficiente para los propósitos científicos de estas imágenes.

Por otro lado, considerando los objetos más brillantes que $K_s = 14.5$ y $J = 16$, las magnitudes medidas para ambos conjuntos de datos presentan un muy buen acuerdo, $\Delta K_s = -0.005 \pm 0.06$ y $\Delta J = 0.007 \pm 0.08$ (Fig. 6.4, panel derecho). La dispersión en la relación es mayor para magnitudes débiles debido al incremento en los errores para las fuentes 2MASS. La diferencia total obtenida entre las magnitudes ISPI y 2MASS es del orden de $\Delta K_s = 0.02 \pm 0.24$ y $\Delta J = 0.04 \pm 0.26$. La amplitud de la dispersión de estos valores es relativamente pequeña, demostrando la uniformidad de la precisión fotométrica de nuestras observaciones y confirmando el valor de ZP utilizado para la calibración.

Separación estrella-galaxia

SExtractor utiliza una red neuronal para separar estrellas de fuentes extendidas. El parámetro que define esta división está dado por el índice de *estelalidad* $CLASS_STAR$ que tiene valores entre 1 (para una estrella perfecta) y 0. Nuestro interés en el estudio de galaxias en los campos de tripletes de quasars requiere una muestra no contaminada de estrellas por lo cual este parámetro es de fundamental importancia.

Para determinar que valores de $CLASS_STAR$ son óptimos para la selección de la muestra de galaxias analizamos la distribución de este índice como función de la magnitud en la banda K. En la Fig. 6.5 (izquierda) graficamos el parámetro $CLASS_STAR$ como función de la magnitud. Se observa que para magnitudes brillantes, $MAG_AUTO < 16$, las dos secuencias de objetos dadas por los valores de $CLASS_STAR \approx 1$ (estrellas) y $CLASS_STAR \approx 0$ (galaxias), pueden ser fácilmente distinguidas. Para magnitudes más débiles resulta difícil separar objetos extendidos de puntuales. Con el fin de seleccionar galaxias de manera eficiente tenemos en cuenta el trabajo de Groenewegen et al. (2002) seleccionando un límite para $CLASS_STAR$ como función de la magnitud. Así, los objetos considerados como galaxias para nuestra muestra tienen valores de

- $CLASS_STAR < 0.9$ si $K_s < 16$
- $CLASS_STAR < 1.0$ si $K_s > 16$

Esta última elección, de considerar todos los objetos con $CLASS_STAR < 1.0$ como galaxias se debe a que las estrellas, en general, no tienen luminosidades tan débiles en las bandas infrarrojas. Además, para luminosidades más débiles que $K_s = 16$ no se puede decidir si los objetos puntuales son estrellas o galaxias ya que para $z > 1$ los objetos poseen tamaños

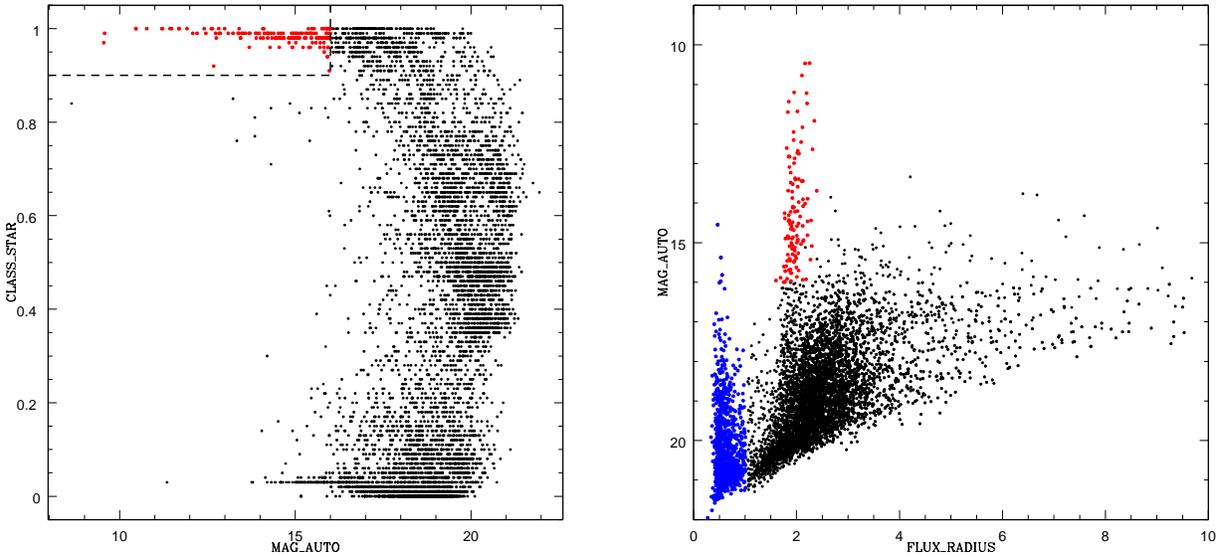


Fig. 6.5: Izquierda: Relación entre magnitud e índice de *estelaridad* $CLASS_STAR$. Derecha: Magnitud versus radio a mitad de flujo. Los puntos rojos representan los objetos clasificados como estrellas, los puntos azules corresponden a pixeles defectuosos.

angulares muy pequeños dificultando la clasificación. De esta manera, nos aseguramos no perder galaxias débiles que están en el rango de magnitudes de interés.

Otros análisis fueron realizados para determinar la eficiencia del criterio de separación estrella-galaxia utilizado. La Fig. 6.5 (derecha) muestra la relación entre las magnitudes Ks y el radio a mitad de flujo ($FLUX_RADIUS$). Se observa que las estrellas (puntos rojos) tienen el mismo valor de $FLUX_RADIUS$ ubicándose en un brazo vertical. Otra ventaja de esta figura es que pueden identificarse todos los pixeles malos que no fueron completamente removidos durante el proceso de reducción. Estos pixeles defectuosos (puntos azules) tiene valores de $FLUX_RADIUS < 1$ por lo cual con este criterio pueden ser totalmente eliminados del catálogo final.

Recuento de objetos

El recuento de galaxias como función de la magnitud fue realizado en las bandas Ks y J de los campos de tripletes. Este permite evaluar las características generales del catálogo en cuanto a profundidad y homogeneidad. En la Fig. 6.6 se muestran las distribuciones de galaxias, como función de las magnitudes Ks y J, respectivamente. El recuento de galaxias fué realizado de forma directa y las barras de error corresponden a las incertezas Poisson.

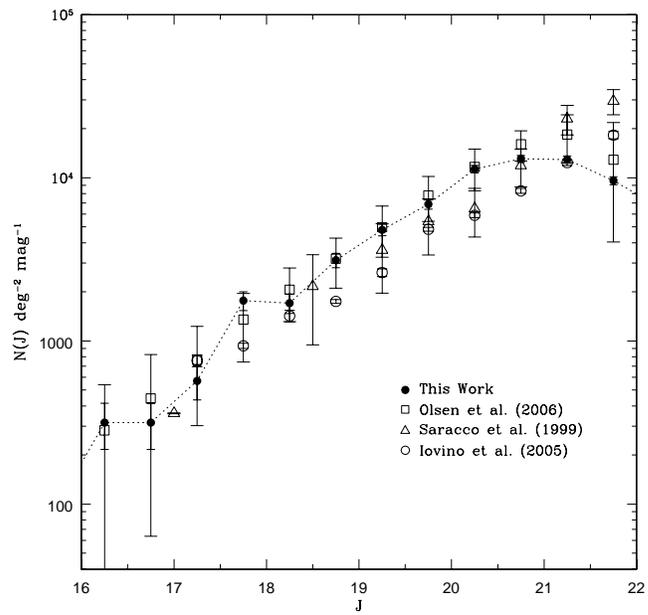
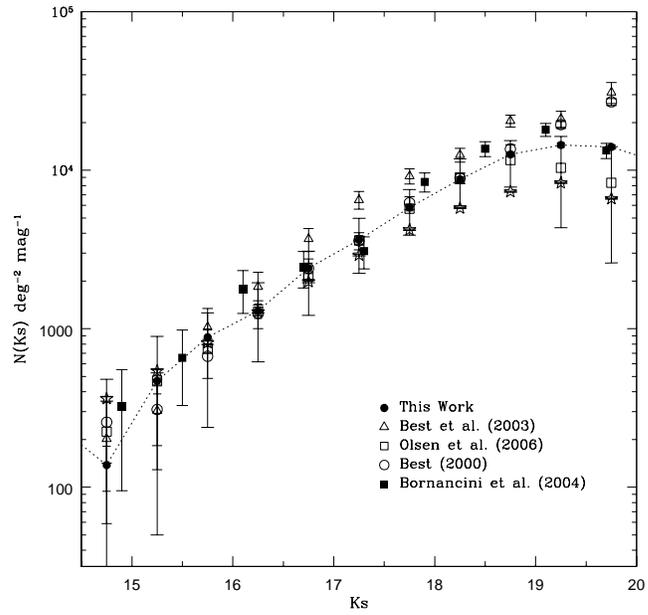


Fig. 6.6: Recuento de objetos clasificados como galaxias para la banda Ks (arriba) y J (abajo).

Los recuentos de galaxias en los campos estudiados fueron comparados con varios catálogos de la literatura. Para la banda Ks las relaciones encontradas por Best (2000), Best et al. (2003), Bornancini et al. (2004) y Olsen (2006) muestran un muy buen acuerdo con los datos de este trabajo. Por otro lado, para la banda J, Saracco et al. (1999), Iovino et al. (2005) y Olsen et al. (2006) encuentran también resultados similares, alcanzando un excelente acuerdo con los datos de Olsen et al. (2006) hasta magnitud $J \sim 21$. Estos resultados indican que los catálogos de galaxias en los campos de tripletes de cuasars han sido correctamente obtenidos y las magnitudes bien calibradas.

En la Tabla 6.4 se listan los valores del número de galaxias, por grado cuadrado, para diferentes rangos de magnitud. Puede estimarse, de esta tabla, que el recuento de galaxias es completo para magnitudes $Ks \approx 19.5$ y $J \approx 21.0$, respectivamente.

