

00386



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO

3

FACULTAD DE CIENCIAS  
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

ENTORNO CIRCUMGALÁCTICO  
DE NÚCLEOS ACTIVOS Y  
ACTIVIDAD INDUCIDA

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE

DOCTOR EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

P R E S E N T A

YAIR EMMANUEL KRONGOLD HERRERA

CODIRECTORES DE TESIS: DRA. DEBORAH DULTZIN KESSLER

DR. PAOLO MARZIANI

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN





Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

Faint, illegible text at the top of the page, possibly a header or title.

Second section of faint, illegible text.

Third section of faint, illegible text.

Fourth section of faint, illegible text.

Fifth section of faint, illegible text.

Sixth section of faint, illegible text.

1905  
MAY 10  
MAY 10 1905

# Agradecimientos

A Deborah Dultzin y Paolo Marziani agradezco su guía, ejemplo y amistad en este camino. A mis sinodales Luc Binette, Irene Cruz, Margarita Rosado, Jesús González y Elias Brinks sus valiosos comentarios y su calidez. A José Antonio de Diego, Erika Benítez y Jivan Stepanian su cercanía y su cariño. A José Franco y Miriam Peña ese tan necesario impulso final. A Alfredo Días su apoyo durante las crisis computacionales y a Bertha Vázquez su infinita paciencia. A mis amigos que durante todo este tiempo han permanecido.

Al Instituto de Astronomía por permitirme realizar este trabajo y por todas las facilidades que me brindó. A la DGEP y al CONACyT por el apoyo económico.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

## Resumen

Durante el presente trabajo hemos estudiado el entorno circum-galáctico de algunos Núcleos Activos de Galaxias (AGN), con el fin de determinar la relación existente entre actividad nuclear e interacción galáctica, así como la relación actividad nuclear y brotes circumnucleares de formación estelar. Para realizar el estudio hemos utilizado el programa FOCAS sobre las placas digitalizadas de Monte Palomar. En el Cap. 2 explicamos la técnica que hemos usado.

En el Cap. 3, presentamos un análisis estadístico del entorno circumnuclear de galaxias Seyfert cercanas. Definimos una muestra de 72 Seyferts 1 y 60 Seyferts 2 y las comparamos con dos contramuestras respectivas de galaxias no activas, igualando el número de objetos y las distribuciones de corrimiento al rojo, tipo morfológico y diámetro. Nuestros resultados muestran una diferencia intrínseca entre el entorno de las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2. Si bien las galaxias Seyfert 2 presentan un exceso significativo de compañeras con diámetros mayores a 10 kpc, dentro de un área de búsqueda de alrededor de 100 kpc, así como en un área igual a tres veces el diámetro de cada galaxia Seyfert ( $3D_e$ ), no existe evidencia alguna de un exceso de compañeras para las galaxias Seyfert de tipo 1 en un área de 100 kpc o de 3 diámetros galácticos. La diferencia en el entorno de las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2 no es compatible con la formulación más simple del modelo unificado para estos objetos, el cual estipula que los objetos de tipo 1 y 2 son intrínsecamente iguales, y cuya *única* diferencia resulta a partir de la orientación de un toro de material que obscurece la emisión en la dirección perpendicular a su eje. Con nuestros resultados proponemos una alternativa a este modelo.

El Cap. 4 presenta un estudio estadístico de galaxias anfitrión y entorno circumgaláctico para una muestra de 27 núcleos de galaxias "Narrow Line" Seyfert 1 (NLSy1, en español Seyfert 1 de líneas delgadas) y los comparamos con aquellos de las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2 y no activas. No se encontró diferencia estadística entre los entornos de las galaxias NLSy1 y aquellos de las Seyfert 1. Nuestros resultados sugieren, además, que los anfitriones de las NLSy1 pueden mostrar menos compañeras y, preferentemente, se encuentran más lejos de compañeras brillantes que galaxias normales con distribución de tipo morfológico,



diámetro y redshift similares. Los resultados para las galaxias huésped y los entornos sirven para descartar la hipótesis de que los objetos NLSy1 tienen características similares a las de galaxias Seyfert 2: mientras las galaxias Seyfert 2 muestran un exceso altamente significativo de compañeras brillantes, las galaxias Seyfert 1 y las NLSy1 no lo presentan. La distribución morfológica de objetos NLSy1 y Seyfert 1 es similar, pero los núcleos de galaxias NLSy1 se hospedan en galaxias de menor diámetro que las galaxias Seyfert 1 y que las galaxias no activas (resultado con un nivel de confianza estadística del 95%). Estos resultados fundamentan la interpretación de los núcleos NLSy1 (sugerida por las observaciones con rayos X) como núcleos Seyfert 1 con radios de Eddington mayores, puesto que las galaxias con diámetros menores pueden hospedar hoyos negros centrales de masa menor.

El Cap. 5 estudia, de manera sistemática y por primera vez, el entorno circungaláctico de las galaxias IRAS brillantes, definidas por Soifer et al. (1989). Mientras que para las galaxias IRAS ultraluminosas el rol de la interacción gravitacional ha sido establecido por una serie de estudios en las pasadas dos décadas, la situación es, por mucho, menos clara para el rango de luminosidad IR de la muestra de IRAS brillantes,  $10^{10} L_{\odot} \lesssim L_{FIR} \lesssim 10^{11} L_{\odot}$ . La muestra de IRAS brillantes consiste un total de 87 fuentes. Una muestra de control con 90 objetos que coinciden con la muestra de IRAS brillantes en cuanto a la distribución de diámetro isofotal, corrimiento al rojo y tipo morfológico fue elegida. Encontramos que el entorno circungaláctico de las galaxias IRAS brillantes es más rico que aquel de las galaxias de la muestra de control seleccionada de manera óptica y similar al de las galaxias Seyfert 2. Encontramos una débil correlación a lo largo de un amplio rango de luminosidad IR ( $10^9 L_{\odot} \lesssim L_{FIR} \lesssim 10^{12.5} L_{\odot}$ ) entre la separación proyectada y  $L_{FIR}$ , confirmando una relación muy íntima entre la tasa de formación estelar de una galaxia y las perturbaciones gravitacionales. También encontramos que los colores IR lejanos dependen del aislamiento o la interacción de la fuente. Interpretamos este resultado en función de una alta re-radiación térmica debida al polvo. Finalmente, discutimos la diferencia intrínseca y las expectativas de evolución para las galaxias IRAS brillantes y la muestra de control, así como la relación entre los estallidos de formación estelar y las galaxias activas.

El Cap. 6 estudia sistemáticamente y por primera vez el entorno circungaláctico de las galaxias anfitrión de núcleos LINER, a partir de una muestra obtenida del Multifrequency Catalogue of LINERs (Catálogo en Multifrecuencias de LINERs, Carrillo et al. 1999). Analizamos el entorno circungaláctico de 193 galaxias LINER, subdivididas en tipo 1, tipo 2 y LINERs de transición. Encontramos que los LINER de tipo 2 parecen tener un entorno más rico que los LINER de tipo 1. Adicionalmente, los LINER de tipo 2 muestran compañeras grandes con una frecuencia similar a la de las galaxias IRAS brillantes y las galaxias Seyfert 2s. Sugerimos que una secuencia evolutiva desde sistemas de estallido estelar, pasando por AGN de tipo 2 y, finalmente, hasta AGN de tipo 1 puede ser apropiada para muchos núcleos activos. Las galaxias LINER se encuentran en sistemas ya

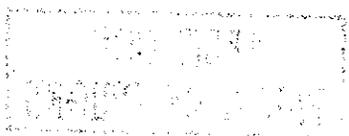
TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

sea fuertemente interactivos o en fusión, lo que favorece la idea de LINERs ionizados por choques, sin la necesidad de acreción de material hacia un agujero negro masivo.

En el Cap. 7 se presentan las conclusiones generales. El resultado más importante de nuestro trabajo radica en el hecho de que, mientras las galaxias anfitrión de los Núcleos Activos de tipo 1 **no** muestran una mayor frecuencia de objetos con compañeras cercanas al compararse con galaxias no activas, los AGN de tipo 2 **sí** lo hacen. Aun más, los AGN de tipo 2 muestran frecuencias de interacción comparables a las encontradas en objetos compuestos por una componente AGN y una de estallido violento de formación estelar (Starburst). Este resultado es sumamente perturbador, particularmente dentro de un contexto de unificación para AGN de tipo 1 y 2. El esquema unificado que se ha planteado para estas galaxias activas no puede seguir sosteniéndose.

Nuestros resultados pueden ser interpretados a la luz de dos esquemas diametralmente opuestos. En el primero tendríamos que aceptar que la actividad nuclear (en particular la de tipo 1, pero también la de tipo 2) no está interrelacionada con las interacciones galácticas, en este caso las últimas serían responsables sólo de los procesos violentos de formación estelar. Por otro lado, en el segundo esquema las interacciones sí serían los precursores de la actividad nuclear, pero la escala de tiempo en la cual aparecería un AGN de tipo 1 después de la interacción sería larga comparada con la escala de tiempo en la cual se lleva a cabo la perturbación gravitacional. Es decir, que para cuando podemos observar un AGN de tipo 1, la "huella" impresa sobre la galaxia anfitrión por la perturbación gravitacional de una compañera ya ha sido borrada. Este último punto abre la posibilidad de una secuencia evolutiva entre Interacciones, Starbursts y AGN. En este esquema una interacción desencadena un Starburst, que posteriormente evoluciona en un sistema compuesto (Starburst + núcleo activo) y en un AGN de tipo 2. En la última etapa evolutiva, la componente activa domina y el sistema se vuelve capaz de disolver una nube de polvo que lo oscurece (en una escala de tiempo larga), entonces se observa un AGN de tipo 1. Este esquema evolutivo es favorecido tanto por simulaciones numéricas del kpc nuclear central, como por evidencia observacional.

Por otro lado, es necesario relacionar los resultados para los tipos de AGN estudiados en el presente trabajo, con aquellos existentes para cuasares. Dado que se ha planteado que las galaxias IRAS Ultraluminosas son las precursoras de los cuasares, y la mayoría de ellas son disparadas por procesos de fusiones de galaxias (mergers), el esquema evolutivo planteado en este trabajo (Interacción, Starburst y AGN) parece ser válido para todos los Núcleos Activos e independiente de la luminosidad. Este esquema no se encuentra en oposición con el hecho de que no se encuentren cuasares cercanos a nosotros.



# Índice General

Agradecimientos	i
Resumen	iii
1 Núcleos Activos de Galaxias	1
1.1 Clasificación	2
1.1.1 Radio Galaxias	3
1.1.2 Cuasares	3
1.1.3 Blazares	3
1.2 Estructura	4
1.2.1 Continuo	5
1.2.2 Fotoionización	6
1.2.3 NLR	6
1.2.4 BLR	6
1.3 Galaxias Seyfert	8
1.3.1 La Secuencia de Lick	10
1.4 Seyfert 1 de Líneas Delgadas	11
1.5 LINERs	13
1.6 Galaxias IRAS Brillantes	18

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

1.7	Modelos de AGN	19
1.7.1	Modelos de Agujeros Negros	19
1.7.2	Modelos de Brotes Violentos de Formación Estelar	22
1.8	Esquemas de Unificación	23
1.8.1	Teoría Unificadora para Galaxias Seyfert	25
1.9	Formación Estelar y Actividad Nuclear	26
1.9.1	Formación Estelar	26
1.9.2	Dependencia de la Tasa de Formación Estelar con el Tipo Morfológico de las Galaxias	27
1.9.3	Galaxias con Brotes Violentos de Formación Estelar ("STARBURSTS")	28
1.9.4	Relación entre Formación Estelar e Interacciones	28
1.9.5	Relación entre Formación Estelar y Actividad Nuclear	30
1.10	Actividad Nuclear Inducida	32
1.10.1	Tipos de Interacción	32
1.10.2	El Modelo de Hernquist	33
1.10.3	Simulaciones	35
1.11	Nuestro Trabajo	35
<b>2</b>	<b>Metodología</b>	<b>37</b>
2.1	Introducción	37
2.2	Eliminación de Galaxias de Fondo	38
2.2.1	Determinación de la Fracción de Galaxias de una Muestra con una o más Compañeras Observadas, Ópticas y Físicas	38
2.2.2	La Importancia de la Densidad de Galaxias de Fondo	41
2.3	El Digitized Sky Survey	42
2.4	Diferenciación de Objetos	44

2.4.1	Los Programas de Identificación de Objetos . . . . .	46
2.5	FOCAS . . . . .	47
2.5.1	Parámetros . . . . .	47
2.5.2	Rutinas Principales . . . . .	49
2.6	Determinación del Medio Ambiente . . . . .	51
2.6.1	Muestras de Control . . . . .	51
2.6.2	Muestras Completas . . . . .	51
2.6.3	Búsqueda de Galaxias . . . . .	52
2.6.4	Medio Ambiente . . . . .	53
2.6.5	FOCAS sobre el DSS . . . . .	55
<b>3</b>	<b>El Entorno Cercano de las Galaxias Seyfert y sus Implicaciones para los Esquemas de Unificación</b> . . . . .	<b>59</b>
3.1	Estudios de Medio Ambiente . . . . .	59
3.2	Selección de las Muestras de Objetos . . . . .	64
3.2.1	Muestra de Galaxias Seyfert . . . . .	64
3.2.2	Muestra de Galaxias de Control . . . . .	66
3.3	Análisis . . . . .	71
3.4	Resultados . . . . .	71
3.4.1	Compañeras Físicas dentro de un Radio Igual a Tres Diámetros Galácticos . . . . .	71
3.4.2	Distribución Acumulativa de la Compañera Observada más Cercana . . . . .	73
3.5	Discusión . . . . .	75
3.6	Conclusiones . . . . .	76
<b>4</b>	<b>Galaxias Anfitrión y Entorno Circumgaláctico de Núcleos Activos de Galaxias "Narrow Line" Seyfert 1</b> . . . . .	<b>87</b>

TESIS CON FALLA DE ORIGEN

4.1	Selección de la Muestra	87
4.1.1	Muestra de NLSy1	87
4.1.2	Muestras de Control	88
4.2	Análisis	90
4.2.1	Clasificación Morfológica y Mediciones de Diámetro de Galaxias NLSy1	90
4.2.2	Identificación de las Compañeras en el Entorno de las Galaxias NLSy1	92
4.3	Resultados	93
4.3.1	NLSy1 versus Galaxias no Activas	93
4.3.2	NLSy1 versus Seyfert 1 y Seyfert 2	95
4.3.3	Diámetros	97
4.4	Discusión y Conclusiones	99
<b>5</b>	<b>El Entorno Circumgaláctico de Galaxias IRAS Brillantes</b>	<b>107</b>
5.1	Selección de la Muestra	107
5.1.1	Muestra de IRAS Brillantes	107
5.1.2	Muestra de Control	108
5.2	Análisis	110
5.2.1	Identificación de las Compañeras	110
5.3	Resultados	113
5.3.1	Compañeras dentro de $3D_S$	113
5.3.2	Distribución Acumulativa de la Compañera más Cercana en la Muestra BIRG y en la Muestra de Control	114
5.3.3	BIRG versus Seyfert 1 y Seyfert 2	116
5.3.4	Pertenencia a un Grupo	117
5.3.5	Fuerza de Interacción y Emisión Infrarroja	118
5.4	Discusión	123