Tab. 6.4: Recuentos de galaxias en las bandas Ks y J

Ks	Ngal	N	err	J	Ngal	N	err
		$(deg^{-2} \times 0.5mag^{-1})$			$(deg^{-2} \times 0.5mag^{-1})$		
14.75	10	137	43				
15.25	34	468	80				
15.75	64	882	110				
16.25	94	1296	133				
16.75	175	2412	182	16.75	10	316	99
17.25	264	3639	224	17.25	18	568	134
17.75	422	5817	283	17.75	56	1769	236
18.25	635	8753	347	18.25	54	1706	232
18.75	913	12580	416	18.75	99	3128	314
19.25	1046	14420	445	19.25	152	4803	389
19.75	1016	14040	439	19.75	218	6888	466
20.25	801	11040	390	20.25	358	11310	597
20.75	388	5348	271	20.75	414	13080	642
				21.25	410	12950	639
				21.75	304	9605	550
				22.25	209	6603	456

6.3 Resultados preliminares: Análisis y determinación de sobredensidades

Un análisis preliminar fue realizado para las galaxias en los campos de los **Tripletos 6** ($z \sim 1.3$) y **7** ($z \sim 1.6$), para los cuales se obtuvieron observaciones completas en las bandas Ks y J, y para los **Tripletos 4** ($z \sim 0.9$) y **5** ($z \sim 1.5$) en la banda Ks, utilizando los catálogos obtenidos según la descripción de las secciones anteriores.

En primer lugar se corroboraron los colores $J - Ks$ obtenidos para los campos de los

Tripletes 6 y 7 comparando con la distribución de colores de galaxias de una región aleatoria del catálogo FLAMINGOS (Florida Multi-object Near-IR grism Observational Spectrometer, Elston et al. 2006). FLAMINGOS es un catálogo extragaláctico que cubre un área de 7.1 grados^2 realizado en las bandas K_s y J . El límite de completitud, del 90% hasta $K_s = 19.2$, es muy cercano al encontrado para nuestras observaciones permitiendo una comparación directa de los colores. Estos resultados se muestran en la Figura 6.7 donde se puede apreciar la similitud de las distribuciones de colores de galaxias en ambos catálogos.

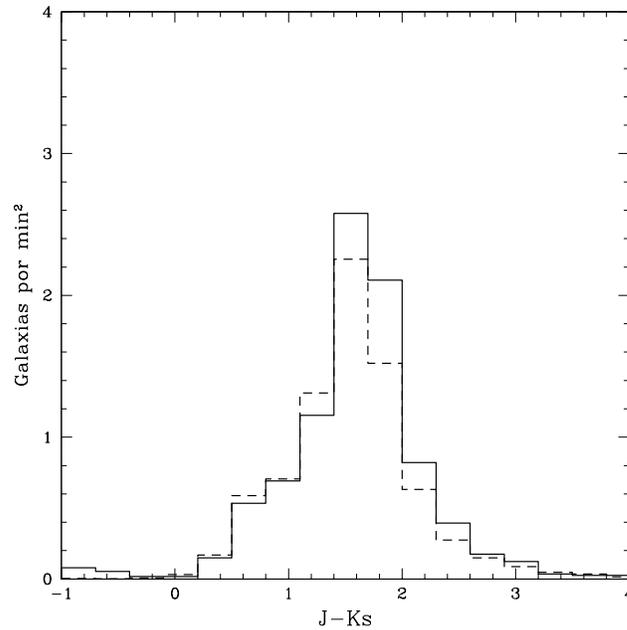


Fig. 6.7: Distribución de colores $J - K_s$ para las galaxias en el área de los tripletes (línea sólida) y para una región aleatoria de 1 grado^2 del catálogo Flamingos.

Con el objetivo de detectar la presencia de posibles candidatos a cúmulos de galaxias cercanos a los tripletes de quasars se estudiaron los colores $J - K_s$ de las galaxias siguiendo los lineamientos del análisis propuesto por Best et al. (2003). En principio, se esperaría que galaxias asociadas a sobredensidades deberían ser más rojas que la media, ya que en campos de cúmulos, Stanford et al. (2002) las galaxias asociadas poseen índices $J - K_s \sim 1.8 - 2$, coincidentes con modelos para la población de galaxias del cúmulo de Coma llevadas a redshift $z \sim 1.2$, próximo al redshift de nuestros sistemas. La Fig. 6.8 muestra las distribuciones de colores $J - K_s$ para diferentes distancias proyectadas de cada quasar de los **Tripletes 6 y 7**. Como se aprecia en las figura, la distribución de colores no presenta una gran variación con

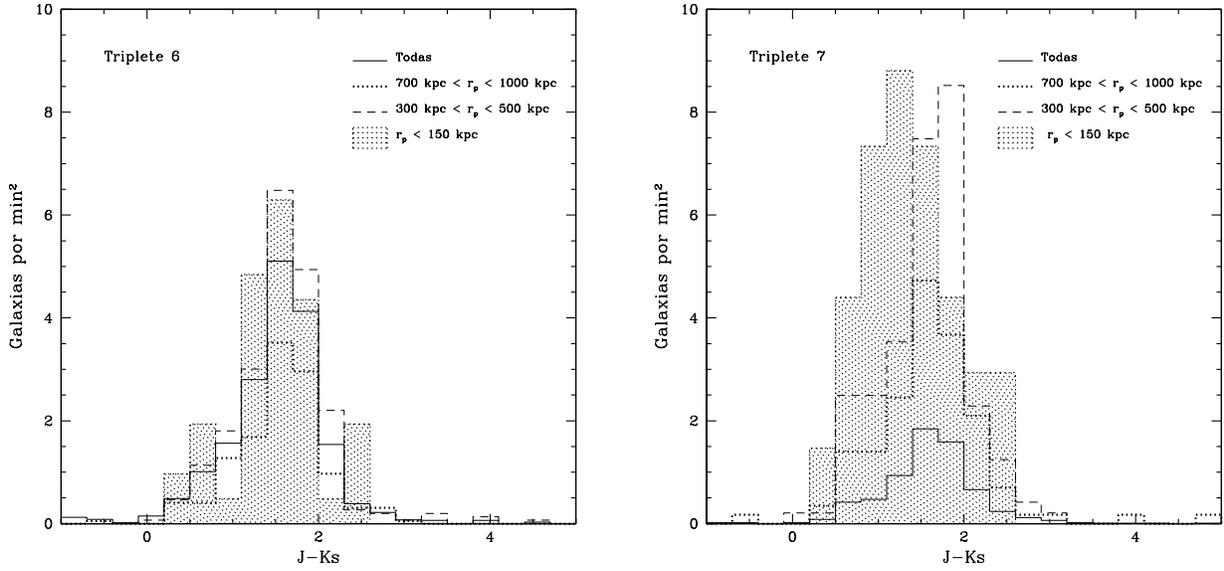


Fig. 6.8: Distribuciones de colores $J - K_s$ para galaxias a diferentes distancias de los cuasars del **Triplete 6** y del **Triplete 7**.

dicha distancia, excepto a distancias próximas, $r_p < 150 Kpc$, para el cual se evidencia una tendencia a un exceso de objetos azules, $J - K_s < 1.5$ particularmente significativa para los miembros del **Triplete 7**.

Los diagramas color-magnitud para objetos a diferentes distancias proyectadas de los cuasars de los **Triplete 6** y **7** se muestran en los paneles de la Fig. 6.9. Tal como comentamos anteriormente, a pequeñas distancias proyectadas ($r_p < 150 h^{-1} kpc$) se evidencian objetos con colores más azules que a distancias mayores, independiente de la magnitud de las galaxias. Estos resultados dan apoyo a lo encontrado previamente a bajo redshift, entornos de cuasars poblados por galaxias azules y con activa formación de estrellas. Como comparación se muestra la ubicación en el diagrama color-magnitud de galaxias del tipo E/S_0 de cúmulos de Stanford et al. (2002), encontrados a $z = 1.16$ y $z = 1.27$ respectivamente (círculos y cuadrados negros) y del modelo para las galaxias del cúmulo de Coma trasladado a $z \sim 1.2$ (línea de trazos). Estas galaxias muestran un buen acuerdo con las encontradas en los campos de tripletes a distancias mayores que $r_p < 300 h^{-1} kpc$ de los cuasars, lo que puede indicar la presencia de estructuras vecinas, sin embargo, en el entorno próximo es evidente el exceso de población azul.

Con el fin de obtener una idea más clara sobre la distribución de galaxias en las vecindades de estos tripletes de cuasars, mostramos en la Fig. 6.10 las distribuciones proyectadas de galaxias, escaladas a $h^{-1} Mpc$ utilizando el redshift medio de los cuasars. Los contornos indican las

sobredensidades correspondientes al doble de la densidad media, para una escala de suavizado de $75 h^{-1}$ kpc. Tal como se aprecia en la figura, los cuasars no se encuentran sistemáticamente en regiones sobre densas, sino que muchos de ellos están en regiones aisladas, o en bordes de estructuras. Estos resultados muestran un acuerdo cualitativo con los encontrados a bajo redshift implicando una baja correlación cruzada con galaxias.

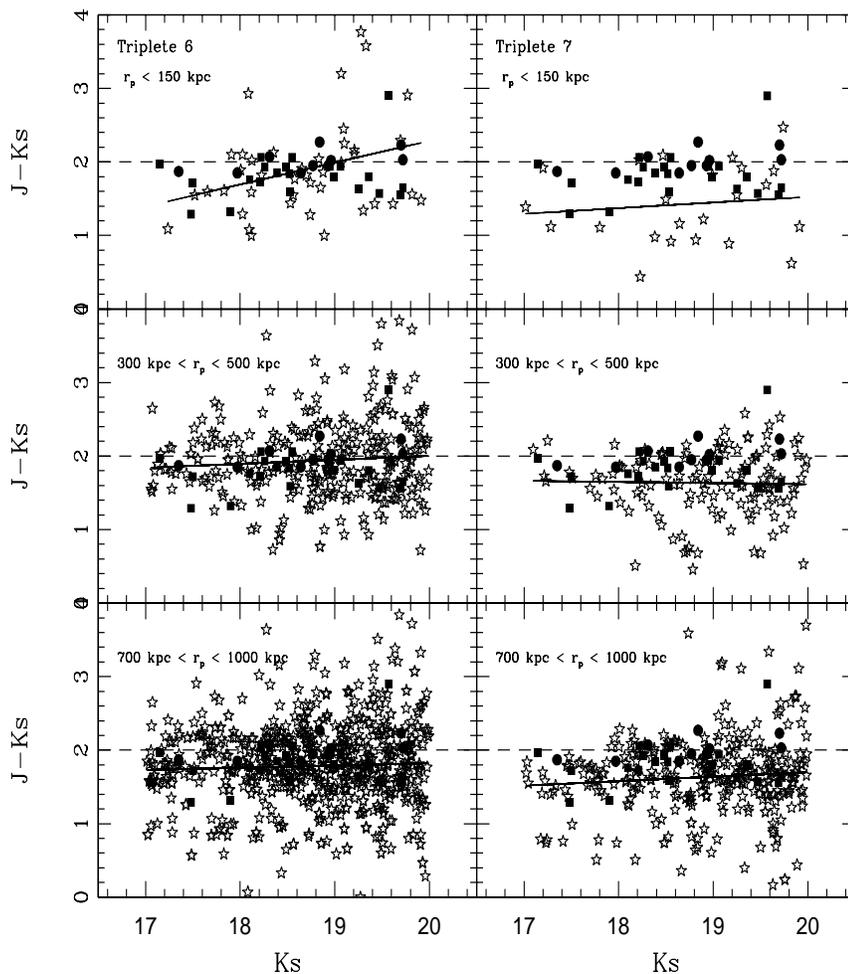


Fig. 6.9: Diagramas color-magnitud para galaxias en el área de **Tripletes 6** y **7** para distintos rangos de distancias con respecto a cada cuasar de los tripletes. La línea de trazos corresponde a la posición en el diagrama de galaxias del cúmulo de Coma llevadas a redshift $z \approx 1.2$. La línea sólida es el mejor ajuste obtenido para las galaxias en los campos de tripletes.

Asimismo, hemos trazado las estructuras circundantes a los tripletes de cuasars para los campos con colores utilizando objetos azules, $J - Ks < 1.5$, y rojos $J - Ks > 1.9$. La Fig. 6.11 muestra las distribuciones proyectadas correspondientes donde puede apreciarse que

en general los cuasars coinciden con bordes de estructuras en ambos extremos de valores de índices de color, no encontrándose una fuerte tendencia sistemática destacable.

6.4 *Análisis Futuros*

Los resultados mostrados en este capítulo son preliminares y comprenden una pequeña parte de un proyecto más extenso que pretende realizarse con observaciones de cuasars a altos redshifts. Se completará la reducción y análisis de las imágenes obtenidas en las bandas R y z de los **Tripletes 4 y 5** y se realizará un estudio más detallado de los cuatro tripletes observados. Para el análisis de estructuras en gran escala se utilizará el algoritmo semiparamétrico de identificación de cúmulos de galaxias de Voronoi, como fue descrito en el Capítulo 5, introduciendo información de colores y realizando diferentes cortes, lo cual permite realizar estimas de redshifts y determinación de los límites de las estructuras. Este método nos permitirá determinar la demografía de los sistemas de cuasars dentro de las estructuras así como también describir la morfología de los cúmulos y grupos de galaxias asociados. Los resultados obtenidos para las galaxias alrededor de los tripletes de cuasars serán comparados con los de cuasars individuales ubicados en la región del catálogo FLAMINGOS. Los datos de SDSS fotométrico en conjunto con las observaciones a alto redshifts, $z > 0.9$, podrán ser utilizados para definir modelos de evolución en los diagramas color-color.

Es posible, también, ampliar el estudio de entornos de cuasars a más alto redshift ($z > 2.5$) con observaciones fotométricas en telescopios como UKIRT y Spitzer que permitan mejorar la relevancia estadística de los resultados incluyendo observaciones espectroscópicas que posibiliten detectar sobredensidades, a lo largo de la visual, a través de las líneas de absorción de los cuasars.

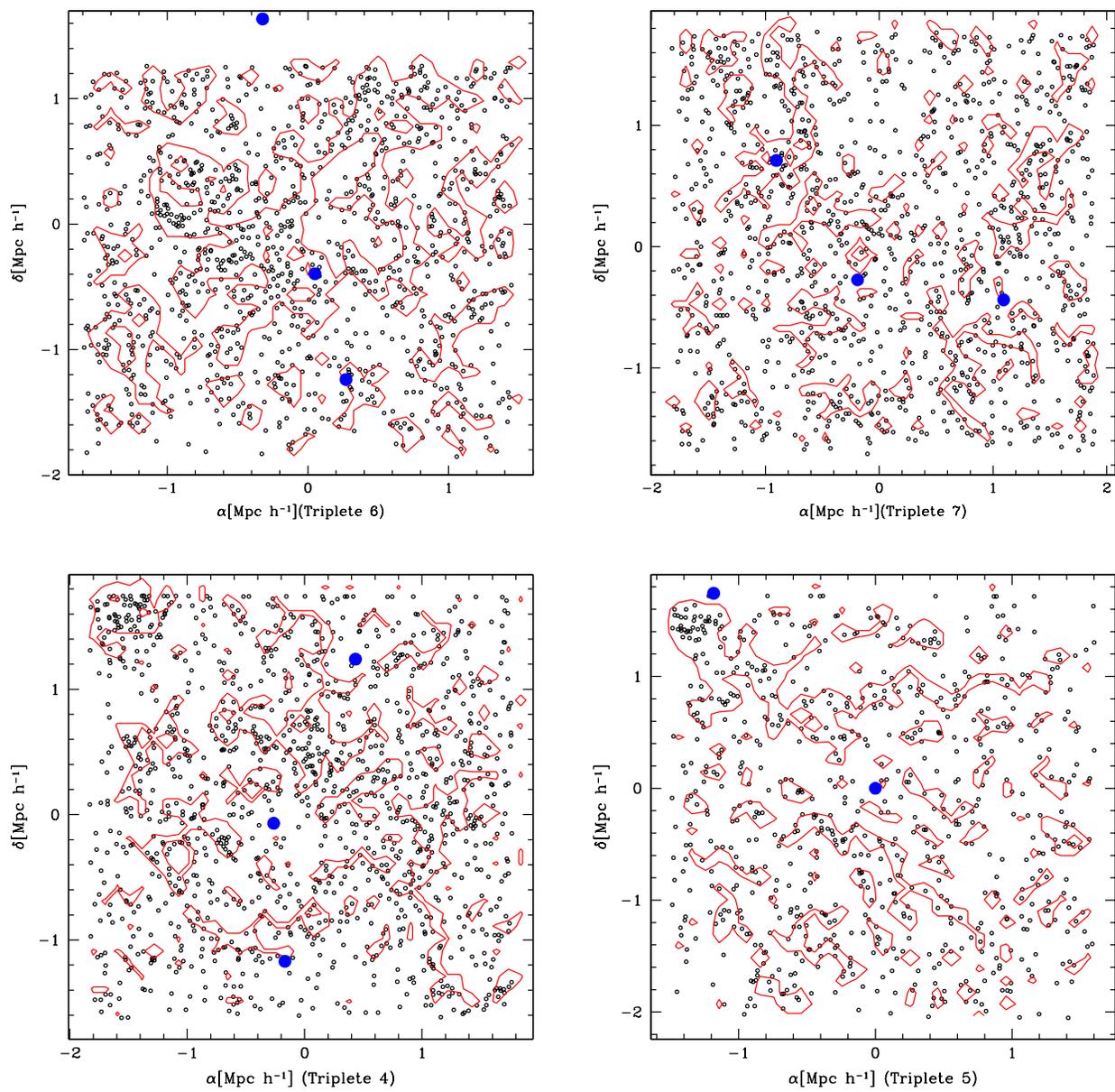


Fig. 6.10: Distribución espacial de galaxias y curvas de isodensidad correspondiente a dos veces el número medio de objetos en el campo (líneas rojas). Los puntos azules representan a cada quasar miembro de los tripletes.

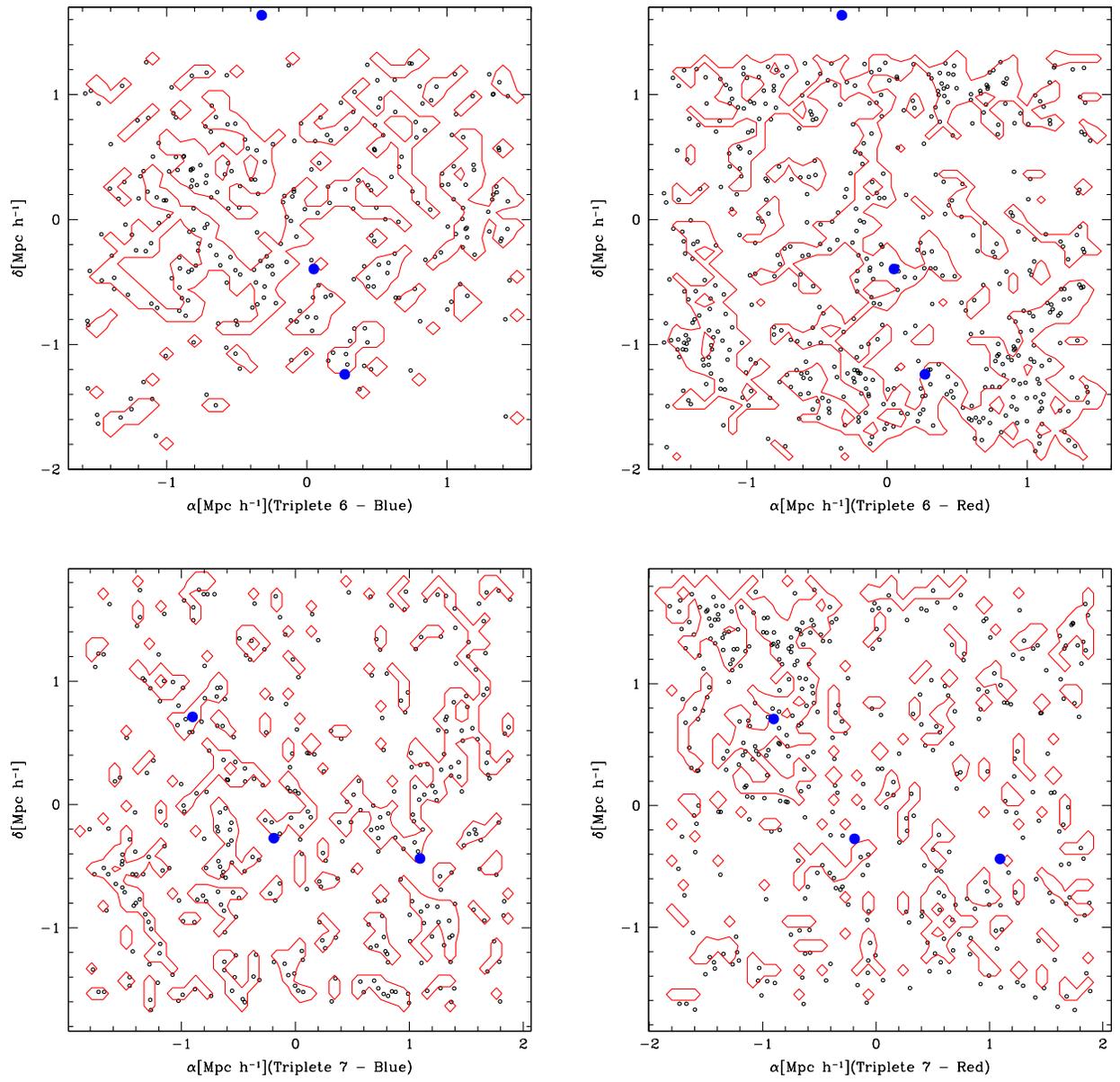


Fig. 6.11: Distribución espacial de galaxias y curvas de isodensidad (líneas rojas) para galaxias rojas, $J - K_s > 1.5$ (derecha), y azules $J - K_s < 1.5$ (izquierda) en los campos de los **Tripletes 6** y **7**. Los puntos azules representan a cada quasar miembro de estos tripletes.