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

5.4.1	Implicaciones para la Formación Estelar	123
5.4.2	Fuerza de Interacción y Emisión Infrarroja	124
5.4.3	Formación Estelar y Galaxias Seyfert: ¿Secuencia Evolutiva?	125
5.5	Conclusiones	129
<b>6</b>	<b>El Entorno Circumgaláctico de las Galaxias LINER</b>	<b>137</b>
6.1	Selección de la Muestra	137
6.2	Análisis	140
6.2.1	Identificación de las Compañeras	140
6.3	Resultados	142
6.3.1	Compañeras dentro de $3D_S$	142
6.3.2	Distribución Acumulativa de la Compañera más Cercana	143
6.3.3	LINERs vs. Sy1s, Sy2s y BIRGs	146
6.3.4	Mergers	150
6.4	Discusión	150
6.4.1	Sobre la Naturaleza de los LINERs	150
6.4.2	Una Secuencia Evolutiva de Baja Luminosidad	152
6.5	Conclusiones	156
<b>7</b>	<b>Conclusiones Generales</b>	<b>163</b>
7.1	Implicaciones para los Modelos de Unificación	164
7.2	Tipos de Interacción	165
7.3	Dinámica del Kpc Central	165
7.4	Evolución Natural	167
7.5	Actividad Nuclear Inducida	169
7.6	Comparación con AGN muy Luminosos	172



7.7 Perspectivas a Futuro . . . . .	175
<b>A Apéndice Espectros de Galaxias Seyfert</b>	<b>177</b>
A.1 Seyfert 1 . . . . .	177
A.2 Seyfert 2 . . . . .	189
<b>Bibliografía</b>	<b>199</b>



# Índice de Figuras

1.1	Espectros típicos de galaxias Seyfert 1	8
1.2	Espectros típicos de galaxias Seyfert 2	9
1.3	Espectros de galaxias NLSy1, Seyfert 1 y Seyfert 2	12
1.4	Espectros típicos de galaxias LINER	14
1.5	Espectros típicos de galaxias LINER de Transición	15
1.6	Comparación entre los espectros de galaxias $H_{II}$ , LINER, LINER de Transición y Seyfert 2	16
1.7	Espectro de un LINER con líneas anchas	17
1.8	Esquema de la estructura de un AGN	24
1.9	Espectros típicos de galaxias HII	29
1.10	Esquema jerárquico sobre el origen del combustible en la actividad nuclear	34
2.1	Relación Magnitud vs. Señal integrada (norte)	43
2.2	Relación Magnitud vs. Señal integrada (sur)	44
2.3	Ejemplo de la distribución acumulativa y física de compañeras	54
2.4	Extrapolación a la 22ava. magnitud de la calibración fotométrica del DSS	56
3.1	Distribución de magnitud aparente para las galaxias Seyfert y no activas	66
3.2	Distribución de diámetros (en kpc) para las galaxias Seyfert y no activas	67



3.3 Distribución de tipo de Hubble para las galaxias Seyfert y no activas . . . . 68

3.4 Distribución de corrimiento al rojo para las galaxias Seyfert y no activas . . . 69

3.5 Distribución acumulativa de la distancia proyectada (en kpc) a la primera compañera para las galaxias Seyfert y no activas . . . . . 73

4.1 Distribución de magnitud aparente para las galaxias NLSy1 y no activas . . . 89

4.2 Distribución de tipo de Hubble para las galaxias NLSy1 y no activas . . . . 90

4.3 Distribución de corrimiento al rojo para las galaxias NLSy1 y no activas . . . 91

4.4 Distribución acumulativa de la distancia proyectada (en kpc) a la primera compañera para las galaxias NLSy1 y no activas (CM-I) . . . . . 95

4.5 Distribución acumulativa de la distancia proyectada (en kpc) a la primera compañera para las galaxias NLSy1 y no activas (CM-II) . . . . . 96

4.6 Distribución acumulativa de la distancia proyectada (en kpc) a la primera compañera para las galaxias NLSy1, Sy 1 y Sy 2 . . . . . 98

4.7 Distribución de diámetros (en kpc) para las galaxias NLSy 1 y Seyfert 1 . . . 99

4.8 Entorno cercano de 8 galaxias NLSy1 de nuestra muestra . . . . . 100

5.1 Luminosidad a  $60 \mu\text{m}$  y  $L_{FIR}$  para las galaxias BIRG y CM . . . . . 109

5.2 Distribución de magnitud aparente para las galaxias BIRG y su contramuestra 110

5.3 Distribución de diámetros (en kpc) para las galaxias BIRG y su contramuestra 111

5.4 Distribución de tipo de Hubble para las galaxias BIRG y su contramuestra . 112

5.5 Distribución de corrimiento al rojo para las galaxias BIRG y su contramuestra 113

5.6 Distribución acumulativa de la compañera observada y física más cercana a las galaxias BIRG y su contramuestra . . . . . 115

5.7 Distribución acumulativa de la compañera observada más cercana a las galaxias BIRG, Seyfert 1 y Seyfert 2 . . . . . 117

5.8 Luminosidad en el lejano infrarrojo  $L_{FIR}$  vs. separación proyectada . . . . . 119

5.9 Diagrama color-color para objetos en distintas clases de interacción. . . . . 121

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

CON STAF  
2007-01-11 10:07

6.1 Distribución de magnitud absoluta B para los L2s, TLs y L1s . . . . . 139

6.2 Distribución de tipo de Hubble para los L2s, TLs y L1s . . . . . 140

6.3 Distribución de corrimiento al rojo para los L2s, TLs y L1s . . . . . 141

6.4 Distribución acumulativa de la compañera observada y física más cercana para los L2s y TLs . . . . . 144

6.5 Distribución acumulativa de la compañera observada y física más cercana para los L2s y L1s . . . . . 145

6.6 Distribución acumulativa de la compañera observada y física más cercana para los TLs y L1s . . . . . 146

6.7 Distribución acumulativa de la compañera observada más cercana para los LINER 2s, Sy1, Sy2 y BIRG . . . . . 147

6.8 Distribución acumulativa de la compañera observada más cercana para los TL, Sy1, Sy2 y BIRG . . . . . 148

6.9 Distribución acumulativa de la compañera observada más cercana para los LINER 1s, Sy1, Sy2 y BIRG . . . . . 149



UNIVERSIDAD NACIONAL  
DE LA PLATA  
FACULTAD DE CIENCIAS EXACTAS  
INSTITUTO DE FÍSICA

# Índice de Tablas

2.1	Fotometría del hemisferio norte	45
2.2	Fotometría del hemisferio sur	45
3.1	Fracción de compañeras observadas, ópticas y físicas	72
3.2	Muestra Seyfert 1	78
3.3	Muestra Seyfert 2	81
3.4	Contramuestra Seyfert 1	83
3.5	Contramuestra Seyfert 2	85
4.1	Fracción de compañeras observadas, ópticas y físicas	94
4.2	Muestra NLSy1	103
4.3	CM-I	104
4.4	CM-II	106
5.1	Fracción de compañeras observadas, ópticas y físicas	114
5.2	Características de los conjuntos de objetos con distintos niveles de interacción	131
5.3	Muestra BIRG	132
5.4	Contra Muestra	134
6.1	Características de las tres muestras de LINERs	138



6.2	Fracción de compañeras observadas, ópticas y físicas . . . . .	142
6.3	Muestra LINER 2 . . . . .	157
6.4	Muestra LINER de transición . . . . .	160
6.5	Muestra LINER 1 . . . . .	162



# Capítulo 1

## Núcleos Activos de Galaxias

El estudio de los núcleos activos de galaxias (AGN, de sus siglas en inglés Active Galactic Nuclei) es importante ya que son la fuente de energía más poderosa que existe en el Universo y debido a su gran luminosidad, es posible observarlos a distancias muy remotas. Son fuentes compactas ubicadas en los centros de algunas galaxias, que emiten grandes cantidades de radiación a lo largo de un intervalo muy amplio del espectro electromagnético. La emisión de estos objetos suele explicarse mediante procesos no térmicos, ya que los procesos térmicos no son capaces de reproducir las luminosidades observadas si se considera todo el espectro electromagnético (R, IR, Opt., UV, X y  $\gamma$ ). Los AGN distan mucho de ser entendidos teóricamente, aún hoy en día se tiene una idea muy imprecisa de los factores que desencadenan su formación, así como de su estructura y su evolución.

La caracterización de estos objetos ha sido de acuerdo a resultados observacionales, tales como características espectrales, morfológicas y de variabilidad. Toda una serie de objetos diversos, desde los de menor luminosidad, como los LINERs y las galaxias Seyfert, hasta los más luminosos, como los cuasares y los objetos BL Lacertae, comparten un tipo común de fenomenología. Sus propiedades básicas son las siguientes:

- Un núcleo brillante de apariencia estelar que no se resuelve espacialmente
- Una gran luminosidad bolométrica ( $L_{bol} \sim 10^{42} - 10^{47} \text{ erg s}^{-1}$ ) mucho mayor a la que presentan las galaxias normales ( $\sim 10^{38} - 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ ).
- Emisión de continuo no térmico (sincrotrónico) en las frecuencias del UV, IR, radio, rayos X y rayos  $\gamma$  (es decir, en todo el espectro electromagnético).
- La presencia de líneas anchas de emisión permitidas, que corresponden a velocidades de miles de  $\text{kms}^{-1}$ , y/o líneas delgadas de emisión permitidas y prohibidas, que

corresponden a velocidades de cientos de  $kms^{-1}$  (Con excepción de los objetos tipo BL Lac que no presentan líneas de emisión).

El continuo y las líneas de emisión exhiben variabilidad en multifrecuencias y en ocasiones los AGN presentan emisión de radio (sincrotrónica) extendida y colimada que alcanza distancias de hasta Mpc, la cual se conoce como chorros o jets. La actividad energética que se presenta se considera "anormal" en el sentido de que no está asociada con la evolución de estrellas normales. El término "actividad", que en un principio era simplemente un sinónimo de "no-térmico", ha evolucionado para referirse a procesos más generales que sean capaces de explicar la naturaleza de la fuente de energía observada.

## 1.1 Clasificación

En la literatura aparecen clasificados como núcleos activos los siguientes objetos: radio galaxias, radio cuasares, cuasares radio callados, objetos tipo BL Lacertae y OVV's (del inglés Optical Violent Variables) que forman el conjunto conocido como blazares, galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2, LINERs 1, 2 y de transición, regiones nucleares HII, galaxias con brotes estelares y galaxias muy luminosas en el lejano infrarojo llamadas galaxias IRAS brillantes por haber sido descubiertas con el "Infrared Astronomical Satellite" (Blandford et al. 1990). Sin embargo, es posible considerar una clasificación más general, la cual permite obtener una visión global de los posibles procesos físicos que se llevan a cabo en los núcleos activos. A ésta la conforman seis grupos: radio galaxias, cuasares, blazares, galaxias Seyfert, LINERs y galaxias IRAS brillantes. Es importante mencionar que la taxonomía planteada para los AGN es confusa, ya que ésta se ha hecho con base en los diferentes intervalos de frecuencias en los que se han observado y tiende a reflejar la sensibilidad de los instrumentos usados.

Urry & Padovani (1995) han organizado a los AGN siguiendo la propuesta de Lawrence (1987), de acuerdo a las características espectrales en la región de radio y en el óptico. En esta clasificación se ha llamado objetos de tipo 1 a los AGN que muestran líneas de emisión anchas, es decir líneas de emisión cuyo ancho a potencia media es del orden de miles de  $kms^{-1}$ . Si los objetos no presentan una componente ancha en las líneas de emisión y el ancho a potencia media es del orden de cientos de  $kms^{-1}$  (líneas angostas), los objetos se clasifican como de tipo 2. En la región de radio, los AGN suelen dividirse en callados y fuertes. Para realizar esta división Woltjer et al. (1990) definieron un corte arbitrario en la emisión de radio a 5GHz. Los objetos cuya emisión en esta frecuencia es menor que  $10^{24}Whz^{-1}$  son llamados radiocallados y los objetos cuya emisión es mayor son llamados radiofuertes.

A continuación se dará una breve descripción de algunos tipos de AGN que no serán estudiados en el presente trabajo.

### 1.1.1 Radio Galaxias

Las radio galaxias tienen como principal característica dos grandes lóbulos de plasma, situados a distancias hasta del orden de Mpc del núcleo, estos lóbulos emiten intensamente radiación no térmica (sincrotrónica) en radio. Asociada con el núcleo óptico, que suele ser una galaxia elíptica gigante, existe una fuente compacta de radio muy potente. Frecuentemente las radio galaxias presentan chorros de plasma que se extienden desde el núcleo hasta los lóbulos, cuyo continuo de radio suele estar polarizado. El espectro correspondiente tiene líneas de emisión intensas que en algunos casos son únicamente delgadas (NLRG), y en otros dominan las líneas anchas (BLRG). Las radio galaxias se dividen en potentes y débiles, siendo la cota que las separa la potencia  $P_{1.4GHz} = 10^{25} W Hz^{-1}$  (Blandford et al 1990). Las luminosidades de las radiogalaxias en el rango de radiofrecuencias van de  $10^{42} erg s^{-1}$  a  $10^{45} erg s^{-1}$  (Carrillo, 1998). La radiogalaxia conicida más cercana a nosotros es una elíptica gigante llamada Centauro A.

### 1.1.2 Cuasares

Los cuasares son núcleos activos con apariencia estelar. Presentan un continuo no térmico, variable en distintas longitudes de onda, y un fuerte exceso en la emisión ultravioleta. El espectro tiene líneas de emisión permitidas anchas. Los que tienen altos corrimientos al rojo exhiben líneas de absorción y polarización. Los cuasares menos luminosos tienen magnitud visual  $M_v < -23$ , lo cual significa que aún los cuasares más débiles son 100 veces más luminosos que una galaxia normal en este rango del espectro. Algunos ( $\approx 10\%$ ) son fuertes emisores en radio (radiofuertes) y otros son radiocallados ( $\approx 90\%$ ). Entre los radiofuertes el núcleo tiende a ser muy variable y frecuentemente muestra polarización lineal. Los más brillantes han sido detectados como fuentes de rayos X. Entre los radiocallados las características ópticas son similares a los radiofuertes, pero la emisión en rayos X tiende a ser más débil. El cuasar más cercano a nosotros es 3C 273 y se encuentra a  $z \approx 0.004$ .

### 1.1.3 Blazares

En 1968 se descubrió que el objeto BL Lac de la constelación del Lagarto, antes catalogado como estrella variable, presentaba un espectro muy parecido al de los cuasares, aunque con una polarización mucho más elevada y sin líneas de emisión. Prácticamente, todo el



espectro consistía en un continuo y la naturaleza de la radiación no era, definitivamente, térmica. Al estudiar con más detalle el espectro de este objeto se descubrieron algunas líneas de absorción y a partir de ellas se determinó un corrimiento al rojo de  $z \approx 0.07$ , concluyéndose que se trataba de un objeto extragaláctico. Con este hallazgo se descubría una nueva clase de núcleo activo a la que se dio el nombre del objeto prototipo, BL Lac.

Los objetos tipo BL Lac tienen grandes corrimientos al rojo y alta luminosidad. En ocasiones presentan líneas de absorción (Rieke et al. 1976, Burbidge et al., 1976) o de emisión muy débiles (durante estados de bajo brillo). Tienden a ser altamente variables en todas las frecuencias, con escalas de tiempo que pueden ser de horas. Para explicar las altas temperaturas de brillo derivadas de las grandes variaciones de luminosidad en tiempos tan cortos, suelen invocarse efectos relativistas (ver por ejemplo Benítez 1997, tesis doctoral). La emisión en varios de estos objetos es altamente polarizada y en algunos casos tiene excesos en rayos  $\gamma$ . Aunque en general son de apariencia estelar, algunos parecen estar en el centro de una galaxia elíptica. Los objetos OVV's son muy similares a los BL Lac pero muestran líneas de emisión y son violentamente variables en el óptico (Angel & Stockman, 1980). a éstos junto con los BL Lac, se les conoce tradicionalmente como la clase de los blazares.