CAPITULO 7

CONCLUSIONES

En el desarrollo de este trabajo se realizan análisis comparativos detallados de los entornos de diferentes tipos de objetos tales como quasars, AGNs, grupos de galaxias, galaxias típicas, etc., mediante el uso de diferentes bases de datos y catálogos. El objetivo principal de esta Tesis es caracterizar adecuadamente los medios circundantes de objetos activos y determinar si los procesos que generan la actividad en los núcleos pueden, de alguna manera, afectar la formación y posterior evolución de las galaxias que se encuentran en sus proximidades o bien si es el medio en el que se encuentran las galaxias con núcleos activos el que determina esta actividad. Los resultados obtenidos en las secciones previas nos conducen a una serie de resultados que se resumen a continuación:

En primer lugar se realizó el estudio de índice espectrales, η , de las galaxias 2dF en el rango $0.1 < z < 0.2$ de los entornos de quasars, AGs, galaxias típicas, galaxias brillantes de tipo temprano y grupos de galaxias. Los resultados muestran una alta fracción de galaxias tipo *starburst* y AGNs ($\eta > 3.5$) en los entornos de objetos activos, comparados con las galaxias en las vecindades de las otras muestras. También se observa una diferencia entre quasars y AGs ya que este efecto es más extendido en los medios circundantes de quasars (hasta $r_p \sim 3 h^{-1}$ Mpc) que en los de AGs (hasta $r_p \sim 1 h^{-1}$ Mpc) lo cual podría indicar un efecto relacionado con la potencia del objeto activo en cuestión. La estima de la formación estelar promedio, $\text{SFR}[M_{\odot}\text{yr}^{-1}]$, para objetos a distintas distancias de las muestras refuerza la idea de que la formación estelar esta significativamente más estimulada en los entornos de objetos activos.

Por otro lado, los entornos de galaxias luminosas de tipo espectral temprano muestran tendencias similares a las de grupos de galaxias, las cuales difieren de los entornos de objetos activos a pesar de que las galaxias *huésped* de quasars son, en su mayoría, galaxias brillantes, de tipo temprano. Otro resultado muestra que la fracción de galaxias en grupos con $\eta > 3.5$ no es significativamente menor que la correspondiente a galaxias en las vecindades de galaxias

típicas, indicando que los entornos de moderadas sobredensidades no inhiben fuertemente la presencia de galaxias con alta formación estelar.

Los análisis estadísticos de los entornos locales de quasars utilizando datos de SDSS son consistentes con los encontrados para 2dFGRS. La actividad de formación estelar en los medios circundantes de quasars es mayor que la encontrada para los medios de galaxias típicas. Este resultado fue confirmado usando el índice de tipo espectral s y la tasa específica de formación estelar SFR/M^* . Esta propiedad proporciona una relación importante entre la formación estelar y la actividad de los quasars. Además, en el catálogo SDSS, es posible distinguir entre galaxias *starburst* y AGNs por lo que se estudió en forma separada la existencia de estos dos tipos de galaxias en los entornos de quasars para determinar la contribución de AGNs a la fracción total de galaxias activas. Se observó que la presencia de quasars no afecta la fracción de AGNs entre las galaxias de su entorno local por lo que la actividad de sus galaxias circundantes está dada principalmente por la formación estelar.

Además fueron analizadas otras propiedades adicionales de las galaxias permitiendo concluir que los medios circundantes de quasars también están poblados por una gran fracción de galaxias azules con morfología de tipo disco. Estos resultados indican la presencia de una población de galaxias ricas en gas asociadas a la actividad de galaxias con núcleos activos hasta escalas del orden de $r_p \sim 1 h^{-1}$ Mpc.

Los resultados encontrados para las muestras de SDSS están presentes en los 2 intervalos de redshift explorados ($z < 0.1$ y $0.1 < z < 0.2$). El hecho de que puedan observarse con mayor intensidad en el intervalo de menor redshift indicaría que probablemente las galaxias más brillantes son las que menos contribuyen al efecto encontrado en los entornos de quasars, y que por la disminución de la completitud del catálogo SDSS para $z > 0.1$ el efecto es atenuado por la falta de galaxias débiles. No obstante esto, podría también considerarse la posibilidad de evolución en el sentido que los efectos pueden ser mayores localmente.

Mediante el análisis de las densidades de los entornos de quasars utilizando diferentes técnicas estadísticas tales como función de correlación cruzada (en el espacio de redshift y espacio real) y la estima de la densidad superficial local de galaxias es posible concluir que los quasars evitan sistemáticamente las regiones de altas y moderadas sobredensidades en el Universo local. Por el contrario los entornos de objetos activos tienen densidades similares a las encontradas para galaxias típicas.

También los quasars con diferentes tipos de emisión tales como rayos X, radio y óptica fueron sometidos a las pruebas para detectar posibles diferencias en sus entornos. Los resultados

mostraron diferencias marginales para las densidades de galaxias de estas tres submuestras los cuales podrían estar asociados a efectos de selección de los quasars en las diferentes longitudes de onda. De todas formas, los valores de los parámetros de correlación de las tres muestras de quasars son siempre del orden de los correspondientes a galaxias típicas, indicando que el tipo de emisión no correlaciona significativamente con la distribución de galaxias en los medios circundantes.

Por otro lado se caracterizó la densidad de los medios de quasars comparando con las densidades alrededor de diferentes muestras de galaxias seleccionadas por luminosidad. Se observó a través de las funciones de correlación, que los quasars pueblan regiones de densidades correspondientes a las de galaxias típicas con magnitud $M_* = -20.5$ en grandes escalas. Sin embargo utilizando perfiles de densidad se demostró que, aún teniendo densidades similares, la fracción de galaxias azules es $\sim 10\%$ mayor alrededor de quasars que de galaxias M_* . Esto reafirma los resultados anteriores con respecto a los entornos ricos en gas alrededor de objetos activos.

La extensión de los análisis a las galaxias con líneas angostas de emisión clasificadas como AGNs fue posible gracias a la disponibilidad de datos de intensidades de las líneas como también la luminosidad del OIII que traza la potencia de los núcleos activos. Utilizando la muestra de AGNs de tipo II se estudió las características de las galaxias de sus entornos comparando con los resultados encontrados para las muestras de quasars. Las galaxias alrededor de AGNs y quasars son similares de acuerdo a las características exploradas y presentan un mejor acuerdo en el intervalo de redshift más alto lo cual puede dar soporte a un escenario unificado de quasars y AGNs.

También se investigó la dependencia de la distribución de galaxias con la luminosidad de la línea de OIII y para muestras de AGNs identificadas como Liners y Seyferts según su posición en el diagrama BPT. Los resultados de las distribuciones de densidad superficial proyectada mostraron marcadas diferencias entre las AGNs de altas y bajas $L[\text{OIII}]$, ubicándose las AGNs de mayor potencia en regiones de menor densidad que la encontrada para AGNs con bajos valores de $L[\text{OIII}]$, mientras que para galaxias Liners y Seyferts las densidades de sus entornos son indistinguibles.

Además, se calculó la fracción de galaxias azules alrededor de las muestras de AGNs encontrando que las AGNs con $L[\text{OIII}] > 8$ tienen una fracción de galaxias azules aproximadamente constante, consistente con lo encontrado para galaxias de campo. Esto es muy diferente a lo observado para AGNs con $L[\text{OIII}] < 5.5$ las cuales muestran una caída del 15% en la fracción de

galaxias azules adentro de $r_p \sim 1 h^{-1}$ Mpc. Este resultado indica que la potencia de la actividad del núcleo activo, dado por L[OIII], está fuertemente correlacionada con las propiedades de las galaxias cercanas lo cual implica que para producir mayor actividad las AGNs necesitan ubicarse preferentemente en entornos de bajas temperaturas ricos en gas. Por otro lado, las galaxias ubicadas alrededor de Seyferts y Liners no muestran diferencias apreciables indicando que no existe una diferencia significativa en los entornos de AGNs según su ubicación en el diagrama BPT. La distinción de AGNs entre Seyfert y Liners implica una separación grosera en L[OIII] la cual no es lo suficientemente buena debido a que AGNs de los dos tipos comparten el mismo rango intermedio de L[OIII]. Este efecto se ve reflejado en los resultados que muestran que no existe dependencia entre las propiedades de las galaxias locales y la posición de las AGNs en el diagrama BPT.

Las propiedades de las AGNs y sus galaxias *huésped* son prácticamente independientes entre si por lo que se investigó, también, alguna posible relación entre las propiedades de las galaxias *huésped* y su medio circundante. El color de las galaxias *huésped* resultó el mejor parámetro para dividir eficientemente estas galaxias rojas y azules con poblaciones bien diferenciadas. Se utilizó una muestra de control de galaxias no activas con idénticas características que las de galaxias *huésped* de AGNs. Los análisis utilizando funciones de correlación no mostraron diferencias significativas para las densidades correspondientes a entornos de AGNs y galaxias no activas azules y solo una diferencia marginal entre AGNs y galaxias no activas rojas.

También se investigó la fracción relativa de galaxias azules y con alta tasa de formación estelar para distancias proyectadas $r_p < 3 h^{-1}$ Mpc. Se observa que para las muestras azules (galaxias no-activas y AGNs) las poblaciones de sus entornos son muy similares mientras que para muestras rojas existe una importante diferencia, indicando que las AGNs rojas están rodeadas por una mayor fracción de galaxias azules y con alta formación estelar que su contraparte no-activa hasta aproximadamente $r_p < 2.5 h^{-1}$ Mpc. Argumentando que posiblemente las AGNs rojas (que no poseen suficiente gas en su galaxia *huésped*) tienden a poblar zonas más ricas en gas que compensan la falta de gas en la galaxia que contiene el núcleo activo, mientras que en el caso de las AGNs azules la actividad de las galaxias es independiente del medio circundante ya que basta su propio reservorio de gas para alimentar al agujero negro central. Este exceso de galaxias ricas en gas en las vecindades de AGNs rojas es independiente de la luminosidad de la galaxia *huésped* de la AGN.

Como se observa en trabajos recientes, las interacciones incrementan, de manera eficiente,

la formación de estrellas. Los entornos de quasars y AGNs también muestran un significativo incremento a escalas mayores pero no se encontró evidencia estadística de que las interacciones mayores estén fuertemente asociadas a estos resultados encontrados para los entornos de quasars ya que solo un 10 – 15% de estos objetos activos posee una compañera cercana. Aunque probablemente las interacciones no explican completamente el fenómeno que da actividad a las AGNs, se estudió de que forma afectan estas interacciones a la potencia de la AGN que tiene una compañera cercana. Se encontró que las AGNs de mayor potencia son aquellas que se encuentran en pares de galaxias interactuantes que están en proceso de fusión y, que además existe una dependencia de esta potencia con la luminosidad de la galaxia compañera, teniendo mayor $L[\text{OIII}]$ las AGNs con compañeras luminosas.

Es importante destacar que la potencia de la actividad de las galaxias con núcleos activos está relacionada con dos fenómenos que ocurren a escalas muy diferentes. Por un lado, las interacciones en la etapa de fusión entre las galaxias las cuales aumentan significativamente la actividad de la AGN lo cual ocurre a escalas muy pequeñas del orden de $\approx 10 h^{-1}$ kpc o menor. Por otro lado, existe un efecto a escalas mucho mayores, $\sim 1 h^{-1}$ Mpc, el cual involucra al medio intergaláctico indicando una conexión entre las galaxias del entorno y las AGNs. La relación entre estos procesos en escalas tan distintas es aún desconocido.

Los estudios de entornos de quasars y AGNs sugieren su asociación con estructuras en formación, cúmulos en interacción y filamentos. Como consecuencia de estos resultados es de esperarse que los grupos de quasars puedan trazar regiones de gran actividad de formación estelar por lo que el uso de sistemas de quasars para la búsqueda de estas estructuras promete resultados interesantes. Por este motivo se seleccionaron sistemas de quasars comprendidos por tripletes de quasars para el análisis de sus estructuras circundantes. La muestra total de tripletes contiene tres tripletes a $z < 0.2$ y nueve tripletes en el rango $0.9 < z < 2.5$.

La regiones centradas en los tripletes a $z < 0.2$, formados por quasars SDSS, fueron analizadas utilizando información espectroscópica y fotométrica de las galaxias SDSS. Se estudiaron los mapas de densidad, utilizando el algoritmo de Voronoi, encontrándose que los tres tripletes están asociados a sobredensidades identificadas como cúmulos ricos de galaxias. Sin embargo, estos sistemas de quasars no se ubican en las regiones centrales de las estructuras sino en las periferias donde es posible encontrar una gran cantidad de galaxias azules.

De la muestra de sistemas de quasars a alto redshift cuatro regiones, centradas en tripletes, fueron observadas en el CCD infrarrojo ISPI del telescopio de 4 metros de Cerro Tololo. Se realizó la reducción de las imágenes y la obtención de los catálogos de galaxias en los campos.

El análisis preliminar de los datos obtenidos permite concluir que los miembros de tripletes de quasars en estos redshifts también se encuentran preferentemente en bordes de estructuras y no fuertemente asociados con los centros de regiones sobredensas. Asimismo, encontramos un exceso de objetos azules en las proximidades de estos quasars, en coincidencia con lo obtenido en muestras de bajo redshift.

LISTA DE FIGURAS

1.1	Esquema del modelo unificado de Urry & Padovani (1995)	2
1.2	Relación entre $NIII\lambda_{6584}/H\alpha\lambda_{6563}$ y $OIII\lambda_{5007}/H\beta\lambda_{4861}$ de Baldwin, Phillips & Terlevich (1981)	6
2.1	Distribución observada de tipos espectrales η (Madgwick et al. 2002)	22
2.2	Fracción de galaxias con líneas de emisión ($\eta > 3.5$) y de galaxias tempranas ($\eta < -1.4$) en las vecindades de quasars, galaxias activas (AGs), y grupos 2dF (Coldwell & Lambas 2003)	24
2.3	Relación entre $EW(H\alpha)$ y η para galaxias con líneas de emisión (Madgwick et al. 2002)	25
2.4	Tasa de formación estelar promedio en las vecindades de quasars, galaxias activas (AGs), y grupos 2dF ((Coldwell & Lambas 2003))	27
2.5	Distribuciones de b_J y η de galaxias 2dF dentro de $r_p \leq 3 h^{-1}$ Mpc de los targets (Coldwell & Lambas 2003)	28
2.6	Area de cobertura de SDSS y otros catálogos (Colles 2000).	29
2.7	Distribuciones relativas de redshifts para las muestras SDSS seleccionadas en los rangos $0.02 < z < 0.1$ ($Z1$), $0.1 < z < 0.2$ ($Z2$)(Coldwell & Lambas 2006).	30
2.8	Fracción de galaxias azules, $u - r < 2.3$, como función de la distancia proyectada a quasars, galaxias típicas y grupos de galaxias SDSS, y distribuciones de colores $u - r$ de sus galaxias vecinas dentro de $r_p < 0.5 h^{-1}$ Mpc (Coldwell & Lambas 2006)	31
2.9	Fracción relativa de galaxias tipo disco, $C < 2.5$, en los entornos de targets de SDSS y distribuciones de índices de concentración C de sus galaxias vecinas dentro de $r_p < 0.5 h^{-1}$ Mpc (Coldwell & Lambas 2006)	33
2.10	Relación entre tipos espectrales para galaxias comunes de Sloan, s y 2dFGRS, η	34
2.11	Fracción de galaxias con líneas de emisión ($s > 0.2$) y fracción de galaxias tempranas ($s < 0$) alrededor de quasars, galaxias y grupos de galaxias de SDSS (Coldwell & Lambas 2006)	35
2.12	Distribución de galaxias vecinas ($r_p < 1 h^{-1}$ Mpc) en el diagrama BPT para las muestras en el rango $Z1$ (Coldwell & Lambas 2006)	36

2.13	Fracción relativa de galaxias con $\log(SFR/M^*) > -10.0$ y distribución de $\log(SFR/M^*)$ dentro de $r_p < 0.5 h^{-1}$ Mpc de los entornos de quasars, galaxias y grupos de SDSS (Coldwell & Lambas 2006)	38
3.1	Función de correlación cruzada en el espacio de redshift, $\xi(s)$, y espacio real, $\xi(r)$, para las muestras del 2dFGRS	45
3.2	Funciones de correlación cruzada $\xi(s)$ y $\xi(r)$ para los 2 rangos de redshift de las muestras de SDSS.	47
3.3	Distribuciones de $\log_{10} \Sigma_1$ y $\log_{10} \Sigma_5$ para galaxias en los entornos de quasars, galaxias típicas y grupos de galaxias (Coldwell & Lambas 2006)	48
3.4	Funciones de correlación cruzada $\xi(s)$ y $\xi(r)$ para muestras de quasars con emisión óptica, en radio y rayos X.	50
3.5	Distribución de luminosidad para las galaxias SDSS con $0.04 < z < 0.1$. Distribución de redshifts para la muestra de quasars y las submuestras de galaxias seleccionadas por luminosidad	52
3.6	Función de correlación cruzada en el espacio de redshift, $\xi(s)$, y espacio real, $\xi(r)$	53
3.7	Perfil de densidad de galaxias azules y rojas	54
3.8	Ejemplos de quasars encontrados en la periferia de cúmulos de galaxias y entre cúmulos en posible interacción (Soechting et al. 2004)	55
3.9	$\xi(s)$ y $\xi(r)$ para la muestra de LRG vs. galaxias y LRG vs. Quasars	56
3.10	Perfil de densidad normalizado de galaxias y quasars en las vecindades de LRG, como función de la distancia proyectada	57
4.1	Ejemplo de Diagrama BPT (Kauffmann et al. 2003)	59
4.2	Comparación de los entornos de quasars y AGNs (Coldwell & Lambas 2006)	61
4.3	Distribuciones de $\log_{10}(\Sigma_1)$, $\log_{10}(\Sigma_5)$ y $\log_{10}(\Sigma_{10})$ para diferentes muestras de AGNs tipo II (Coldwell & Lambas 2007).	62
4.4	Fracción de galaxias azules alrededor de diferentes muestras de AGNs (Coldwell & Lambas 2007).	63
4.5	Isocontornos para la relación entre L[OIII] y propiedades de las galaxias <i>huésped</i>	64
4.6	Distribuciones normalizadas de las propiedades de las muestras (Coldwell & Lambas 2007).	66
4.7	Funciones de correlación cruzada $\xi(s)$ y $\xi(r)$ para las submuestras de AGNs y galaxias seleccionadas por índice de color (Coldwell & Lambas 2007).	68
4.8	Dispersión de valores de Σ_5 para galaxias y AGNs rojas y azules	69

4.9	Fracción relativa de galaxias azules y con alta tasa de formación estelar alrededor de muestras de AGNs y galaxias seleccionadas por color (Coldwell & Lambas 2007)	70
4.10	Fracción relativa de galaxias azules como función de la luminosidad de las muestras de AGNs y galaxias divididas por color (Coldwell & Lambas 2007).	71
4.11	Distribuciones de L[OIII] y masa del agujero negro para AGNs en pares (Alonso, Lambas, Tissera & Coldwell 2006)	73
4.12	L[OIII] y $\log_{10}(M_{BH})$ como función M_r y M^* para AGNs en pares (Alonso, Lambas, Tissera & Coldwell 2006)	74
4.13	L[OIII] y $R = L[OIII]/M_{BH}$ como función M_r y M^* para AGNs en pares con compañeras de diferentes luminosidades (Alonso, Lambas, Tissera & Coldwell 2006)	75
5.1	Distribuciones de número de grupos detectados para sistemas de quasars con 2 y 3 miembros	79
5.2	Distribución de redshifts para los sistemas y la muestra total de quasars.	80
5.3	Ejemplo de diagrama de Teselación de Voronoi (Okabe et al. 2000).	83
5.4	Distribución de redshifts de galaxias con espectro medido dentro de una área de $10 \times 10 \text{Mpc}^2$ centrada en cada triplete (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007)	85
5.5	Distribución de redshift fotométrico de galaxias con redshifts espectroscópico (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007)	86
5.6	Diagrama color-magnitud de galaxias en el rango $0.120 < z_{ph} < 0.160$ (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007)	87
5.7	Estructura en gran escala alrededor de los tripletes 1, 2 y 3 (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007)	88
5.8	Ejemplo de diagrama color-magnitud (Triplete 2) para la división de colores utilizada para el análisis de la población de galaxias.	90
5.9	Mapas de densidad de galaxias azules y rojas alrededor de los tripletes 1, 2 y 3 (Soechting, Coldwell, Lambas, Smith & Alonso 2007)	93
6.1	Imagen Final del Triplete 6 superpuesto a su mapa de pesos para regiones con diferentes tiempos de exposición.	101
6.2	Relación lineal entre magnitudes estándar e instrumentales para el filtro Ks.	102
6.3	Ejemplo de detección de fuentes con SExtractor	103
6.4	Comparación astrométrica y fotométrica para estrellas comunes entre 2MASS e imágenes de los campos de tripletes	104
6.5	Relación entre magnitud e índice de <i>estelaridad</i> <i>CLASS_STAR</i> y magnitud versus radio a mitad de flujo.	106