## 1.2 Estructura

En términos fenomenológicos se piensa que la estructura de los AGN consta de:

- Una fuente intensa de continuo que emite desde los rayos X duros hasta las ondas de radio. Esta emisión proviene de una zona muy reducida, cuyo diámetro típico es menor a 0.1 pc.
- Una región de gas denso que se mueve a altas velocidades llamada en inglés "Broad Line Region" (BLR), ó Región de Líneas Anchas.
- Una región de gas de baja densidad que se mueve a velocidades menores que el gas de la BLR. Ésta es conocida como "Narrow Line Region" (NLR), ó Región de Líneas Delgadas.

Como parte de su estructura, algunos núcleos activos muestran lóbulos de plasma que producen emisión en radiofrecuencias, situados desde kpc hasta Mpc del núcleo, acompañados comúnmente de una fuente compacta de radio. También se observan en algunos AGN chorros de plasma relativistas que aportan energía y material a los lóbulos.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

### 1.2.1 Continuo

Los AGN pueden clasificarse, según la naturaleza de la radiación del continuo, en dos grandes grupos: Aquellos cuyo continuo es predominantemente emisión térmica, donde la radiación en radio es tenue, como por ejemplo algunos LINERs, y aquellos cuyo continuo esta dominado por radiación no térmica, como en el caso de los blazares, radio galaxias potentes y cuasares de alta variabilidad y polarización (Bregman, 1990).

En el caso del continuo dominado por radiación térmica, el origen de la radiación en el intervalo de  $0.01 - 1\mu\text{m}$  es probablemente la emisión de un disco de acreción alrededor de un agujero negro, modificada por la dispersión de electrones y por efectos relativistas. Esta radiación contribuye fuertemente a la luminosidad bolométrica del núcleo. La radiación en el intervalo de  $2.5 - 1000\mu\text{m}$  está dominada por emisión térmica de polvo que posee temperaturas que van desde los 40 a los 1000 K en Seyferts. Probablemente la emisión del continuo a  $0.01 - 0.3\mu\text{m}$  es absorbida y luego reemitida por un toro de polvo formado alrededor del disco de acreción. La emisión de rayos X (1-10 keV) es emitida ya sea por electrones térmicos calientes que rodean el disco de acreción o por efectos producidos por dispersión Compton inversa.

En el caso del continuo dominado por radiación no térmica la radiación es emitida por procesos de conversión de masa en energía al acretar material un agujero negro y en procesos de sincrotrón en un plasma no homogéneo que sale del núcleo en forma de chorro. La emisión se observa en frecuencias desde el radio hasta el ultravioleta con gran variabilidad y alta polarización. La variabilidad en el flujo de energía puede deberse a cambios en la tasa de acreción o a choques del mismo gas que se propagan a lo largo del chorro.

El continuo de los AGN, en la banda de frecuencias del infrarrojo, parece estar dominado por una ley de potencias plana con un posible exceso debido a la emisión de polvo. Se caracteriza por tener un salto del espectro en la región sub-milimétrica. En la banda visible-UV sufre un cambio brusco que se conoce como joroba azul (en inglés se conoce como "blue bump"), cuyo pico está entre los 1200 y 2000  $\lambda$ , y retoma la ley de potencias en la región de rayos X. En este continuo existe también, en las longitudes de onda correspondientes a los rayos X, una joroba (que en inglés se conoce como "X-ray bump") cuya cola, según las observaciones en rayos  $\gamma$ , está a 1 MeV. El exceso que existe en el continuo de rayos X blandos puede corresponder a la cola de esta joroba.

### 1.2.2 Fotoionización

En los AGN se observan líneas de emisión de alta ionización como por ejemplo [OIII] y NeIII. Las fuentes de energía que pueden producir estas líneas son la fotoionización o la ionización colisional mediante ondas de choque. Sin embargo, esta última requiere de temperaturas mucho mayores a las observadas en los AGN (al menos en los más luminosos) para producir las líneas observadas, lo que sugiere, que la fuente principal de energía que origina a los fotones ionizantes, es un continuo que en el ultravioleta sigue una ley de potencias de la forma:

$$f_{\nu} = C\nu^{-n}, \quad (1.1)$$

en donde el valor del índice espectral ( $n$ ) es aproximadamente 1.2.

### 1.2.3 NLR

En esta región son emitidas líneas delgadas. El gas se mueve a una velocidad del orden de cientos de  $km\ s^{-1}$ . Se observa la emisión de líneas prohibidas lo que sugiere que la densidad electrónica es baja, comparable con la de las nebulosas gaseosas. La temperatura y la densidad electrónica de la región se determinan a partir de los cocientes de las intensidades de las líneas de emisión. El valor típico de la temperatura es 15000 K y la densidad electrónica aproximadamente  $30000\ cm^{-3}$  (Osterbrock, 1990). Para calcular estas condiciones físicas con mayor precisión es necesario también poseer información de la BLR ya que podría existir una transición continua de condiciones físicas entre las dos regiones. Los cocientes de líneas de iones distintos dan distintas temperaturas y densidades, lo cual indica que existen variaciones reales de estas cantidades dentro de la NLR misma.

La emisión observada en esta región puede ser modelada adecuadamente con una ley de potencias. Ferland y Netzer (1983) ajustaron espectros de ley de potencia al espectro observado y encontraron que pueden coexistir los altos grados de ionización y las intensidades de las líneas de baja ionización como [OI] y [SII] que se observan.

Ferland & Persson (1989) y Binette, Robinson & Courvoisier (1988) aplicaron modelos más adecuados con los que obtienen mejores aproximaciones a las observaciones. Estos modelos consideran una ley de potencias "quebrada" (incluye autoabsorción) con índices espectrales distintos para cada región del espectro, siendo casi planos a altas energías.

### 1.2.4 BLR

En esta región son emitidas líneas anchas. Cuando una línea de emisión es ancha indica que ha sido emitida en una región en la que el gas se mueve con grandes velocidades

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

(las velocidades alcanzan hasta los  $15000 \text{ km s}^{-1}$ ). El movimiento del gas que emite la línea produce un corrimiento al rojo o al azul, según la velocidad y dirección en la que se da el movimiento, entonces, si en una región se tiene gas moviéndose rápidamente en direcciones azarosas, se tendrá como resultado el ensanchamiento de las líneas. Aun no es claro si la dinámica de esta región está dominada por movimientos radiales, rotacionales o turbulentos.

Los espectros de las galaxias Seyfert I, de la mayoría de los cuasares y de algunas radio galaxias muestran líneas anchas de emisión, todas ellas líneas permitidas (se observan las líneas HI, HeI  $\lambda 5876$ , HeII  $\lambda 4686$  y FeII  $\lambda\lambda 4570, 5250$ ). Sin embargo, los perfiles de las líneas prohibidas observadas en estos espectros no son similares a los perfiles anchos de las líneas permitidas. Esto sugiere que las líneas prohibidas y las permitidas son emitidas en diferentes regiones. La existencia de la región BLR comenzó a establecerse después de las primeras observaciones intensivas de galaxias Seyfert, realizadas a fines de la década de los 60's.

En esta región la densidad electrónica mínima es de  $10^8 \text{ cm}^{-3}$ . Se observan líneas de FeII y esto sugiere una temperatura menor a 3500 K (para las zonas de alta condensación) ya que a temperaturas mayores el hierro estaría ionizado colisionalmente en forma de FeIII.

No es fácil modelar el espectro de la BLR ya que la física de los modelos de fotoionización es considerablemente más compleja en esta región debido a la enorme profundidad óptica del medio. Netzer (1975) y Adams (1975) intentaron determinar las abundancias, densidades y temperaturas, entre otras condiciones físicas, considerando una profundidad óptica finita y excitaciones colisionales. Sin embargo, sus resultados no fueron concluyentes.

Krolik, McKee & Tarter (1981) se preguntaron cuál sería el estado físico de un gas calentado por una fuente de continuo como la que se observa. Determinaron que existiría un balance entre el calentamiento por fotoionización y el enfriamiento Bremsstrahlung que produciría un equilibrio de dos fases, esto es, nubes densas y frías embebidas en un medio caliente y rarificado. Ésta es la visualización ortodoxa de la BLR. El equilibrio de dos fases ocurre solamente para cierto rango de parámetros de ionización. También es afectado por la pendiente del espectro del continuo ionizante: si es muy empinada domina el enfriamiento Compton y no ocurre el equilibrio de las dos fases. Para un estudio detallado de la BLR ver Sulentic et al. (2000)

A continuación se dará una descripción detallada de los AGN que serán estudiados en el presente trabajo

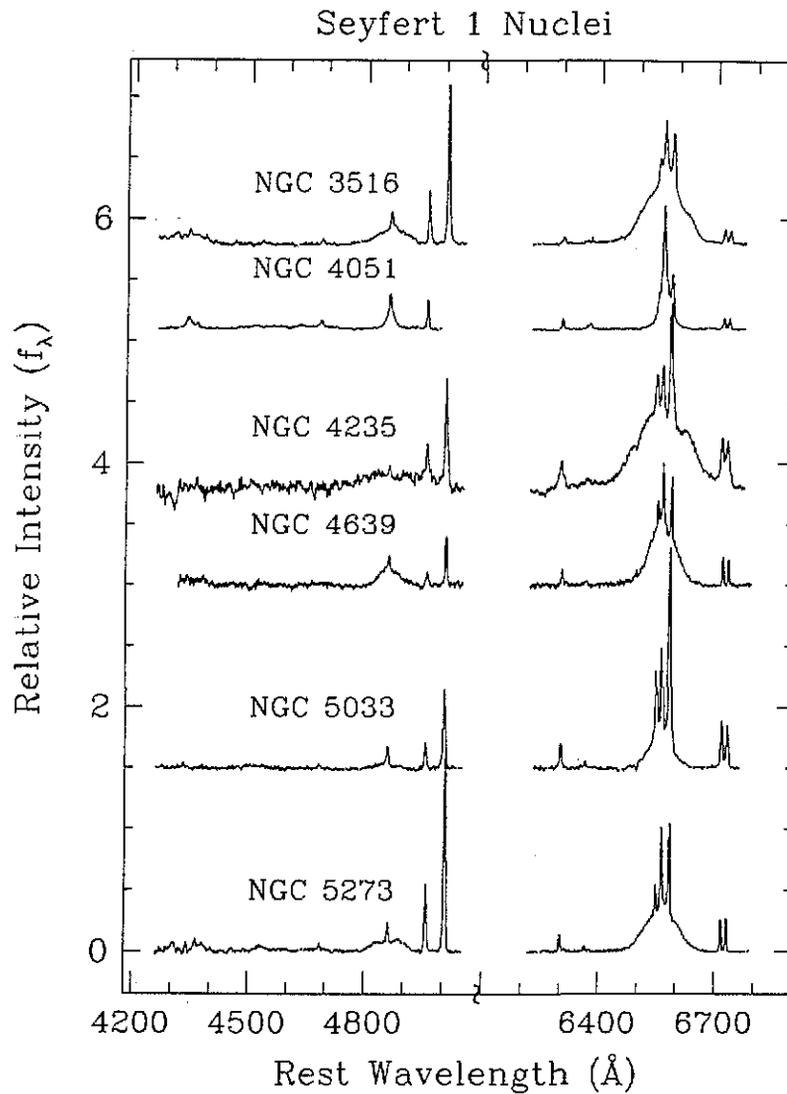


Figura 1.1: Espectros típicos de galaxias Seyfert 1

### 1.3 Galaxias Seyfert

Las galaxias Seyfert, al ser los AGN más abundantes y cercanos, son los mejor estudiados. Comúnmente son galaxias espirales de tipo temprano que hospedan un núcleo activo. El

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

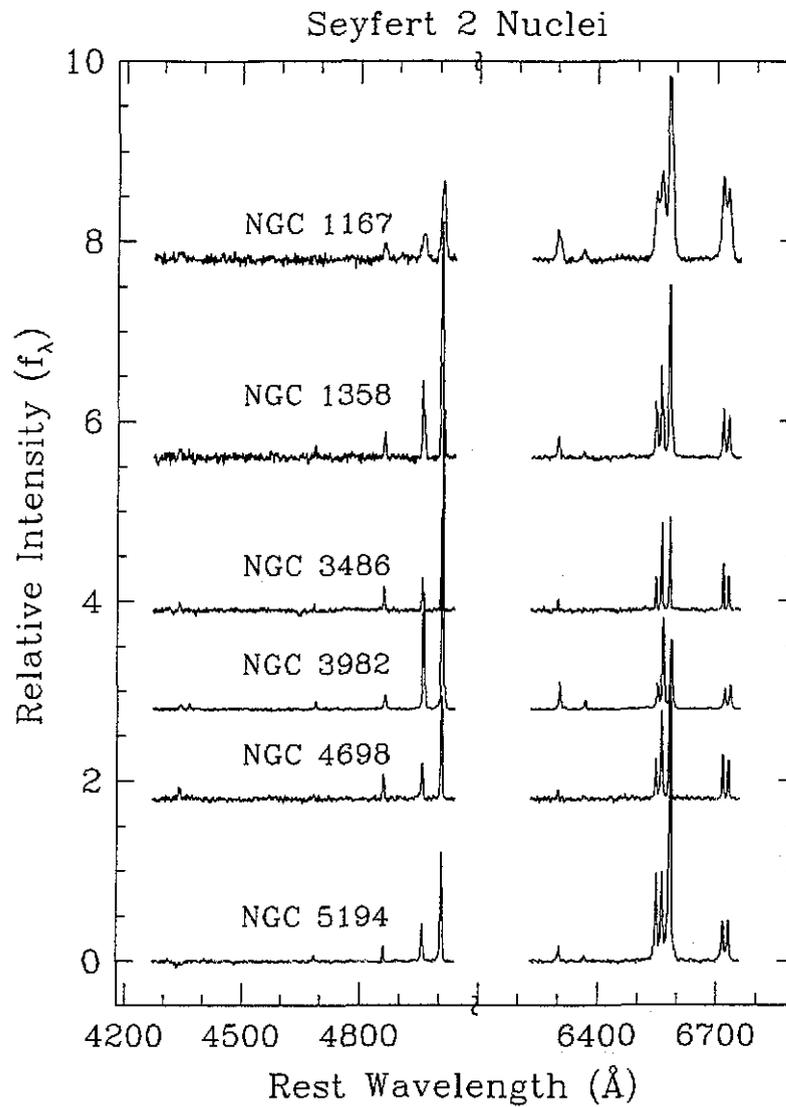


Figura 1.2: Espectros típicos de galaxias Seyfert 2

esquema más sencillo de clasificación para las galaxias Seyfert consta de dos grupos: Seyfert 1 y Seyfert 2 (En las Figs. 1.1 y 1.2 se muestran espectros típicos de estos tipos de galaxias). Esta clasificación se basa en las características espectrales y luminosidad de los

objetos y fue propuesta en 1971 por Khachikian y Weedman. El espectro característico de un núcleo de galaxia Seyfert 1 es un espectro de líneas de emisión que incluye tanto líneas permitidas como líneas prohibidas. Las líneas permitidas son anchas, con un ancho típico de  $3000 \text{ km s}^{-1}$  FWHM aunque para diferentes objetos, el ancho puede variar desde 2000 a  $15000 \text{ km s}^{-1}$  FWHM. Entre las líneas permitidas que se observan están HI, HeI, HeII y FeII. Las líneas prohibidas son delgadas, su ancho característico es de  $350 \text{ km s}^{-1}$  FWHM, variando entre 200 y  $700 \text{ km s}^{-1}$  FWHM (Dahari y De Robertis 1988). Entre las líneas prohibidas más brillantes se observan [OIII]  $\lambda$  4959, 5007; [NII]  $\lambda$  6548, 6583 [OI]  $\lambda$  6300, 6364; [SII]  $\lambda$  6716, 6731; [FeVII]  $\lambda$  6087 y en algunos casos [FeX]  $\lambda$  6375. Los núcleos de galaxia Seyfert 2 son, en promedio, menos luminosos que los Seyfert 1. La principal diferencia entre ellos es que el espectro de los Seyfert 2 presenta únicamente líneas de emisión delgadas, con anchos típicos de  $350 \text{ km s}^{-1}$  FWHM que pueden variar de 200 a  $700 \text{ km s}^{-1}$  FWHM. Entre las líneas que se observan típicamente en estos espectros están las líneas permitidas HI, HeI y HeII y las mismas líneas prohibidas que se observan en los espectros de las Seyfert 1. Los espectros de emisión de las galaxias Seyfert han sido ampliamente estudiados en el óptico y son similares a los espectros típicos de las nebulosas gaseosas, cubriendo un rango de velocidades y de ionización más grande (Osterbrock, 1990). Las observaciones en otras longitudes de onda indican que las galaxias Seyfert1 son fuentes de rayos X duros mientras que las Seyfert 2 no (Elvis et al. 1978). De estos espectros, también se concluye que las abundancias químicas son básicamente las de la vecindad solar (Guichard, 1991). Ambos tipos tiene excesos en el infrarrojo ( $1 - 10 \mu \text{ m}$ ) pero la forma característica del perfil de la banda es distinta (Neugubauer et al 1976, Lawrence et al. 1985). Las Seyfert 2 tienden a ser fuentes de radio mas luminosas que las Seyfert 1.

### 1.3.1 La Secuencia de Lick

Existe una taxonomía más fina para las galaxias Seyfert propuesta por los astrónomos del Observatorio de Lick, la cual recibe el nombre de secuencia de Lick. Esta clasificación toma en cuenta tipos intermedios en los que se observan superpuestas una componente delgada y una ancha de las líneas permitidas de emisión.

La clasificación se da de la siguiente manera:

- Una galaxia Seyfert 1 es aquella en la que aparece muy luminosa la componente ancha de las líneas de emisión.
- Una galaxia Seyfert 1.5 es aquella en la que aparecen luminosas, tanto la componente delgada como la componente ancha, de las líneas de emisión.
- En una Seyfert 1.8 la componente delgada de las líneas  $H_\alpha$  y  $H_\beta$  es brillante, mientras que la componente ancha de estas líneas aparece debilitada.



- Una galaxia Seyfert 1.9 tiene una componente delgada de  $H_\alpha$  y  $H_\beta$  que de nuevo aparece brillante pero la componente ancha de  $H_\alpha$  es aun más débil y la componente ancha de  $H_\beta$  llega a ser tan poco brillante, que se dificulta su observación.

Aparentemente los tipos forman una secuencia (Osterbrock 1984). Una explicación interesante respecto a porqué se observan estos tipos intermedios fue propuesta por Osterbrock (1978) El explica que las Seyfert poseen cantidades variables de gas en la BLR. Una Seyfert con grandes cantidades de gas en la BLR tendrá líneas permitidas anchas brillantes y será vista como un núcleo Seyfert 1, conforme disminuye la cantidad de gas en la región, la componente ancha aparecerá debilitada, produciéndose así espectros de tipo intermedio, siendo el caso extremo un espectro de Seyfert 2 en el que la BLR carece de gas

Las líneas delgadas de emisión de las Seyfert 2 muestran anchos equivalentes mayores que las líneas delgadas de las Seyfert tipo 1. Osterbrock sugiere que esto se debe a que, al disminuir la cantidad de gas denso en la BLR, escapa más continuo ionizante de esta región, ionizando así la Región de Líneas Angostas. Esta idea se contrapone a la teoría de que las líneas delgadas de las Seyfert 2 tienen anchos equivalentes mayores debido a que muestran muy poco continuo no estelar.

Kallman & Mushotsky (1985) explican que la ausencia de gas en la BLR de las Seyfert 2 se debe a un incremento en la cantidad de gas alrededor del núcleo, lo cual provoca que la región se vuelva ópticamente gruesa a la dispersión Compton. Esto produce absorción de rayos X y la desaparición del equilibrio de dos fases, lo que impide la formación de nubes densas, sin importar que exista más gas en las regiones centrales.

## 1.4 Seyfert 1 de Líneas Delgadas

Los núcleos de galaxias "Narrow-line" Seyfert 1 (NLSy1) por mucho tiempo han sido considerados un tipo peculiar de núcleos activos de galaxias debido a sus desconcertantes propiedades ópticas, así como a sus propiedades extremas en los rayos X (ver Sulentic, Marziani y Dultzin-Hacyan 2000a para una descripción profunda de las propiedades observacionales de NLSy1). Las NLSy1 fueron identificadas por primera vez por Osterbrock y Pogge (1985), quienes observaron la existencia de fuentes Seyfert 1, con una componente ancha de  $H\beta$  ( $\text{FWHM}(H\beta_{BC}) \lesssim 2000 \text{ Km s}^{-1}$ ) inusualmente delgada. En las NLSy1, el ancho de las líneas de Balmer resultó ser mucho más cercano al ancho de las líneas prohibidas, característica observada en los núcleos Seyfert 2. Al mismo tiempo, se observó que las NLSy1 conservan una prominente emisión óptica  $\text{FeII}_{opt}$ , una característica observada exclusivamente en las Seyfert 1. La figura 1.3 muestra una comparación entre el espectro de una NLSy1 con el de una Sy1 y una Sy2. Con la disponibilidad de los datos ROSAT,

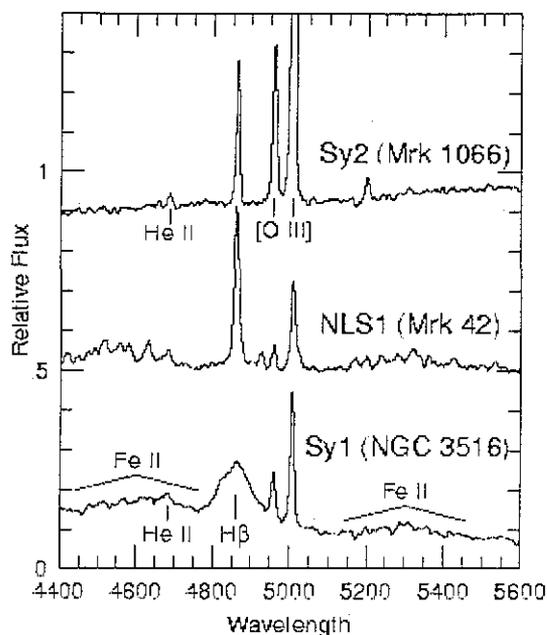


Figura 1.3: Espectros de galaxias NLSy1, Seyfert 1 y Seyfert 2

una mayor atención fue dirigida a las NLSy1. Ahora se sabe que estos objetos abarcan  $\approx 30\text{-}50\%$  de todas las Seyfert 1 detectadas en muestras seleccionadas a partir de rayos X suaves (Grupe 1996; Grupe et al. 1999) y que cuentan con propiedades extremas en la región de rayos X. Entre las propiedades más sobresalientes tenemos un exceso de rayos X suaves, un pronunciado espectro de rayos X duros y una variabilidad en rayos X de gran amplitud y de escalas de tiempo cortas (Boller, Brandt, & Fink 1996; Boller & Brandt 1999; Leighly 1999; Boller 2000).

Los núcleos NLSy1 han sido tema de polémica, particularmente en lo que se refiere a su representación como una clase independiente de AGN, con propiedades discontinuas en relación con todas los otros AGN (Pogge 2000). Se ha señalado que algunas otras características de los núcleos NLSy1 -además del ancho de las líneas- los hacen más similares a los núcleos de las Seyfert 2 que a los núcleos de las Seyfert 1. La menor ionización de las NLSy1 con respecto a las Seyfert 1 típicas (Sulentic et al. 2000a), junto con la ausencia de una fuerte *variabilidad óptica* (Giannuzzo & Stirpe 1996; Giannuzzo et al. 1998) ha conducido a algunos autores a sugerir que las NLSy1 son objetos que carecen de una verdadera región de líneas anchas. Además, se ha dicho que su continuo es más similar al de las Seyfert 2 y galaxias con brotes violentos de formación estelar (de aquí en adelante Starburst) que al de las Seyfert 1, debido a un prominente perfil térmico similar al exceso infrarrojo (Moran, Halpern & Helfand 1996)

Sin embargo, estudios recientes de galaxias NLSy1 sugieren que no son una clase separada de AGN. Estos objetos muestran una clara continuidad con las Seyfert 1 y los cuásares de Palomar-Green, en todos los parámetros medidos del llamado espacio “eigenvector 1” (Boroson & Green 1992; Sulentic et al. 2000a, 2000b). El eigenvector 1 está definido como el espacio que se puede formar en términos de 3 parámetros fundamentales: (1) El FWHM de las líneas anchas de baja ionización, en particular de  $H\beta$ , (2) El cociente del ancho equivalente (EW) de la emisión óptica de  $FeII_{opt}$  y el EW de la componente ancha de  $H\beta$  y (3) El índice de fotones de los rayos X suaves. Puesto que las NLSy1 yacen en el extremo del FWHM( $H\beta$ ), de la prominencia óptica de  $FeII_{opt}$  y del índice de fotones de los rayos X suaves, estos objetos son los responsables de las correlaciones vinculadas al “eigenvector 1” (Sulentic et al. 2000a). Las NLSy1 también muestran diferencias relevantes con respecto a las Seyfert 2 -por ejemplo, diferente polarización de las líneas prohibidas y permitidas (que indica dos regiones de emisión; Goodrich 1989). El pronunciado espectro de rayos X y la variabilidad en escalas de tiempo cortas han llevado a suponer que la tasa de acreción de material es sistemática mayor y que la masa del agujero negro es sistemáticamente menor en las NLSy1 que en otras Seyfert 1 (Leighly 1999; Sulentic et al. 2000f). Por lo tanto, las NLSy1 pueden representar Seyferts 1 no oscurecidas, con una tasa de acreción extrema (ver 4.4).

La naturaleza de los núcleos NLSy1 es poco clara, pero probablemente obedezca a alguna de las dos interpretaciones (marcadamente opuestas) descritas arriba. A saber, AGN cercanos a núcleos de Seyfert 2 (y o Starbursts) o núcleos extremos de Seyfert 1, la “población original de los AGN”, en palabras de Sulentic et al. (2000a).

## 1.5 LINERS

Las Regiones de Emisión Nuclear de Baja Ionización (LINER, por sus siglas en inglés) fueron definidas por Heckman (1980) como fuentes cuyo espectro es dominado por líneas de emisión de baja ionización a luminosidad moderada, y cuyo ancho de líneas es similar al de las Regiones de Líneas Angostas de las galaxias Seyfert. El “nivel de baja ionización” es propuesto con respecto a los núcleos Seyfert y se define cuantitativamente mediante las siguientes condiciones para los cocientes de intensidad de líneas  $[OII]\lambda 3727 \gtrsim [OIII]\lambda 5007$  y  $[OI]\lambda 6300 \gtrsim 0.33 [OIII]\lambda 5007$ . La Fig. 1.4 muestra espectros típicos de LINERs. Algunos de los objetos estudiados por Heckman también mostraron una fuente de radio nuclear y compacta, por lo que el autor propuso una conexión entre LINERs y AGN en aquel primer artículo.

Con frecuencia,  $[NII]\lambda 6583 / H\alpha$  es elevado ( $\gtrsim 0.6$ , en este cálculo sólo la componente angosta de la línea  $H\alpha$  se toma en cuenta) entre LINERs prototípicos. Puesto que

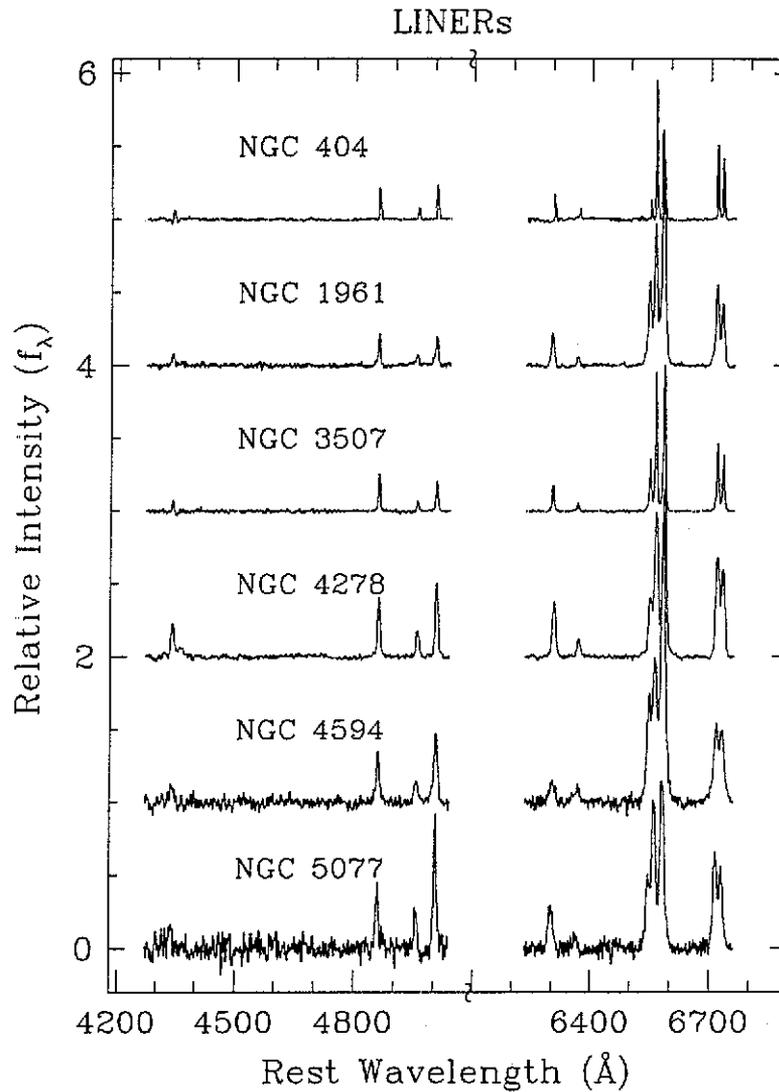


Figura 1.4: Espectros típicos de galaxias LINER

$[\text{NII}]\lambda 6583$  y  $H_\alpha$  yacen en una región muy accesible del espectro electromagnético, y son muy cercanas en longitud de onda, algunos autores han utilizado el cociente  $[\text{NII}]\lambda 6583 / H_\alpha$  para identificar LINERS. Otros han tomado en cuenta sólo el criterio  $[\text{OII}]\lambda 3727$