6.6	Recuento de objetos clasificados como galaxias para la banda Ks y J	107
6.7	Distribución de colores $J - Ks$ para las galaxias en el área de los tripletes y para una región aleatoria de 1 grado^2 del catálogo Flamings	109
6.8	Distribuciones de colores $J - Ks$ para galaxias a diferentes distancias de los quasars del Triplete 6 y del Triplete 7	110
6.9	Diagramas color-magnitud para galaxias en el área de Tripletes 6 y 7	111
6.10	Distribución espacial de galaxias y curvas de isodensidad alrededor de tripletes	113
6.11	Distribución espacial y curvas de isodensidad para galaxias rojas, $J - Ks > 1.5$ y azules $J - Ks < 1.5$ en los campos de los Tripletes 6 y 7	114

LISTA DE TABLAS

2.1	Características de la muestras.	23
2.2	$\langle SFR \rangle$ y $\langle b \rangle$ para las diferentes muestras dentro de $2 h^{-1}$ Mpc.	26
3.1	Parámetros de función de correlación para muestras del 2dFGRS	46
3.2	Parámetros de función de correlación para muestras del SDSS	46
3.3	Parámetros de la F.C. para las submuestras de Quasars	49
3.4	r_0 y γ para muestras de galaxias y quasars	53
4.1	Porcentajes de AGNs	73
5.1	Muestra de Tripletes de Quasars	81
5.2	Criterios de selección para galaxias alrededor de tripletes.	85
5.3	Criterios para división de galaxias por color.	90
6.1	Datos básicos	96
6.2	Tiempos de exposición de los Tripletes observados	98
6.3	Parámetros de la calibración fotométrica	102
6.4	Recuentos de galaxias en las bandas Ks y J	108

BIBLIOGRAFIA

- [1] Abell, G., Corwin, G. & Olowin, R., 1989, *ApJS*, 70, 1.
- [2] Alonso, M.S., Tissera, P.B., Coldwell, G. & Lambas, D.G., 2004, *MNRAS*, 352, 1088.
- [3] Alonso, M.S., Lambas, D.G., Tissera, P.B. & Coldwell, G. , 2007, *MNRAS*, 375, 1017.
- [4] Antonucci, R., 1993, *ARA&A*, 31, 473.
- [5] Babul, A., & White, S. D. M., 1991, *MNRAS*, 253, 31p.
- [6] Baldwin, J. A., Phillips, M. M. & Terlevich, R., 1981, *PASP*, 93, 5.
- [7] Balogh, M. et al. , 2004, *MNRAS*, 348, 1355.
- [8] Barrow, J. D., Bhavsar, S. P., & Sonoda, B. H., 1984, *MNRAS*, 210, 19p.
- [9] Bertin, E. & Arnouts, S., 1996, *A&A Supp.*, 117, 393.
- [10] Bertin, E., 2006, *Swarp User's Guide*, v2.16.
- [11] Best, P. N., 2000, *MNRAS*, 317, 720.
- [12] Best, P. N., Lehnert, M. D., Miley, G. K. & Röttgering, H., 2003, *MNRAS*, 343, 1.
- [13] Blanton, M. R., et al. , 2003, *ApJ*, 594, 186.
- [14] Bornancini, C., et al. , 2004, *AJ*, 127, 679.
- [15] Brinchmann, J., et al. , 2004, *MNRAS*, 351, 1151.
- [16] Bruzual A.G. & Charlot, S., 1993, *ApJ*, 405, 538.
- [17] Carter, B. J., Fabricant, D. G., Geller, M. J., Kurzt, M. J. & MacLean, B., 2001, *AJ*, 556, 606.
- [18] Cavaliere, A. & Szalay, A. S., 1986, *ApJ*, 311, 589.
- [19] Charlot, S., Kauffmann, G., Longhetti, M., Tresse, L., White, S.D., Maddox, S.J. & Fall, S.M., 2002, *MNRAS*, 330, 876.

- [20] Colless, M. M., 2000, PASA, 17, 215.
- [21] Colless, M. M., et al. (the 2dFGRS Team), 2001, MNRAS, 328, 1039.
- [22] Coldwell, G. V., Martinez, H. J. & Lambas, D. G., 2002, MNRAS, 336, 207.
- [23] Coldwell, G. V. & Lambas, D. G., 2003, MNRAS, 344, 156.
- [24] Coldwell, G. V. & Lambas, D. G., 2006, MNRAS, 371, 786.
- [25] Coldwell, G. V. & Lambas, D. G., 2007, MNRAS, en preparación.
- [26] Connolly, A.J. & Szalay, A.S., 1999, AJ, 117, 2052.
- [27] Cooray, A. & Sheth, R., 2002, Physics Reports, 372, 1.
- [28] Croom, S. M., Smith, R. J., Boyle, B. J., Shanks, T., Loaring, N. S., Miller, L., Lewis, I. J., 2001, MNRAS, 322L, 29C.
- [29] Croton, D. J., Springel, V., White, S. D., De Lucia, G., Frenk, C. S., Gao, L., Jenkins, A., Kauffmann, G., Navarro, J. F. & Yoshida, N., 2006, MNRAS, 365, 11.
- [30] Coziol, R., Iovino, A. & de Carvalho, R. R., 2000, AJ, 120, 47.
- [31] Di Matteo, T., Springel, V. & Hernquist, L., 2005, Nature, 433, 604.
- [32] Djorgovski, S. G., 1999, ASP Conference Series, 193, 397.
- [33] Donzelli, C. J. & Pastoriza, M. G., 2002, AJ, 120, 189.
- [34] Dressler, A., 1980, ApJ, 236, 351.
- [35] Dunlop, J. S., McLure, R. J., Kukula, M. J., Baum, S. A., O'Dea, C. P. & Hughes, D. H. 2003, MNRAS, 340, 1095.
- [36] Eisenstein, D., 2001, AJ, 122, 2267.
- [37] Elston, R., et al. , 2006, ApJ, 639, 816.
- [38] Fischer, K. B., Bahcall, J. N. Kirhakos, S. & Schneider, D. P., 1996, ApJ, 468, 469.
- [39] Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., Doi, M., Shimasaku, K., & Schneider, D. P., 1996, AJ, 111, 1748.
- [40] Fukugita, M., Yasuda, N., Brinkmann, J., Gunn, J. E., Ivezić, Z., Knapp, G. R., Lupton, R. & Schneider, D. P., 2004, ApJ, 603, 65.

- [41] Gaskell, C. M., 1985, *Nature*, 315, 386.
- [42] Gladders, M. D. & Yee, H. K. C., 2000, *AJ*, 120, 2148. Haines, C. P., Clowes, R. G., Campusano, L. E., & Adamson, A. J., *MNRAS*, 2001, 323, 688.
- [43] Groenewegen et al. ,2002, *A&A*, 392, 741.
- [44] Haines, C. P., Campusano, L. E., Clowes, R. G., 2004,*A& A*, 421, 157.
- [45] Hall, P. B. & Green, R. F., 1998, *ApJ*, 507, 558.
- [46] Hao, L. et al. , 2005, *AJ*, 129, 1783.
- [47] Heckman, T., Kauffmann, G., Brinchmann, J., Charlot, S., Tremonti, C. & White, S., 2004, *ApJ*, 613, 109.
- [48] Hernquist, L. & Mihos, J. C., 1995, *ApJ*, 448, 41.
- [49] Ho, L. C., Filippenko, A. V.& Sargent, W., 1997, *ApJ*, 487, 579.
- [50] Hopkins, P. F. et al. 2005, *ApJ*, 630, 705.
- [51] Huchra, J.P. & Geller, M.J., 1982, *ApJ*, 257, 423.
- [52] Huchra, J. & Burg, R., 1992, *ApJ*, 393, 90.
- [53] Iovino, A., et al. , 2005, *A&A*, 442, 423.
- [54] Kauffmann, G. & Haehnelt, M., 2000, *MNRAS*, 311, 576.
- [55] Kauffmann, G., et al. , 2003, *MNRAS*, 346, 1055.
- [56] Kauffmann, G., et al. , 2003b, *MNRAS*, 341, 33.
- [57] Kauffmann, G., et al. , 2003c, *MNRAS*, 341, 54.
- [58] Kennicutt, R. C., 1992, *ApJ*, 388, 310.
- [59] Kennicutt, R. C., 1998, *ApJ*, 498, 541.
- [60] Kewley, L. J., Heisler, C. A., Dopita, M. A., Sutherland, R., Norris, R. P., Reynolds, J. & Lumsden, S., 2000, *ApJ*, 530, 704.
- [61] Kewley, L., Dopita, M., Sutherland, R., Heisler, C. & Trevena, J., 2001, *ApJ*, 556, 121.
- [62] Koester, B. et al. , 2007, *ApJ*, en prensa, astro-ph/0701265.