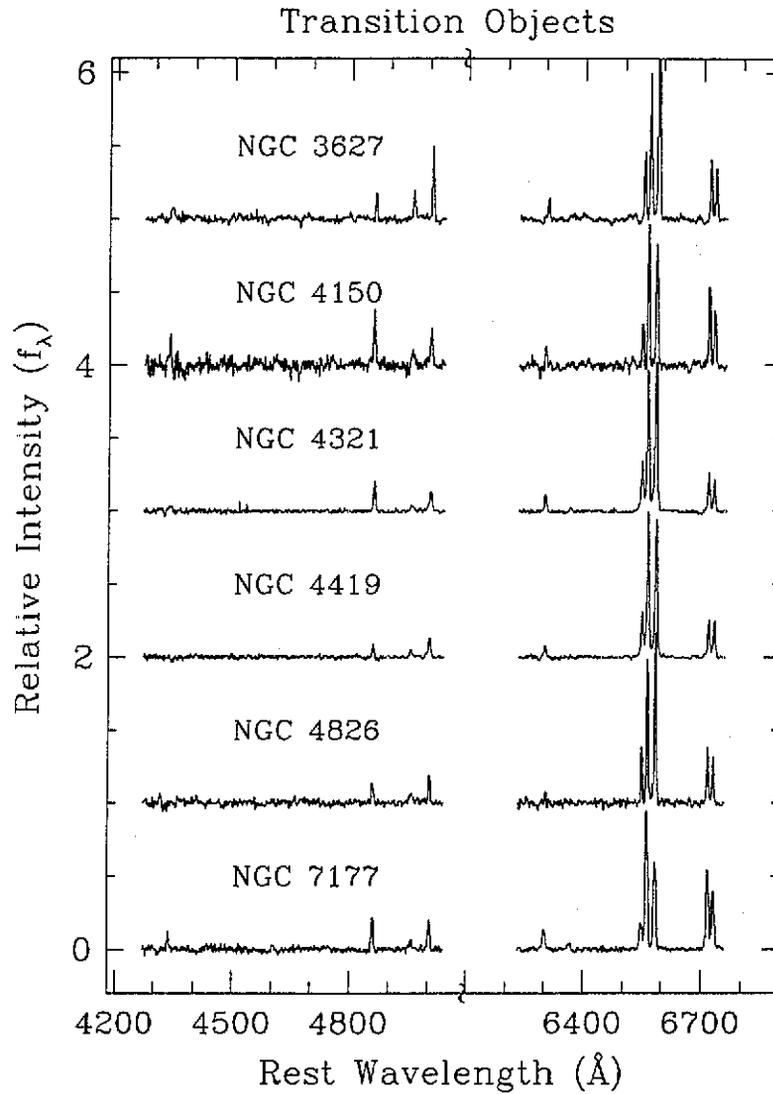


Figura 1.5: Espectros típicos de galaxias LINER de Transición

$\gtrsim [\text{OIII}]\lambda 5007$  para hacerlo. Estas dos definiciones difieren de la original planteada por Heckman, y han conducido a inconsistencias, porque algunos de los objetos que cumplen con las definiciones no son LINERs puros (los LINERs puros satisfacen la definición de

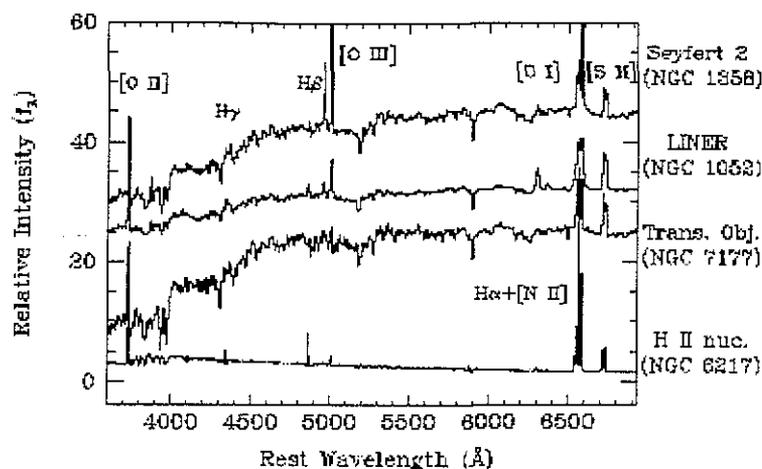


Figura 1.6: Comparación entre los espectros de galaxias  $H_{II}$ , LINER, LINER de Transición y Seyfert 2

Heckman). Por tanto, estas definiciones deben evitarse al elegir una muestra de LINERs genuinamente puros. Muchos objetos clasificados como LINERs debido a estas definiciones (principalmente  $[NII]\lambda 6583$ ,  $H_{\alpha} \gtrsim 0.6$ ) no satisfacen los criterios de Heckman. Estos objetos son conocidos en la literatura como LINERs de transición. La Fig. 1.5 muestra espectros típicos de LINERs de transición. En los tres diagramas de diagnóstico elaborados por Veilleux y Osterbrock (1987), los LINERs puros se encuentran marcadamente separados de los objetos de transición. La diferencia más sorprendente es la intensidad del cociente  $[OI]/H_{\alpha}$ , con un cociente  $\gtrsim 0.6$  para los LINERs puros. Tendencias similares también se observan en  $[SII]/H_{\alpha}$  y  $[NII]/H_{\alpha}$ . Los valores de los cocientes de las líneas de baja ionización de los objetos de transición yacen en un lugar intermedio entre las regiones  $H_{II}$  de baja metalicidad y los LINERs puros. La figura 1.6 muestra la comparación entre espectros de galaxias  $H_{II}$ , LINER, LINER de transición y Seyfert 2.

Después de veinte años de debate, no hay un consenso sobre la posibilidad de que todos los LINERs representen el extremo de baja luminosidad de los AGN. Si bien los AGN presentan evidencia de ionización mediante una fuente no térmica (es decir, un fuerte continuo dominado por una ley de potencias), la fuente de ionización para los LINERs todavía es objeto de debate. La posibilidad principal es ionización mediante un continuo no térmico mucho más débil que el de los núcleos Seyfert, cuya detección es difícil debido a su debilidad. Sin embargo, el espectro de baja ionización y la baja luminosidad de los LINERs no demanda -como para los AGN radio fuertes y luminosos- un mecanismo de ionización único.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

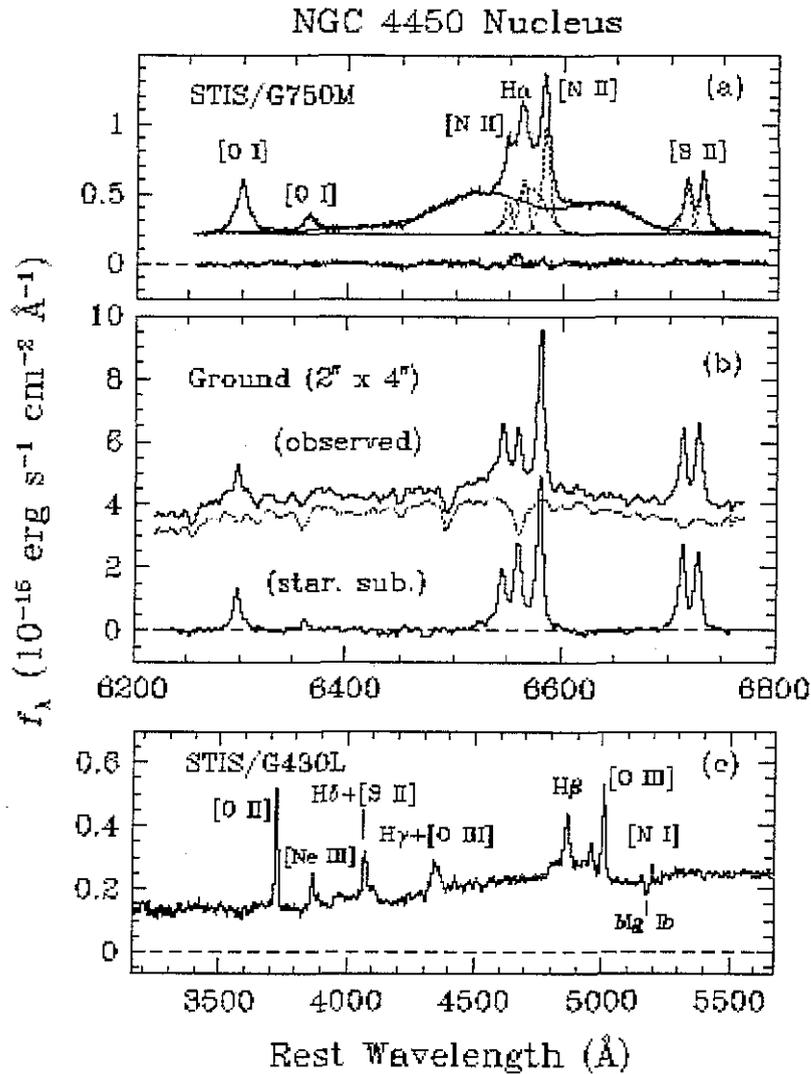


Figura 1.7: Espectro de un LINER con líneas anchas

Algunos LINERs han sido ciertamente explicados en el contexto de ionización por choque (Fosbury et al. 1978; Dultzin-Hacyan & Ruano 1996; Veilleux et al. 1999). Otros han sido entendidos como resultado de una fotoionización por fuentes térmicas (Filippenko y Terlevich 1992; Binette et al. 1994). Filippenko y Halpern (1984) descubrieron el primer LINER con líneas permitidas anchas. Desde entonces, varios objetos con líneas de Balmer anchas han sido observados (los llamados LINER 1 en analogía con las Seyferts). La Fig.

1.7 muestra un ejemplo de líneas anchas en un LINER. Estos LINERs pueden ser mejor explicados mediante modelos de fuentes de fotoionización de ley de potencias no térmicas, como los AGN (ver un análisis más profundo en el Cap. 6). Sin embargo, la diversidad de resultados sugiere que los LINERs no deben ser considerados una clase particular de objetos, sino un conjunto heterogéneo de ellos.

## 1.6 Galaxias IRAS Brillantes

Con las observaciones del satélite IRAS (del inglés Infra Red Astronomical Satellite) fue posible obtener un escaneo de todo el cielo en cuatro bandas infrarrojas ( $100\mu\text{m}$ ,  $60\mu\text{m}$ ,  $25\mu\text{m}$ ,  $12\mu\text{m}$ ). Con este estudio se descubrió que existían un conjunto de galaxias en el cielo, llamadas IRAS brillantes, cuya emisión en el infrarrojo era sustancialmente mayor que la del resto. Con este conjunto de objetos se elaboró el IRAS Bright Galaxy Survey (de ahora en adelante, el survey BIRG). El BIRG, elaborado por Soifer et. al. (1989) y por Sanders et al. (1995; extensión meridional), incluye todas las galaxias con un brillo mayor que  $5.4 \text{ Jy}$  a  $60\mu\text{m}$ . Por tanto, las galaxias IRAS brillantes son por definición los objetos extragalácticos más brillantes en el cielo a  $60\mu\text{m}$ . A partir de este survey, aprendimos un caudal de información astrofísica: (1) la emisión IR lejana (FIR, por sus siglas en inglés) domina la luminosidad total en una fracción significativa de galaxias; (2) a una luminosidad  $\log(L_{\text{ir}}/L_{\odot}) \gtrsim 11$  (las llamadas Galaxias Infrarrojas Luminosas, LIRGs por sus siglas en inglés), las galaxias seleccionadas en el IR se vuelven más numerosas que las galaxias Starburst y Seyfert -ópticamente elegidas- de luminosidad bolométrica comparable. A luminosidad  $\log(L_{\text{ir}}/L_{\odot}) \gtrsim 12$ , las llamadas Galaxias Infrarrojas Ultraluminosas (ULIRGs, por sus siglas en inglés) exceden a la densidad espacial de QSOs, por un factor de 1.5-2 (Sanders y Mirabel 1996; Sanders, Surace e Ishida 1999). Entre las galaxias BIRG contamos, además, con una gran cantidad de galaxias con luminosidad infrarroja en el rango  $10 \lesssim \log(L_{\text{ir}}/L_{\odot}) \lesssim 11$  (llamadas MIRGs por sus siglas en inglés). A partir de este survey, se demostró que muchas galaxias pasan por períodos con altas tasas de formación estelar.

La emisión infrarroja de una galaxia se puede dividir en térmica y no térmica. Entre los procesos de emisión no térmica tenemos la radiación Compton inversa y la emisión sincrotrónica. Los procesos de emisión térmica son el libre-ligado y el libre-libre (Bremsstrahlung) (Waters 1986). El mecanismo de emisión más importante en el infrarrojo es la emisión re-procesada del polvo interestelar, es decir la emisión de cuerpo negro del polvo calentado por una fuente externa. Otro mecanismo digno de tomarse en cuenta en el proceso de calentamiento son los choques. Sin embargo, el origen de la emisión en el infrarrojo lejano (FIR) es un tema que en la actualidad está sujeto a debate aún para las galaxias cuya luminosidad infrarroja no llega a los valores tan extraordinarios que se observan en la muestra



## BIRG

Una pregunta fundamental en el estudio de estos objetos es ¿qué es lo que calienta el polvo? Si el polvo es calentado por estrellas, entonces la re-emisión de luz estelar en el infrarrojo producida por el polvo es una medida con la cual se puede calcular la tasa de formación estelar (SFR). En la actualidad, se cree que la emisión infrarroja en galaxias “normales” tiene dos componentes, una producida por cirros frío (20-25 K) calentado por el campo de radiación interestelar, y otra por polvo caliente calentado por estrellas jóvenes (Kennicutt 1998). Para una revisión detallada de los mecanismos de emisión en el lejano infrarrojo ver Hernández-Toledo (1998) En el caso de las galaxias BIRG la componente cirros es despreciable, por lo que muchos autores afirman que se puede tomar la emisión infrarroja como proporcional a la SFR. Desgraciadamente las cosas no son tan simples, pues la presencia de un núcleo activo también puede producir calentamiento del polvo, particularmente en el caso de las galaxias ULIRGs. De ahí que exista hoy en día un debate sobre si estas galaxias ultraluminosas son los precursores de los cuasares (es decir cuasares muy oscurecidos; Sanders et al 1999) o galaxias Starburst extremas (Kennicutt 1998). Como se discutirá a lo largo de la tesis, estos dos procesos no son excluyentes sino complementarios.

## 1.7 Modelos de AGN

El principal problema que presenta el modelar AGN es encontrar una solución al problema de la generación de grandes cantidades de energía en un volumen extremadamente pequeño. Un núcleo con  $M_B = -23$  posee una luminosidad  $L \approx 10^{11} L_\odot$  integrada sobre las regiones espectrales del ultravioleta, óptico e infrarrojo, dentro del intervalo 0.1 a 100  $\mu\text{m}$  (Edelson y Malkan, 1986). Ahora, si se incluyen interpolaciones para el intervalo  $10^{10}$  a  $10^{25}$  Hz, la luminosidad integrada será  $L \approx 10^{13} L_\odot$  (Urry & Padovani, 1990). Toda esta energía es liberada dentro de una región cuyas dimensiones típicas son menores a los diez días luz. El hecho de que esta región sea tan pequeña, implica que el mecanismo que produce la emisión es extremadamente eficiente. Actualmente existen algunos modelos para AGN.

### 1.7.1 Modelos de Agujeros Negros

El modelo más aceptado en la actualidad para explicar la naturaleza de este fenómeno es la liberación de energía de origen gravitacional en un proceso de acreción de material hacia un agujero negro en el centro del núcleo galáctico (Zeldovich & Novikov, 1964 ; Salpeter, 1964 ; Shakura & Sunyaev, 1973 ; y Blandford & Rees, 1992).

El modelo estándar se define como un agujero negro central con masa entre  $10^6$  y  $10^9 M_{\odot}$  rodeado por un disco de acreción. El disco emite radiación térmica a la temperatura local de cuerpo negro (radiación que se identifica en el espectro como la joroba azul) mediante disipación viscosa, esta emisión contribuye fuertemente a la luminosidad bolométrica.

En el borde interno del disco se produce radiación no térmica principalmente por la conversión de masa (en reposo) en energía, antes de ser "engullido" el material en el agujero negro. La eficiencia de este proceso es del 10 al 40 %, es decir, que del 10 al 40 % de la masa en reposo de una partícula se transforma en energía antes de caer al agujero negro. La energía liberada es la energía de amarre de la partícula en la última órbita estable del borde interior del disco. Esta órbita tiene un radio igual a 3 veces el radio de Schwarzschild del agujero negro. También se produce radiación no térmica por la emisión de electrones ultrarelativistas, efecto Compton inverso, por aniquilación de pares (cascadas) y por procesos de radiación coherente de plasma, entre otros (e.g. Blandford y Rees, 1992). La radiación sincrotrónica infrarroja y los rayos X térmicos (emitidos por Bremsstrahlung) provienen de la corona activa que posee el disco.

Los parámetros fundamentales del modelo son la masa del agujero negro, la tasa de acreción de masa, el ángulo de visión, el tipo de galaxia subyacente, el momento angular del agujero y del combustible y el grado de oscurecimiento. El suministro de materia acretaada puede provenir de diversas fuentes. Dultzin-Hacyan & Hacyan (1984) consideran las siguientes fuentes principales:

- Gas intergaláctico, de otra galaxia o gas galáctico de regiones más externas de la galaxia, que es canalizado hacia el centro de la galaxia como resultado de la interacción con otras galaxias (Balick & Heckman, 1982; Dahari, 1983).
- Gas proveniente del núcleo galáctico (Gunn, 1979)
- Gas procedente de estrellas de la galaxia, que pierden masa por procesos convencionales, como pueden ser vientos (McCray, 1979)
- Gas que pertenece a estrellas del núcleo galáctico que son previamente destruidas por fuerzas de marea (Hills, 1975; Luminet, 1981).

Aunque en el modelo estándar se considera un disco delgado de acreción, en general, el modo de acreción depende del momento angular específico  $h$  (momento angular por unidad de masa) del material que cae al agujero. Si  $h > \sqrt{12}r_g c$ , donde  $r_g$  es el radio gravitacional del agujero, el flujo de acreción puede ser considerado esférico ó radial. Por otro lado si  $h < \sqrt{12}r_g c$  el material acretaado debe de reducir su momento angular mediante fuerzas viscosas antes de cruzar el horizonte de eventos, formándose así, un disco de acreción. La estructura del disco puede ser gruesa o delgada dependiendo del cociente de Eddington

(que está definido como el cociente entre la luminosidad del objeto y la luminosidad de Eddington, ver más adelante).

Los modelos de agujeros negros logran explicar la rápida variabilidad de la luminosidad, que tiene escalas de tiempo hasta de 1 min en Seyferts de baja luminosidad. También presentan una eficiencia en la transformación de masa en energía congruente con la luminosidad observada. Como se mencionó anteriormente, la conversión de masa en reposo en energía no térmica en un disco de acreción es muy eficiente, aproximadamente 10% en un agujero negro sin espín, alcanzando hasta el 40% en el caso de un agujero negro rotando.

El límite superior para la luminosidad no térmica de un AGN es  $10^{47} \text{ erg s}^{-1}$  (para un agujero negro central de  $\approx 10^9 M_{\odot}$ ), que corresponde a la conversión completa de  $1.7 M_{\odot}$  por año. Este límite es calculado a partir de la luminosidad de Eddington, definida como la luminosidad a la cual la presión de radiación es igual a la atracción gravitatoria. Si la luminosidad fuera mayor, la presión de radiación sería mayor, lo que terminaría por disolver el disco de acreción. La luminosidad de Eddington viene dada por

$$L_{EDD} \equiv \frac{4\pi GMm_p c}{\sigma_T} \approx 1.3 \times 10^{46} M_8 \text{ erg s}^{-1}, \quad (1.2)$$

donde  $M$  es la masa del agujero negro central,  $M_8$  es esta misma masa en unidades de  $10^8 M_{\odot}$ ,  $m_p$  es la masa del protón,  $G$  es la constante gravitatoria y  $\sigma_T$  es la sección recta de Thompson.

Algunos autores, entre ellos Marziani (1989), sostienen que sería imposible suponer que la energía proviene de estrellas o de objetos de apariencia estelar en los cuales se producen reacciones termonucleares. Suponiendo una eficiencia del 1%, que es la eficiencia del quemado nuclear, se tendría que quemar  $250 M_{\odot}$  por año, por lo que la hipótesis de que la radiación es producida por estrellas jóvenes calientes parece ser insostenible, ya que para producir la luminosidad que se observa en un AGN, sería necesaria la presencia de aproximadamente  $10^7$  estrellas de tipo espectral O en un volumen de  $10^{-6} \text{ pc}^3$ .

Sin embargo, incluso partidarios de los modelos de agujeros negros, consideran que algunas manifestaciones menos energéticas de actividad nuclear, como los LINERs, sí podrían ser de origen estelar, como se mencionó en la sección 1.5.

Se ha observado que el comportamiento en rayos X de muchos AGN es similar al de Cyg X-1 y otros candidatos galácticos a agujeros negros, lo cual ha servido de apoyo para este modelo.

Otro éxito importante del modelo de disco de acreción es que explica de manera natural cómo es que se producen los chorros relativistas colimados que se extienden hasta Mpc de distancia con velocidades relativistas. Un chorro de material se puede formar de la siguiente

manera: en la parte cercana al agujero negro, el disco se infla formando un toroide debido a la presión tanto de las partículas, como de la radiación, cada vez más calientes. En el plano ecuatorial del disco, la materia cae hacia el agujero negro, pero el material fuera de ese plano rebota hacia atrás y se comprime debido a la presión del material que cae, formándose zonas de choque o manchas calientes en el borde interno (esto puede formar un disco de acreción grueso). En un disco con ésta estructura, el borde interno del toroide sirve como cañón que colima y expulsa a las partículas aceleradas de las capas más superficiales, produciendo los chorros. En este proceso, el campo magnético juega un papel fundamental (Contopoulos, 1996). Los modelos de acreción esférica o radial, son menos aceptados ya que este tipo de simetría no permite explicar la emisión de los chorros

Los principales problemas que enfrenta este modelo son el de la formación del agujero negro primigenio y el de la gran cantidad de material acretado hacia el agujero negro (de 1 a  $100 M_{\odot}$  por año)

### 1.7.2 Modelos de Brotes Violentos de Formación Estelar

Existe otro modelo para explicar la fenomenología AGN, al cual varios autores le ha prestado mucha atención (e. g. Terlevich, Melnick & Moles, 1987). La idea básica data de los años sesentas (Shklovski, 1960) y su argumento principal radica en suponer que la actividad nuclear es producto de fuertes brotes de formación estelar en el núcleo galáctico. Con estos modelos ha sido posible reproducir características de los AGN menos luminosos, como las galaxias Seyfert y los LINERs

La idea surgió a partir de los diversos rasgos en común entre las galaxias con brotes estelares violentos y los núcleos Seyfert 2 y LINER. En todos estos objetos se observa un núcleo óptico brillante, fuerte emisión de líneas en el óptico y UV debidas a gas ionizado a  $10^4$  K, excesos del continuo en las regiones de rayos X, UV e IR y emisión no térmica en radio. Se ha mostrado que en el lejano infrarrojo las propiedades de las galaxias con brotes estelares y las Seyfert 2 son muy similares (Dahari & De Robertis, 1988; Dultzin-Hacyan, Moles & Masegosa, 1988;1990; Mouri & Taniguchi, 1992) aunque los cocientes de líneas de emisión de las Seyfert 2 requieren de un continuo de ley de potencias o al menos de un continuo duro (Koski, 1978). Lawrence y Elvis (1982) propusieron la existencia de una alta tasa de formación de sistemas binarios de rayos X que proveían radiación dura, más estrellas OB responsables de ionizar la NLR, en ambos tipos de galaxias Seyfert.

La mayor parte de los núcleos activos pueden clasificarse como no estelares (Seyfert, LINERs) o como estelares (regiones HII y Starburst), en base a su espectro de líneas de emisión, sin embargo, existen numerosos objetos que pueden clasificarse como objetos compuestos (por ejemplo NGC 1068 que es una galaxia Seyfert con brote estelar), lo cual

sugiere una conexión entre las galaxias con brotes estelares y los AGN (e.g. Wilson et al., 1986). Hoy en día se cree que la mitad de las galaxias Seyfert contienen un núcleo compuesto (Cid-Fernández et al. 2001).

En este modelo, los fotones muy energéticos emitidos por estrellas extremadamente luminosas y calientes, a las que se les llaman warmers (Terlevich & Melnick, 1985) producen la ionización. Las estrellas warmers, que no han sido aún observadas pero cuya existencia se predice en este esquema, son núcleos desnudos de estrellas Wolf-Rayet con masas  $\gtrsim 60 M_{\odot}$  y temperaturas del orden de  $2 \times 10^5$  K. Con un número suficiente de éstas en el núcleo se puede reproducir cualquier tipo de ley de potencias, continua o quebrada, y espectros de fotoionización. Se ha intentado explicar (Terlevich, Melnick y Moles, 1987), con base en supernovas producidas por warmers muy masivos que evolucionan rápidamente en medios muy densos (Franco 1994), las propiedades de la emisión en rayos X y en radio, así como el ensanchamiento de las líneas de emisión. Algunas de estas propiedades han sido explicadas exitosamente por el modelo, sin embargo, fracasa al explicar las distintas escalas de variabilidad en el óptico y en rayos X, en modelar el espectro de rayos X duros y la emisión en rayos  $\gamma$  y al explicar la existencia de los chorros de material y la polarización del continuo óptico de las Seyfert 2. Aunque por estas razones la mayoría de los autores simpatizan con el modelo de agujeros negros, no se descarta la posibilidad de que la presencia de brotes estelares contribuya de manera importante a la luminosidad, principalmente en AGN de menor luminosidad, sin ser la fuente principal de energía. Recientemente, se ha apoyado de manera especial la idea de que ambos fenómenos están presentes en la manifestación de la actividad nuclear. En AGN muy luminosos domina la radiación proveniente del disco de acreción, y en los menos luminosos domina la radiación producida por los brotes de formación estelar (Dultzin-Hacyan & Ruano 1996; Cid Fernandez et al. 2001). En la sección 1.9 se hablará más ampliamente a este respecto.

## 1.8 Esquemas de Unificación

Debido a que la taxonomía para los AGN es confusa y pocas veces depende de los procesos físicos involucrados, surge la pregunta. ¿Que tan diferentes entre sí son en realidad estos objetos? ¿Un mismo objeto visto desde distinta perspectiva podría clasificarse en tipos diferentes? ¿La variabilidad podría causar que un objeto fuese clasificado en dos tipos distintos en tiempos diferentes? Puede ser que los distintos fenómenos que se observan sean tan solo diversas manifestaciones de un mismo proceso físico que se diferencian entre si por su luminosidad, distancia a la que son observados, orientación o entorno. La variabilidad en escalas de años ha cambiado la clasificación de algunos objetos. Por ejemplo, Fairall 9 se clasificó como Seyfert 1 cuando fué descubierto y cinco años más tarde se clasificó como Seyfert 2. El BL Lac PKS 0521-36 se convirtió en objeto tipo Seyfert 1 en menos de seis

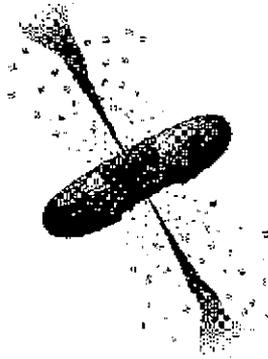


Figura 1.8: Esquema de la estructura de un AGN. Las distintas orientaciones del observador pueden dar lugar a los distintos tipos observados.

años de haber sido primeramente clasificado. Por esta razón se ha planteado que puede existir una relación evolutiva entre objetos. Por ejemplo, un núcleo óptico de un cuasar radio fuerte puede debilitarse antes de que disminuya la emisión en radio, convirtiéndose en una radio galaxia. Una galaxia luminosa IRAS podría transformarse en un cuasar tras la expulsión del polvo por la presión de radiación. Estos esquemas son atractivos aunque aun permanecen como meras especulaciones.

Además de los escenarios evolutivos, se han planteado varios modelos de unificación en los que la orientación del observador respecto al objeto tiene una fuerte influencia en como se clasifica la fuente. Se consideran tres formas diferentes en las que se da esta influencia (Ver Figura 1.8):

- El movimiento de la materia en dirección al observador, aun siendo medianamente relativista, puede amplificar el flujo luminoso observado varios órdenes de magnitud, debido al efecto Doppler relativista. Esto provoca que una fuente poco potente se observe extremadamente luminosa si se observa cerca del ángulo sólido iluminado por un chorro de plasma (ecuaciones detalladas en Benítez 1997).
- La orientación del observador respecto al toro de gas que se puede formar alrededor del disco de acreción produce una importante influencia en la clasificación, ya que el polvo en el toro produce absorción u oscurecimiento de la luz proveniente de las zonas internas a éste si se observa perpendicularmente a su eje de simetría.
- El ultimo efecto debido a la orientación, que es menos fuerte, está asociado a la geometría del disco. Un disco visto a baja latitud respecto al plano equatorial, aparecerá reducido y debilitado comparado a lo que se observaría si se viera de frente a su polo.

Como un ejemplo del primer punto está el modelo que considera un AGN eyectando chorros de plasma. Si se observa a éste de frente al chorro se observará un flujo luminoso muy intenso y variable, Blandford & Rees (1978) sugieren que se observará entonces un objeto BL Lac. Este cuadro es consistente cuantitativamente con lo que se conoce sobre la luminosidad de la emisión difusa de radio alrededor de los BL Lac y con las magnitudes absolutas de las galaxias asociadas a éstos, así como con la ausencia de líneas de emisión (Woltjer, 1989). Si el ángulo de visión cambia 90 grados sobre el plano ecuatorial del AGN se observará entonces una radio galaxia

Existen varios escenarios de unificación que se basan en el segundo punto arriba mencionado, que discute la influencia de la orientación. Uno de ellos pretende explicar las diferencias entre AGN de tipo 1 y AGN de tipo 2, el cual se detallará en el siguiente apartado. Otro es el de Barthel (1989), cuyo planteamiento es que los cuasares y las radio galaxias son un mismo objeto. Con la misma idea, Krolik & Begelman en 1986, sugieren que es el mismo proceso físico el que produce a las radio galaxias, los radio cuasares (Barthel, 1989), los objetos BL Lac y los cuasares cuyo espectro en la región del óptico es violentamente variable.

Estos escenarios son muy interesantes pero desafortunadamente no logran explicar todas las diferencias que se observan entre los objetos clasificados como AGN. A pesar de que logran explicar muchos de los aspectos generales de la actividad nuclear, fallan en explicar varias de las correlaciones y tendencias observadas, como por ejemplo, la proporción de galaxias Seyfert 2 a 1, la proporción de radio galaxias de líneas anchas a angostas, el porcentaje de cuasares radio callados (90%) a radio fuertes (10%), entre otras.

### 1.8.1 Teoría Unificadora para Galaxias Seyfert

El espectro de las galaxias Seyfert 1 indica que en sus núcleos existe una BLR y una NLR, mientras que para las galaxias Seyfert 2 existen dos posibilidades: que exista únicamente una NLR o que existan ambas y que la BLR se encuentre oscurecida por un toro de polvo que se forma alrededor del disco de acreción. Se han observado algunos casos de Seyfert 2 en los que, utilizando técnicas como es la espectro-polarimetría, se observan núcleos tipo 1 escondidos. Antonucci & Miller, en 1985, descubrieron líneas anchas de Balmer y FeII en NGC 1068, galaxia prototipo de Seyfert 2, al observar el flujo de luz polarizada. Estas líneas no se observaban en el flujo no polarizado. La alta polarización indica dispersión, lo que sugiere que los electrones del gas del toro que se forma alrededor del agujero negro dispersan la luz que viene de la BLR. Antonucci (1993) comparó los vectores de polarización de varios núcleos Seyfert con los ángulos posicionales de la estructura nuclear en radiofrecuencias, y encontró que la polarización tiende a ser paralela a dicha estructura en los núcleos tipo 1 y perpendicular en los núcleos tipo 2. Esto indicaría que las Seyfert 2 sí poseen una



BLR escondida que sólo puede observarse en luz polarizada y que el fenómeno Seyfert es uno solo. Debido a esto, se ha planteado que la diferencia entre galaxias Seyfert 1 y 2 se debe únicamente a un efecto de orientación. Si se observa al núcleo activo en la dirección paralela al eje del toro de polvo se verá una Seyfert 1, mientras que si se observa al núcleo en la dirección perpendicular se verá una Seyfert 2 (Antonucci & Miller, 1985; Antonucci, 1993). La secuencia de orientaciones entre el observador y el objeto intermedias darían lugar a los tipos Seyfert intermedios.