- [63] Koulouridis, E., Plionis, M., Chavushyan, V., Dultzin-Hacyan, D., Krongold, Y. & Goudis, C., 2006, *ApJ*, 639, 37.
- [64] Lake, G., Katz, N. & Moore, B., 1998, *ApJ*, 495, 152.
- [65] Lambas, D.G., Tissera, P.B., Alonso, M.S. & Coldwell, G., 2003, *MNRAS*, 346, 1189.
- [66] Li, C., Kauffmann, G., Wang, L., White, S., Heckman, T. & Jing, Y., 2006, *MNRAS*, 373, 457.
- [67] Lynden-Bell, D., 1969, *Nature*, 223, 690.
- [68] Loeb, A. & Rasio, F. A., 1994, *ApJ*, 432, 52.
- [69] Lupton, R. H., 1993, *Statistics in Theory and Practice*, Princeton Univ. Press.
- [70] Madgwick, D.S., et al. (the 2dFGRS Team), 2002, *MNRAS*, 333, 133.
- [71] Martini, P., 2004, *Coevolution of Black Holes and Galaxies*, Cambridge University Press, p. 169.
- [72] McLure, R. J. & Dunlop, J. S., 2001, *MNRAS*, 321, 515M.
- [73] Martinez, J. & Muriel, H., 2006, *MNRAS*, 370, 1003.
- [74] Merchán, M. E. & Zandivarez, A., 2002, *MNRAS*, 335, 216.
- [75] Merchán, M. E. & Zandivarez, A., 2005, *ApJ*, 630, 759.
- [76] Mihos, J. C. & Hernquist, L., 1996, *ApJ*, 464, 641.
- [77] Norberg, P., et al. (the 2dFGRS Team), 2002, *MNRAS*, 332, 827N.
- [78] Okabe, A., Boots, B., Sugihara K. & Chiu S. N., 2000, *Spatial Tesellations*, 2nd edn. Wiley, New York.
- [79] Olsen, L., et al. , 2006, *A&A*, 456, 881O.
- [80] Osterbrock, D. E., 1981, *ApJ*, 249, 462O.
- [81] Osterbrock, D. E. & Miller, J. S., *Active Galactic Nuclei* . Proc. IAU Symposium *N*^o 134 (Dordrecht: Kluwer 1989)
- [82] Peebles, P. J. E., *The Large Scale Structure of the Universe*, Princeton University Press, 1980.
- [83] Peebles, P. J. E., *Principles of Physical Cosmology*, Princeton University Press, 1993.
- [84] Persson, S., Murphy, D., Krzeminski, W, Roth, M. & Rieke, M., 1998, *AJ*, 116, 2475.

- [85] Petrosian, V., 1976, ApJ, 209, 1.
- [86] Pivato, M., Padilla, N. & Lambas, D. G., 2006, MNRAS, 373, 1409.
- [87] Postman, M. & Lauer, T., 1995, ApJ, 440, 28.
- [88] Ramella, M., Boschin, W., Fadda, D. & Nonino, M., 2001, A&A, 368, 776.
- [89] Rines, K., Mahdavi, A., Geller, M. , Diaferio, A., Mohr, J. & Wegner, G. 2001, ApJ, 555, 558.
- [90] Rees, M. J., 1988. In: *Large Scale structure in the Universe, IAU Symp. No. 130*, p. 437, eds Audouze, J., Pelletan, M. C. & Szalay, A. S., Kluwer, Dordrecht.
- [91] Rees, M. J., 1990, Science (ISSN 0036-8075), vol. 247, 817.
- [92] Rines, K., Mahdavi, A., Geller, M. J., Diaferio, A., Mohr, J. J. & Wegner, G., 2001, Ap. J. , 555, 558
- [93] Roos, N., 1981, A&A, 104, 218.
- [94] Roos, N., 1985, A&A, 294, 479.
- [95] Sanders, D. B., Soifer, B. T. & Scoville, N. Z., 1988, Science, 239, 625.
- [96] Saracco, P., D'Odorico, S., Moorwood, A., Buzzoni, A., Cuby, J.-G. & Lidman, C., 1999, A&A, 349, 751.
- [97] Schneider, D. P. et al. , 2003, AJ, 126, 2579.
- [98] Serber, W., Bahcall, N., Menard, B. & Richards, G., 2006, ApJ, 643, 68.
- [99] Silk, J. & Rees, M. 1998, A&A, 311, 1.
- [100] Smith, R. J., Boyle, B. J. & Maddox, S. J., 1995, MNRAS, 277, 270.
- [101] Sorrentino, G., Radovich, M. & Rifatto, A., 2006, A&A in press, astro-ph/0601385.
- [102] Söchting, I.K., Clowes, R.G. & Campusano, L.E., 2002, MNRAS, 331, 569.
- [103] Söchting, I.K., Clowes, R.G. & Campusano, L.E., 2004, MNRAS, 347, 1241.
- [104] Söchting, I.K., Coldwell, G., Lambas, D., Smith, M. & Alonso, M. V., 2007, MNRAS, en preparación.
- [105] Springel, V., Di Matteo, T. & Hernquist, L., 2005, MNRAS, 361, 776.
- [106] Stanford, S., Eisenhardt, P., Dickinson, M., Holden, B. & De Propris, R., 2002, ApJS, 142, 153.

- [107] Stoughton, C. et al., 2002, AJ, 123, 485
- [108] Skrutskie, M. F. et al., 2006, AJ, 131, 1163.
- [109] Tanaka, I., Yamada, T., Turner, E. L. & Suto, Y., 2001, ApJ, 547, 521.
- [110] Tanaka, I., et al., 2000, ApJ, 528, 123.
- [111] Toomre, A. & Toomre, J. 1972, ApJ, 178, 623.
- [112] Tremaine, S. et al., 2002, ApJ, 574, 740.
- [113] Tremonti, C., et al., 2004, ApJ., 613, 898.
- [114] Urry, M. C. & Padovani, P., 1995, PASP, 803, 107.
- [115] Veilleux, S. & Osterbrock, D. E., 1987, ApJS, 63, 295.
- [116] Véron-Cetty M. P. & Véron, P., 2001, Quasars and Active Galactic Nuclei (10th Ed.).
- [117] Véron-Cetty M. P. & Véron, P. 2003, A&A, 412, 399.
- [118] Voit, M. 1996, ApJ, 465, 568.
- [119] Woltjer, L., Modern Technology and its Influence on Astronomy. Cambridge University Press, 1990, p.207.
- [120] Zehavi, I. et al., 2002, AJ, 571, 172.

APENDICE A

REDUCCIÓN DE IMÁGENES

A.1 Reducción básica

Descripción de las tareas utilizadas para la reducción básica de una secuencia de 15 *ditherings* en la banda K. En primer lugar, se deben combinar, en forma separada, los *Flat_{ON}* y *flat_{OFF}* usando la tarea **med**

I R A F			
Image Reduction and Analysis Facility			
PACKAGE	=	cirred	
TASK	=	med	
p1	=	319	beginning image index
p2	=	338	ending image index
pic	=	flatKon	output image
(pre	=	flatON_K.)	input image prefix
(suf	=)	input image suffix, do not include .imh or .fits
(proj	=	no)	combine elements of 3 dim (or higher) image? < y
(scl	=	none)	pre-combine scaling of images
(zro	=	none)	pre-combine additive zero pt of images
(sect	=	[*,*])	stat section for scl, zro
(rej_met	=	sigclip)	pixel rejection method, imcombine [none]
(nlo	=	0)	number of low pixels to reject with minmaxi [0]
(nhi	=	0)	number of high pixels to reject with minmax [0]
(hsig	=	3.)	high sigma for sigclip rejection [3]
(lsig	=	3.)	low sigma for sigclip rejection [3]
(exten	=	3)	file name extension has 3 or 4 digits? [4] < 3 4 >
(sigim	=	no)	create a sigma image? [no] < yes no >
(mode	=	q)	

Los flats resultantes son: flatKon.fits, flatKoff.fits

La máscara de pixeles malos es creada con la tarea **maskbad** la cual genera una mascara positiva, mask1.fits, asignando el valor 1 a los pixeles malos y una máscara negativa, mask2.fits, que asigna el valor 1 a los pixeles buenos. Esto se hace interactivamente, definiendo los valores límites de los pixeles

cuyos histogramas de intensidad son aproximadamente gaussianos.

I R A F			
Image Reduction and Analysis Facility			
PACKAGE	=	cirred	
TASK	=	maskbad	
image1	=	flatKoff.fits	image 1 used for bad pixel mask construction
image2	=	flatKon.fits	image 2 used for bad pixel mask construction
(mask1	=	mask1)	output mask image
(mask2	=	mask2)	output mask image
(xo	=	15.)	xorder of image surface fit for case of fit=yes
(yo	=	15.)	yorder of image surface fit for case of fit=yes
(fitdark	=	no)	normalize dark images before computing histogram? < y n >
(fitillu	=	no)	normalize iillum images before computing histogram? < y n >
(zero	=	no)	Set pixels with 0.0 ADU to good?
(mode	=	q)	

Luego se deben restar los flats de la siguiente forma:

```
ci > imarith flatKon.fits - flatKoff.fits flatK.fits
```

Se deben corregir los pixeles malos de todas las imágenes y del Flat resultante (de restar las combinadas de *Flat_{ON}* y *Flat_{ON}*), flatK.fits. Para corregir las imágenes de una secuencia se pueden incluir sus nombres en un archivo usando el comando: files obj* > images.list, y luego ejecutar la tarea **fixpix**, que realiza una interpolación sobre los pixeles malos, identificados en las máscara mask1.fits, reescribiendo las imágenes originales.

I R A F			
Image Reduction and Analysis Facility			
PACKAGE	=	proto	
TASK	=	fixpix	
images	=	@images.list	List of images to be fixed
masks	=	mask1.fits	List of bad pixel masks
(linterp	=	1)	Mask values for line interpolation
(cinterp	=	2)	Mask values for column interpolation
(verbose	=	no)	Verbose output?
(pixels	=	no)	List pixels?
(mode	=	ql)	

Luego el Flat (flatK.fits) que ya fue corregido por **fixpix** debe ser corregido por iluminación con la tarea **mkillumflat**.

I R A F

Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = ccdred

TASK = mkillumflat

input	=	flatK.fits	Input CCD flat field images
output	=	flatillum	Output images (same as input if none given)
(ccdtype	=)	CCD image type to select
(xboxmin	=	5.)	Minimum smoothing box size in x at edges
(xboxmax	=	0.1)	Maximum smoothing box size in x
(yboxmin	=	5.)	Minimum smoothing box size in y at edges
(yboxmax	=	0.1)	Maximum smoothing box size in y
(clip	=	yes)	Clip input pixels?
(lowsigm	=	2.5)	Low clipping sigma
(highsig	=	2.5)	High clipping sigma
(divbyze	=	1.)	Result for division by zero
(ccdproc	=)	CCD processing parameters
(mode	=	ql)	

El Flat corregido por iluminación debe ser normalizado dividiéndolo por la media obtenida con `bfimstat flatillum.fits`, `imarith flatillum.fits / N`. `flatKN.fits`, donde N es el valor medio y `flatKN.fits` es el flat final que se aplicará a las imágenes de la secuencia.

La tarea **osiris** puede utilizarse para todas las imágenes, definiendo el índice de cada una, para dividir las por el flat final `flatKN.fits`. También pueden dividirse las imágenes por tiempos de exposición y número de coadds.