Es importante mencionar que aunque este esquema es sencillo y muy atractivo, no explica exitosamente todas las diferencias entre Seyfert 1 y 2. Si todas las galaxias Seyfert fueran manifestación de un mismo tipo de objeto, se esperaría observar muchas más Seyfert 2 altamente polarizadas (Miller & Goodrich 1990). No todos los núcleos tipo 2 altamente polarizados muestran un núcleo tipo 1 al observar el flujo polarizado, lo cual presenta un problema para el modelo. Si la única diferencia entre los tipos de Seyfert se debiera al efecto de orientación todas las propiedades correspondientes a estos tipos que no dependen de la orientación, deberían ser estadísticamente idénticas y las diferencias deberían de poder ser explicadas con base en la absorción del toro. Las galaxias huésped deberían tener la misma función de luminosidad y las líneas de emisión que provienen de regiones externas al toro deberían presentar intensidades similares. Como se mencionó anteriormente, las galaxias Seyfert 1 son fuentes de rayos X duros mientras que las Seyfert 2 no. Entonces, para que el modelo funcione de manera exitosa, el toro debería ser capaz de bloquear también rayos X. Para resolver este problema se ha argumentado que una densidad columnar  $\gtrsim 10^{24} \text{ cm}^{-2}$  (un valor francamente muy alto) puede oscurecer la región de líneas anchas aún en esta región espectral.

Aunque este esquema se planteó inicialmente para las galaxias Seyfert, actualmente se ha extrapolado para hacerlo un esquema general entre AGN de tipo 1 y 2.

## 1.9 Formación Estelar y Actividad Nuclear

### 1.9.1 Formación Estelar

En galaxias espirales "normales", el proceso de formación estelar se manifiesta de manera lenta y regulada. Se estima que menos del 10% de la materia interestelar de una galaxia se condensa en estrellas en el tiempo típico en el que se forma y evoluciona una nube molecular gigante ( $\approx 10^8$  años), por lo que se considera que este proceso es muy lento e ineficaz.

La formación de estrellas requiere necesariamente la existencia de nubes moleculares conformadas por efectos gravitacionales. Los procesos más importantes que pueden pro-

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

ducir la formación de estas nubes gigantes son los siguientes:

- Inestabilidades gravitacionales en el disco de una galaxia espiral, que afectan directamente al gas, produciendo que nubes pequeñas y gas disperso formen nubes mayores. Este tipo de inestabilidades son a las que se les atribuye la estructura espiral de estas galaxias.
- La existencia de ondas de densidad, ya que la materia interestelar entrando a una onda de este tipo experimenta una compresión sistemática, lo que produce el crecimiento rápido de las nubes
- La acumulación de materia producida por la acreción que provoca la rotación diferencial de las galaxias.
- Condensación de nubes por colisiones aleatorias, al chocar nubes pequeñas.

En una primera aproximación, la tasa de formación estelar (SFR) depende solamente de la tasa de formación de nubes moleculares. En diversos estudios realizados se ha encontrado que existe una fuerte correlación entre la SFR por unidad de área y la densidad superficial de gas en el disco galáctico (conocida como la ley de Schmidt o Schmidt law). Al parecer, la tendencia apunta hacia una ley del cuadrado, es decir:

$$\frac{SFR}{area} \propto \mu_g^2 \quad (1.3)$$

donde  $\mu_g$  es la densidad superficial de gas. Las observaciones muestran que  $\mu_g$  en galaxias irregulares y espirales tiende a ser constante.

### 1.9.2 Dependencia de la Tasa de Formación Estelar con el Tipo Morfológico de las Galaxias

Devereux, Becklin & Scoville (1987) presentaron evidencia de que la emisión infrarroja, como la que es producida por los brotes de formación estelar en galaxias espirales, es un proceso dominado por el disco, en especial para las galaxias de tipo tardío; sin embargo, la dependencia que existe entre tipos de galaxias espirales y emisión infrarroja se desconoce. Se conocen muy pocas galaxias elípticas con formación estelar reciente

Se tiene evidencia de que las propiedades en el infrarrojo de las galaxias se ven afectadas por la presencia de barras. Hawarden et al. (1986) encontraron que el 30 % de sus galaxias luminosas con barra mostraban un exceso en el flujo de energía a 25  $\mu\text{m}$ , y que este exceso

podía atribuirse a regiones circumnucleares de formación estelar. Devereux (1986) encontró que el efecto de las barras en estos procesos tiene mayor importancia en galaxias tardías.

Para una revisión profunda de este tema ver Kennicutt (1998).

### 1.9.3 Galaxias con Brotes Violentos de Formación Estelar (“STARBURSTS”)

Las primeras manchas brillantes (“hotspots”) en el centro de galaxias fueron descubiertos por Morgan (1958) y catalogados por Sersic & Pastoriza (1967). El nombre de “Starburst” fue introducido por Weedman (1981). Las galaxias Starburst se definen como objetos para los cuales el tiempo de vaciado de gas en estrellas es menor al tiempo de Hubble, por lo tanto son galaxias con una tasa de formación estelar muy elevada, comparada con la de galaxias normales. La Fig. 19 presenta espectros típicos de este tipo de galaxias. Los Starburst presentan alto brillo superficial, alta metalicidad, cúmulos estelares muy brillantes y regiones de hidrógeno ionizado (regiones HII). Se manifiestan muy frecuentemente en estructuras con forma de anillo, que se encuentran a distancias típicas de unos cientos, a unos miles de parsecs del núcleo de la galaxia huésped.

Los brotes estelares violentos se encuentran en regiones de extremadamente alta densidad superficial de gas, según lo indican brotes estelares situados en galaxias compactas enanas y recientemente en M82.

A pesar de que se han encontrado algunos casos en los cuales la galaxia huésped no muestra la presencia de una barra, la gran mayoría de los Starburst han sido encontrados en galaxias barradas. Para tratar de explicar la formación de estas regiones se han realizado una gran cantidad de estudios teóricos y simulaciones que muestran, de manera convincente, que éstas son el resultado de gas canalizado hasta un anillo que se encuentra cerca de la resonancia interna de Lindblad (Combes & Gerin 1985). Para las galaxias que no muestran barra, la idea que ha surgido es que el anillo se produce cuando una compañera atraviesa a la galaxia huésped y forma una barra estelar temporal (Dressel & Gallagher 1993). Cualquiera que sea el caso, al parecer hay una condición necesaria para la formación de los brotes estelares: la presencia de una perturbación no axisimétrica del potencial que sea capaz de acarrear el material al centro galáctico.

### 1.9.4 Relación entre Formación Estelar e Interacciones

Desde finales de los años cincuenta y principios de los sesenta se tenía la sospecha de que las interacciones entre galaxias estaban conectadas de alguna manera con los procesos de alta formación estelar. Arp (1966) y Sersic & Pastoriza (1967) realizaron catálogos de galaxias



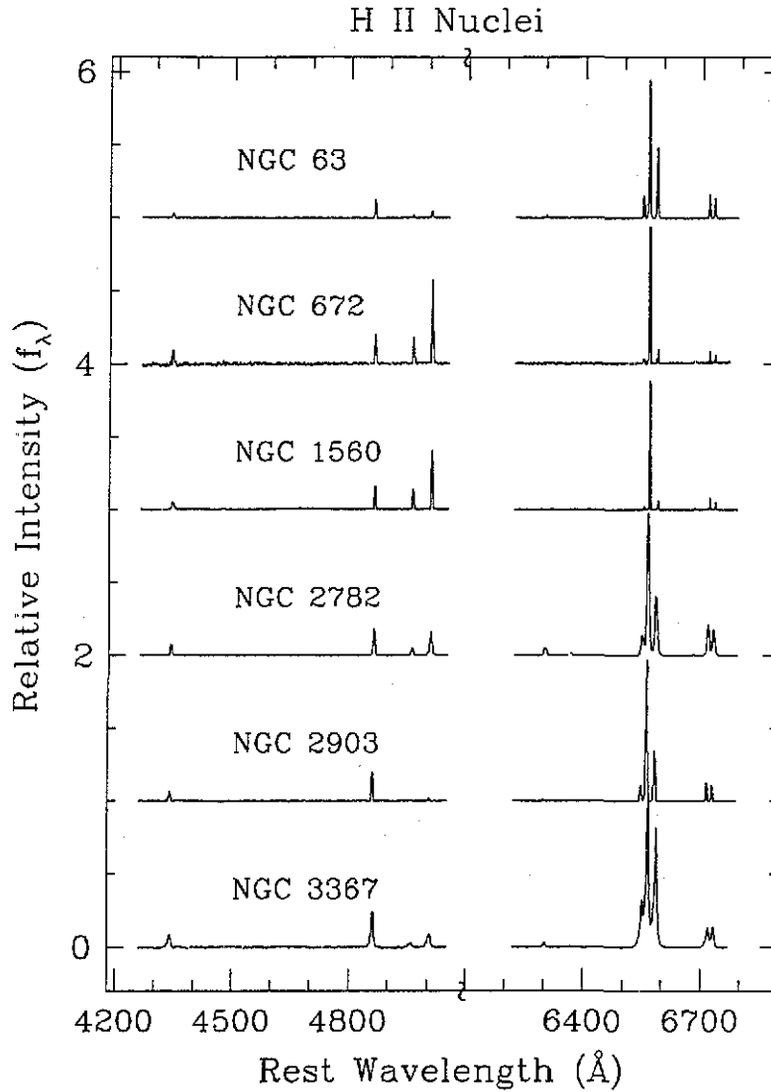


Figura 1.9: Espectros típicos de galaxias HII

con manchas brillantes y encontraron que todos los centros de estos objetos presentaban un espectro con un alta emisión en el azul. Sulentic (1976) descubrió que las galaxias interactuantes presentaban un exceso en la emisión en radio. Sin embargo, no fue sino

hasta 1978 cuando Larson & Tinsley propusieron por primera vez que los efectos de marea producidos por galaxias en interacción podían desencadenar brotes de formación estelar. En los últimos diez años se ha acumulado evidencia observacional que muestra una relación entre interacciones de galaxias y tasas de formación estelar (SFR), sin embargo, el avance para un mejor entendimiento de los procesos físicos que toman parte, así como una mejor relación para los distintos tipos de interacciones con los distintos tipos de galaxias, ha sido lento. En el Capítulo 5 se discutirá este tema a profundidad.

De los modelos recientes, se ha aprendido que el papel que juega el gas en sistemas que se encuentran interactuando es de suma importancia debido a tres razones primordiales: es disipativo, responde de manera irreversible a perturbaciones dinámicas y es una componente importante para alimentar brotes estelares y agujeros negros en núcleos activos de galaxias.

### 1.9.5 Relación entre Formación Estelar y Actividad Nuclear

La frontera que existe entre el “concepto ortodoxo” de actividad nuclear y el fenómeno de brotes estelares violentos parecería estar muy bien definida: mientras que en el primero se cree que toda la energía es el resultado de procesos en un disco de acreción alrededor de un hoyo negro supermasivo, el segundo, se genera por la presencia y evolución de estrellas muy masivas. Sin embargo, las dos manifestaciones anteriores son capaces de producir rayos X térmicos, radiación ionizante, emisión infrarroja, emisión no térmica en radio y otras características inherentes a ambos fenómenos. Dado lo anterior, es razonable preguntarse si estas dos manifestaciones son la misma, y de no ser así, como podemos discriminar entre los efectos que son producidos por estrellas supermasivas y los que ven su origen alrededor de un agujero negro.

A pesar de que se han desarrollado modelos para explicar la actividad nuclear a través de fenómenos producidos exclusivamente por estrellas supermasivas (entre ellos Terlevich et al. 1992), la mayoría de los astrónomos no creen que todas las manifestaciones de la actividad nuclear puedan ser explicadas prescindiendo del agujero negro. Como ejemplos, están la emisión de rayos gama, la presencia de jets y la variabilidad rápida en distintas bandas.

Aun si la actividad nuclear no es un resultado directo de brotes estelares, éstos pueden contribuir de manera importante a aquélla. De hecho, la actividad nuclear puede ser el resultado de ambos procesos con distinta importancia en los distintos tipos de AGN, o bien, uno puede desencadenar al otro: por un lado, existe evidencia de que las regiones de alta formación estelar pueden acarrear material al disco de acreción, lo que sirve para alimentar al agujero negro supermasivo como lo sugirieron Weedman (1981) y Norman

& Scoville (1988), por el otro, la energía liberada o el material eyectado (principalmente a través de los jets) puede contribuir para la formación de brotes estelares en la galaxia huésped (Rees1989; Daly 1990).

Dado que toda la evidencia apunta a la coexistencia de ambos procesos, para tratar de resolver los cuestionamientos antes mencionados, resulta interesante estudiar la existencia de anillos de formación estelar alrededor de núcleos activos (Dultzin-Hacyan 1995). La detección directa de anillos circumnucleares de formación estelar alrededor de AGN resulta complicada, debido a un problema de contraste y resolución espacial; sin embargo, ha sido posible detectar estos anillos en LINERs y galaxias Seyfert. Actualmente se cree que la mitad de los LINERs de tipo 2 (los llamados LINER de transición) y la mitad de las galaxias Seyfert 2 son objetos "compuestos" cuya emisión está producida tanto por acreción de material como por brotes estelares (Cid-Fernández et al. 2001 y referencias ahí citadas). Para el caso de las galaxias Seyfert 1, los altos índices de formación estelar también han sido encontrados pero en una fracción menor de objetos.

Heckman et al. (1989) encontraron que las galaxias Seyfert de tipo 2 sistemáticamente muestran ser fuentes más fuertes en la emisión de líneas de CO y en el infrarrojo lejano, que las galaxias de tipo 1 y que las galaxias normales. Arsenault (1989) encontró que los brotes estelares y las galaxias Seyfert 2 muestran barras y anillos más frecuentemente que las galaxias Seyfert 1. Dultzin-Hacyan et al. (1988) y Dultzin-Hacyan & Benitez (1994) mostraron que, mientras que para las Seyfert 1 la emisión en el lejano infrarrojo está dominada por radiación sincrotrónica, o reemisión de esta radiación debido al polvo, para las Seyfert 2 la emisión en esta región es dominada por reemisión por polvo de luz estelar, como en los brotes estelares.

Dultzin-Hacyan & Ruano (1996) estudiaron las propiedades en distintas longitudes de onda de las galaxias Seyfert y llegaron a la conclusión de que, mientras la intensidad del motor nuclear gravitacional decrece de las Seyfert 1 a las Seyfert 2, la contribución relativa de brotes estelares circumnucleares aumenta en la dirección contraria, secuencia válida también para los LINERs. Todas las evidencias anteriores muestran diferencias intrínsecas entre galaxias Seyfert de tipo 1 y 2, y por lo tanto apuntan en dirección contraria al modelo unificado. Además indican que los procesos que ocurren en ambos tipos son distintos y que probablemente esto tenga que ver con qué componente domina el proceso: el núcleo activo o la formación estelar. Actualmente se cree que existe un estrecho vínculo entre formación estelar y actividad nuclear y que muy probablemente uno no puede existir sin el otro. Cid-Fernández et al. (2001) ha sugerido que una posible relación entre la masa del Starburst y la masa del agujero negro central debe ser explorada, así como una relación entre la SFR y la tasa de acreción de masa.

## 1.10 Actividad Nuclear Inducida por Interacciones entre Galaxias

Uno de los temas más interesantes en el estudio de los núcleos activos es la cuestión del suministro de materia que alimenta al agujero negro. Un agujero negro en un AGN puede consumir entre 1 y  $100 M_{\odot}$  por año. Suponiendo que existe el abastecimiento de dicha cantidad de materia, la masa del agujero aumenta exponencialmente en una escala de tiempo de  $\approx 10^8$  años. La cantidad de masa requerida para alimentar al agujero negro es pequeña comparada con la masa de gas presente en el medio interestelar aun de nuestra galaxia. Así que el problema se reduce básicamente a explicar cómo es que llega la materia al agujero.