I R A F

Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = cirred

TASK = osiris

p1	=	522	beginning fits file index
p2	=	536	ending fits file index
(instrum	=	ISPI)	instrument? ISPI, OSIRIS, etc
(pre	=	obj.)	prefix of the input fits files
(pre1	=)	prefix of the output fits files
(suf	=	fix)	suffix for input files, DO NOT include '.fits, .imh'
(exten	=	3)	file name extension has 3 or 4 digits? [4] < 3 4 >
(mask	=	mask1.fits)	mask image for bad pixel fixing
(mask2	=	mask2)	mask used to make swarp weight file
(mkswarp	=	yes)	make an swarp weight file from the dome flat and mask2? < yes
(interp	=	zero)	interpolation for bad pixel fix, x, xy, zero
(div	=	yes)	divide by a flat? < yes no header >
(dome	=	flatKN)	flatfield image name (directory if div=header)
(bias	=	no)	subtract a dark frame? ;no—file _i
(dark	=)	dark image name
(bias2	=	no)	subtract an on frame bias? < no irs osiris >
(bsec	=)	image section used to for IRS bias, e.g [x1 : x2, *]
(trim	=	no)	Trim images to illuminated area? < yes no >
(trimim	=	[176:804,256:833])	IM mode trim section
(mef	=	no)	MEF files? < yes no >
(itime	=	yes)	divide by EXPOSURE time? < yes no >
(mcoadds	=	no)	multiply by the no. of coadds? < yes no >
(dcoadds	=	yes)	divide by the no. of coadds? < yes no >
(lin	=	no)	linearize the data? < yes no >
(project	=	no)	average frames in 3-d image cube? < yes no >
(flipx	=	no)	flip image in x? < yes no >
(flipy	=	yes)	flip image in y (choose yes for ISPI)? < yes no >
(gain	=	4.25)	Detector gain (electrons/ADU)
(rn	=	20.)	Detector read noise (electrons)
(mode	=	q)	

El cielo se crea con la rutina estándar **imcombine** para cada secuencia separadamente utilizando como método de combinación: *average* o *median*, y como algoritmo de eliminación *sigclip* o *minmax* que para cada pixel rechaza aquellos fuera de los límites de selección establecidos. Los valores de los parámetros de esta tarea se eligieron, dependiendo de la secuencia, para obtener el mejor cielo posible. Esta tarea se aplica para las imágenes que fueron corregidas con **osiris**, listadas en el archivo imagesF.list.

I R A F

Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE	=	immatch	
TASK	=	imcombine	
input	=	@imagesF.list	List of images to combine
output	=	sky	List of output images
(headers	=)	List of header files (optional)
(bpmasks	=)	List of bad pixel masks (optional)
(rejmask	=)	List of rejection masks (optional)
(nrejmas	=)	List of number rejected masks (optional)
(expmask	=)	List of exposure masks (optional)
(sigmas	=)	List of sigma images (optional)
(logfile	=	STDOUT)	Log file
(combine	=	averaged - median)	Type of combine operation
(reject	=	sigclip - minmax)	Type of rejection
(project	=	no)	Project highest dimension of input images?
(outtype	=	real)	Output image pixel datatype
(outlimi	=)	Output limits (x1 x2 y1 y2 ...)
(offsets	=	none)	Input image offsets
(masktyp	=	none)	Mask type
(maskval	=	0.)	Mask value
(blank	=	0.)	Value if there are no pixels
(scale	=	none)	Image scaling
(zero	=	none)	Image zero point offset
(weight	=	none)	Image weights
(statsec	=)	Image section for computing statistics
(expname	=)	Image header exposure time keyword
(lthresh	=	INDEF)	Lower threshold
(hthresh	=	INDEF)	Upper threshold
(nlow	=	3)	minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh	=	6)	minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep	=	1)	Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip	=	yes)	Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma	=	1.)	Lower sigma clipping factor
(hsigma	=	1.)	Upper sigma clipping factor
(rdnoise	=	20)	ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain	=	4.5)	ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise	=	0.)	ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(sigscal	=	0.1)	Tolerance for sigma clipping scaling corrections
(pclip	=	-0.5)	pclip: Percentile clipping parameter
(grow	=	0.)	Radius (pixels) for neighbor rejection
(mode	=	ql)	

Finalmente el cielo creado para cada secuencia es restado con la tarea **sky_sub** del paquete *cirred* a las imágenes de la secuencia dada. Con este último paso, las imágenes están listas para aplicar la Astrometría.

I R A F			
Image Reduction and Analysis Facility			
PACKAGE	=	cirred	
TASK	=	sky_sub	
p1	=	522	beginning image index
p2	=	536	ending image index
(skyim	=	sky.fits)	sky image name
(pre	=)	image prefix
(suf	=	n)	image suffix, DO NOT include '.fits', '.imh'
(exten	=	3)	file name extension has 3 or 4 digits? [4] < 3 4 >
(imscale	=	n)	image scale for sky sub: imstat fields or none
(imsect	=	[*,*])	section used for imscale_typ
(skscale	=	none)	type scaling in making sky: imcomb scale or none
(sksect	=	[*,*])	section used for skscale_typ
(make_sk	=	no)	make sky? yes/no or abba. no=use prev sky image
(reject	=	minmax)	type of rejection in imcombine for sky image
(nhi	=	3)	number of hi values or sigma for rejection
(nlo	=	4)	number of lo values or sigma for rejection
(subtrac	=	yes)	sky sub images? yes/no. no=make sky only
(addback	=	no)	add back a smooth backgrnd? (no const spec)
(backsec	=	no)	image section to determine smooth background
(clean	=	no)	clean? (yes no). yes=imdel pre*suf images
(mode	=	q)	

A.2 Astrometría

Para la aplicación de **WCSTools** fué necesario crear un catálogo, de cada imagen con el cielo restado a la cual se le aplicará la astrometría. Para ello se utilizó el programa SExtractor (Bertin & Arnouts 1996) el cual utiliza una red *neuronal* para extraer y clasificar objetos en una imagen. Estos catálogos deben contener información sobre la posición y la magnitud instrumental de las estrellas de la imagen en el mismo formato de salida que la tarea *daofind* de IRAF: [x pixel center], [y pixel center], [instrument magnitude]. La contraparte de estos parámetros en SExtractor está dada por: **X_IMAGE**, **Y_IMAGE**, **MAG_BEST** los cuales son seleccionados en el archivo default.param donde se editan los parámetros de salida. Una vez detectadas las fuentes en la imagen, éstas deben ser ordenadas por magnitud seleccionando solo los 100 objetos más brillantes con los cuales se correlacionará el catálogo de referencia. Esto se realiza en línea de comando de la siguiente forma:

- > sex -c image.sex f536s.fits (se detectan las fuentes de la imagen f536s.fits)

- `> sort -n +2.0 image.sex | head -100 > test.sex` (ordena las fuentes por magnitud del catálogo `image.sex` y selecciona los 100 objetos más brillantes)

Más detalles sobre la utilización de `SExtractor` para **WCSTools** pueden verse en:

<http://tdc-www.harvard.edu/software/wcstools/sextractor/>.

El catálogo de referencia fue obtenido seleccionando de 2MASS todas las fuentes puntuales dentro del área de cada imagen a correlacionar utilizando **GAIA** (Graphical Astronomy and Image Analysis). Este catálogo debe tener un formato específico para que sea interpretado por el comando **imwcs** de **WCSTools** que es el que ajusta un sistema de coordenadas a la imagen. El formato para este catálogo debe ser el siguiente:

```
test2J/j
#   RA(J2000)   DEC(J200)   k_m
001 12:08:39.74 +00:30:29.9 15.526
002 12:08:40.28 +00:31:37.6 13.672
.....
```

donde la primera línea incluye el nombre del archivo y `"/j"` que se refiere a la época de las coordenadas en las que se realizará la correlación, que en este caso es J2000. La segunda línea indica los parámetros que debe contener el archivo. La magnitud debe corresponder al filtro de la imagen con la que se realizará la correlación. Las líneas siguientes corresponden a los datos de las estrellas encontradas en el campo de la imagen. Finalmente la astrometría se realiza con el siguiente comando:

```
imwcs -c test2J.cat -d test.sex -h 100 -n 6 -vw -p 0.303 f536s.fits
```

En este caso, `-c` llama a la región del catálogo 2MASS que fue guardada en el archivo `test2J.cat`, `-d test.sex` especifica el archivo que guarda las posiciones de las estrellas de la imagen `f536s.fits`, `-h 100` indica las cantidad de estrellas que serán usadas para la correlación entre la imagen y el catálogo, `-n 6` se refiere al orden del ajuste entre las posiciones de la imagen y el catálogo y `-vw` define que una nueva imagen (`f536sw.fits`) será escrita con las coordenadas actualizadas.

Como resultado de **imwcs** se crea una nueva imagen con coordenadas **WCS** las cuales son una proyección estándar del plano tangente en el cielo. Los píxeles de la imagen no cambian, solo se producen modificaciones en el *header*. Los nuevos *keywords* que aparecen en el header indican el tipo de coordenadas y la proyección, `CTYPE1` y `CTYPE2`, `CRPIX1` y `CRPIX2` son las coordenadas del pixel de referencia utilizadas para la proyección y la rotación, además `CRVAL1` y `CRVAL2` dan las coordenadas, RA y DEC del centro de la imagen. El ajuste de coordenadas **WCS** estándar también utiliza una matriz de rotación, `CD1_1`, `CD1_2`, `CD2_1` y `CD2_2` para indicar rotación y escala de píxeles tomadas durante el ajuste.

AGRADECIMIENTOS

A veces, las palabras no son suficientes para expresar tanta gratitud. Por eso, simplemente digo Muchas Gracias...

... A mis padres y hermanos por apoyarme y acompañarme siempre en mis decisiones.

... A mi esposo por seguirme en este viaje y soportar las consecuencias.

... A mi hijo Lucas, además de gracias le pido perdón por quitarle tantas horas de juegos y de caricias.

... A mi hijo Augusto, por esperar este momento para llegar a completar mi felicidad.

... A mi siempre incondicional e incansable abuela. Ita Monica, siempre serás un ejemplo de vida para mí.

... A Diego, por su apoyo, su experiencia y sobre todo su paciencia.

... A mis compañeros y amigos: Sol, Carlitos, Mariano, Anita, Vicky y Bornan por estar.

... A Vicky, Bornan, Ilona y Malcolm, compañeros de triplete, por creer en este proyecto y trabajar muy duro en él. Y a ellos también por sus charlas de amigos y sus palabras de aliento sobre todo en este último tiempo.

... a toda la gente del Instituto IATE y del Observatorio.

... a mi querido San Juan que me dio cuna.