Se requiere de un mecanismo mediante el cual el gas de la galaxia llegue a un radio de tal vez 100 veces el radio de Schwarzschild del agujero, es decir, aproximadamente 0.001 parsecs. Para la escala de la galaxia esta región es prácticamente cero y para que llegue el gas a esta región éste debe perder casi todo su momento angular. Un posible mecanismo para que esto ocurra son las interacciones galácticas.

La idea de que los choques o la interacción de galaxias pueden inducir actividad nuclear se planteó desde 1954 por Baade & Minkowski, y más tarde por Toomre & Toomre en 1972, Gunn en 1979 y Larson y Tinsley en 1978. Keel et al. (1985) proponen que cuando se presenta una interacción galáctica o una galaxia tiene compañeras brillantes, puede dispararse tanto actividad nuclear como brotes de formación estelar en el núcleo. A continuación se discutirán los distintos tipos de interacción.

### 1.10.1 Tipos de Interacción

Dultzin-Hacyan (1997) propuso una clasificación de las interacciones en tres tipos principalmente, con base en el grado de proximidad entre las galaxias y la perturbación que se produce en el encuentro.

- **Interacciones Débiles.** Los pares físicos de galaxias son ejemplos típicos de este tipo de interacción. El resultado de la interacción depende fuertemente de la morfología de las galaxias que participan en el encuentro, principalmente por la cantidad de gas. Existen ejemplos recientes de actividad nuclear inducida por fuerzas de marea en dichos sistemas (e.g., Menon 1995; Longo, Grimaldi & Richter 1995; Zheng-Long et al. 1995; Hernández-Toledo 2000).
- **Interacciones Fuertes.** Galaxias que se acercan dramáticamente o que se atraviesan y siguen su camino. El fenómeno se produce cuando hay una intrusión. La interacción



produce distorsiones dramáticas en la morfología de las galaxias, y puede producir ondas de densidad que se propagan en el disco galáctico produciendo la formación de anillos galácticos si las galaxias se atraviesan. Mazzei et al. (1995) y Higdon et al. (1995) describen la evolución de galaxias con anillos. Un ejemplo típico es Kar 29 (Marziani et al. 1994) y el caso de NGC 1741 (galaxia llamada "Cartwheel" o "rueda de carreta").

- Fusión galáctica. Colisiones en las que las dos galaxias terminan formando una sola (en inglés "mergers"). Es el fenómeno más drástico de interacción galáctica y da como resultado una galaxia altamente perturbada. Como evidencia morfológica de este tipo de encuentro están las galaxias con núcleos dobles, entre las que se encuentra un número inusualmente alto de núcleos Seyfert de la muestra de Markarian.

Cualquier interacción introduce una perturbación no axisimétrica. Esta perturbación provoca que no se conserve el momento angular de las órbitas individuales y esto permite que el gas interestelar (altamente disipativo) caiga a distancias del orden de 1 kpc del centro nuclear (Norman y Silk, 1983). El problema para los modelos de AGN radica en explicar cómo llega el gas que se encuentra a  $\approx 1$  kpc hasta el disco de acreción.

### 1.10.2 El Modelo de Hernquist

Hernquist (1989) mostró que el gas distribuido en una galaxia responde intensamente al campo de fuerzas de marea producido por una compañera mucho menos masiva durante un choque. En algunos casos, la inestabilidad dinámica produce que gran cantidad del material sea arrastrado al centro de la galaxia aun en el caso de que la compañera no tenga gas. Entonces, según Hernquist, se producirán en el núcleo brotes de formación estelar a 100 pc del centro.

Más tarde, este autor simuló la dinámica del gas durante un choque entre dos galaxias con halo y disco igualmente masivas mostrando como las violentas fuerzas de marea producidas disparan la formación de barras centrales en las galaxias. Al formarse dichas barras, el gas que se encuentra en la mitad interna del disco de la galaxia, pierde la mayoría de su momento angular debido a las torcas gravitacionales y a la fricción, y cae hacia una nube compacta a distancias de kpcs del centro de la galaxia, lo cual puede producir un violento brote de formación estelar. La cantidad de gas que es arrastrada a esta zona depende del tamaño relativo del bulbo central, es decir, de la morfología (Mihos & Hearnquist 1994). Si en este punto el gas se vuelve autogravitante, la inestabilidad producirá que el gas siga perdiendo momento angular lo que lo llevará a colapsarse hacia escalas de 1 pc del centro. Si existe el agujero negro, la viscosidad comenzará a ejercer la fuerza necesaria para atraer



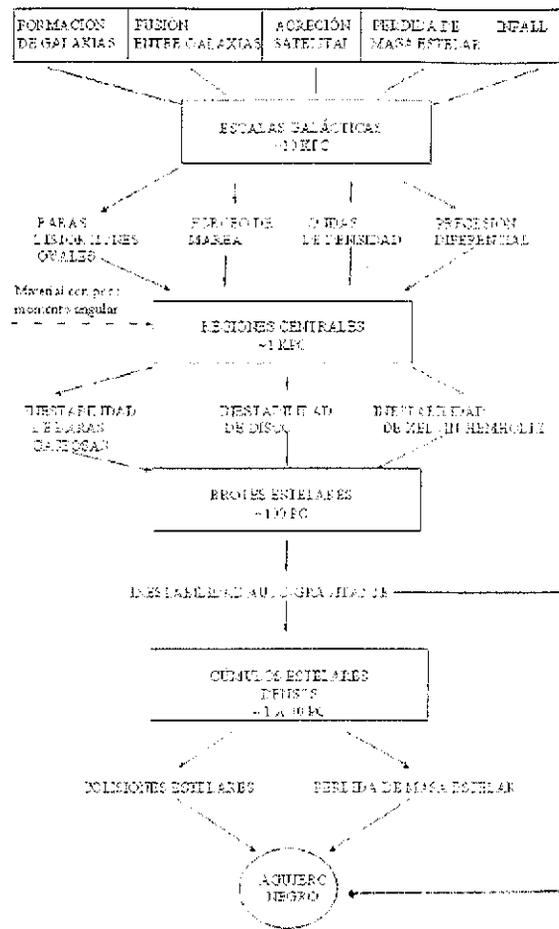


Figura 1.10: Esquema jerárquico sobre el origen y aprovisionamiento de combustible en la actividad en el núcleo galáctico. El gas con alto momento angular a escalas galácticas es depositado a 1 kpc del núcleo mediante procesos intermedios. En esa región se asienta el gas con poco momento angular. Cuando se haya acumulado suficiente gas en esta región, diversas inestabilidades llevan al gas a 100 pc del núcleo, desencadenando brotes de formación estelar. El gas continúa su colapso hasta formar o alimentar al agujero negro (Hernquist 1989). Los mecanismos mediante los cuales el gas llega a regiones menores a algunos kpc son aun poco entendidos (ver sin embargo: Noguchi 1988)

el gas al agujero. Si no está presente, posiblemente se formará un cúmulo denso de estrellas que más tarde se colapsará y formará una agujero negro (Barnes & Hernquist, 1991).

Hernquist (1989) propone una serie de procesos mediante los cuales se lleva gas al agujero, a través de caminos alternativos, desde la escala de la galaxia, hasta la escala del disco de acreción. Este esquema se muestra en la Fig. 1.10.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

### 1.10.3 Simulaciones

Las interacciones galácticas son difíciles de modelar, sin embargo la simulación computacional tiene mucho que aportar en este sentido. La primera simulación gravitacional la realizó Holmberg (1941) con una computadora analógica. Más tarde, Alladin (1965) trabajó en uno de los primeros modelos teóricos para la descripción de las interacciones.

La mayoría de las simulaciones se basan en soluciones al problema de n-cuerpos en las que únicamente las interacciones gravitacionales se toman en cuenta. Por ejemplo, en 1987 Byrd et al. llevó a cabo simulaciones bastante detalladas de n-cuerpos que reproducen de manera semicuantitativa la relación entre las perturbaciones producidas por fuerzas de marea descritas por la ecuación

$$P = \frac{M_P}{M_T} \left(\frac{p}{a}\right)^3,$$

donde  $M_P$  es la masa de la galaxia perturbadora,  $M_T$  la masa del disco y el halo de la galaxia perturbada,  $p$  la distancia perigaláctica del perturbador y  $a$  el radio del disco de la galaxia.

En la actualidad se han realizado simulaciones numéricas en 3 dimensiones bastante sofisticadas que consideran también la dinámica del gas. En las simulaciones más recientes de Hernquist (1989) se trata a las estrellas y al gas de manera separada usando las ecuaciones de n-cuerpos para las estrellas e hidrodinámica para el gas. Entre otras simulaciones relevantes al respecto, están las hechas por Noguchi (1988) y Shlosman et al. (1990).

La separación del par de galaxias y su diferencia de velocidades son parámetros fundamentales que pueden relacionar el nivel de actividad nuclear con el grado de interacción del sistema. Las fuerzas de marea producidas durante una interacción son más fuertes en encuentros cercanos y lentos. También se ha sugerido que las galaxias con fuertes brotes de formación estelar pertenecen a pares en interacción. En general el panorama resulta ser más complicado, ya que también intervienen factores como las velocidades orbitales, la orientación de los ejes y los estados evolutivos de las galaxias.

## 1.11 Nuestro Trabajo

Como se discutió en la sección anterior, el principal problema que enfrentan los modelos que tratan de explicar la actividad nuclear (tanto los modelos de agujero negro, como los de brotes estelares) es el reabastecimiento constante de combustible del núcleo. Los

trabajos teóricos muestran que las interacciones galácticas son un mecanismo factible para resolver dicho problema, pues pueden acarrear grandes cantidades de gas a las regiones internas de una galaxia. De hecho, hasta el momento se considera a las interacciones como el mecanismo más importante para llevar el gas de la galaxia hasta escalas de kpc del núcleo. Además, se han encontrado algunos ejemplos en donde se observa actividad inducida por una interacción. Por lo tanto, aunque muchos aspectos quedan aun por resolverse, la evidencia indica que las interacciones galácticas influyen al menos en ciertas etapas del fenómeno de actividad nuclear y que se alternan con distintos procesos donde la formación estelar juega un papel importante. Si las interacciones sirven como detonador para la actividad nuclear, se esperaría encontrar una mayor frecuencia de AGN que de galaxias "normales" con compañeras cercanas. Para probar esta hipótesis hemos realizado este trabajo, en donde analizamos el entorno circum-galáctico de un amplio conjunto de núcleos activos. En el Capítulo 2 explicamos el método estadístico que hemos utilizado para realizar nuestro estudio. En los Capítulos 3, 4, 5 y 6 estudiamos el entorno de las galaxias Seyfert, NLSy1, IRAS Brillantes y LINERs, respectivamente, y lo comparamos con el de galaxias no activas. El capítulo 7 ofrece conclusiones generales.

## Capítulo 2

# Metodología

### 2.1 Introducción

Cuando observamos el cielo en una dirección determinada, detectamos todos los objetos más brillantes que una magnitud límite dada. Estos objetos se encuentran en un rango muy grande de distancia. Podemos observar desde estrellas pertenecientes a nuestra galaxia, hasta cuásares muy brillantes que se encuentran a corrimientos al rojo muy altos, pasando por supuesto por todas las galaxias en la línea de visión. Cuando uno desea realizar estudios de medio ambiente, no está interesado en todo el rango observable mencionado con anterioridad, sino sólo en aquellos objetos que se encuentran a una distancia de nosotros, similar a la del objeto de estudio. El **medio ambiente** de un objeto es, por definición, el **entorno físico** alrededor del mismo, que en este trabajo llamaremos **entorno cercano**. En el medio ambiente sólo se encuentran aquellos objetos que pueden interactuar, y por lo tanto afectar, el comportamiento del objeto de estudio. Por lo tanto, para realizar estudios de medio ambiente resulta de suma importancia el eliminar a los objetos de fondo o compañeros ópticos, a saber, los objetos proyectados en el cielo, ya sea en un primer plano (objetos más cercanos que el de estudio), o en un segundo plano (objetos más lejanos que el de estudio), con el fin de conocer sólo su vecindad física. Un primer paso para lograr esto, aunque en lo absoluto un paso trivial, consiste en discernir cuáles de los objetos proyectados en el cielo son estrellas de nuestra galaxia, y cuales son galaxias como la nuestra. Los métodos para discernir entre estas dos clases de objetos celestes serán discutidos ampliamente en la sección 2.4.

Una vez determinadas las galaxias que se encuentran en el campo de visión en el que se encuentra el objeto de estudio es necesario conocer la distancia a la cual se encuentra cada una de ellas, para determinar cuáles son compañeras físicas. Por definición, una

**compañera física** se encuentra en el **medio ambiente** del objeto de estudio, mientras que una **compañera óptica** se encuentra muy lejos de él como para afectarlo. Por lo tanto una **compañera óptica** sólo está proyectada en la misma línea de visión del cielo que el objeto de estudio, y se encuentra en un primer segundo plano. En el presente trabajo nos referiremos de manera indistinta a un objeto proyectado como **compañera óptica** o **galaxia de fondo**. Para determinar de manera directa qué compañeras son ópticas y qué compañeras son físicas, necesitaríamos conocer el corrimiento al rojo de cada una de ellas y compararlo con el de el objeto central. Conocer esto es prácticamente imposible, pues el obtener corrimientos al rojo para todas las compañeras de un objeto y, tomando en cuenta que no sólo se va a estudiar el entorno de un objeto, sino el de toda un conjunto de objetos ( $\approx 750$  en el presente trabajo), esto representa una inversión incosteable de tiempo humano y de telescopio. Además, el conocer el corrimiento al rojo de cada objeto en el campo no es garantía de conocer a las compañeras físicas, puesto que los movimientos propios entre galaxias (que tienen una velocidad media de  $\approx 300 \text{ kms}^{-1}$ , y pueden llegar a ser tan altos como  $\approx 1000 \text{ kms}^{-1}$  en cúmulos de galaxias muy ricos) hacen que la distancia medida a partir de  $z$ , sea sólo una aproximación a la distancia real, por lo que compañeras físicas se pueden confundir con ópticas o viceversa.

Dado lo anterior, una excelente alternativa para conocer el entorno de un objeto es utilizar métodos estadísticos, que nos permitan estimar de manera indirecta, la probabilidad de que cada una de las galaxias en su entorno sea una **compañera física** o una **compañera óptica**. El método para realizar esta estimación se expone en la siguiente sección.

## 2.2 Eliminación Estadística de Galaxias de Fondo

### 2.2.1 Determinación de la Fracción de Galaxias de una Muestra con una o más Compañeras Observadas, Ópticas y Físicas

Si suponemos que la distribución de galaxias ópticas alrededor del objeto de estudio es uniforme, es decir, que la probabilidad de encontrar una galaxia de fondo en cualquier punto del área de búsqueda es la misma, podemos calcular el número esperado de galaxias ópticas, si conocemos la densidad galáctica en torno a ella. Esto es sólo una aproximación porque, en principio, la distribución de galaxias puede no ser uniforme debido a la presencia de cúmulos proyectados, así como de pequeñas inhomogeneidades. Sin embargo, lejos del objeto central no esperamos la presencia de compañeras físicas, y la distribución tiende a la uniformidad según encontraron Laurikainen, et al (1994). Con el fin de calcular el número esperado de compañeras ópticas en torno a la galaxia central necesitamos conocer la probabilidad de que en un área dada en torno a ella haya una o más galaxias de fondo.

Para calcular esta probabilidad consideremos un elemento de área  $a$  dentro de otra área  $A$  alrededor de la galaxia central. Supongamos que en  $A$  hay  $N$  partículas (o galaxias de fondo) distribuidas al azar. Entonces, como la distribución es uniforme la probabilidad de encontrar una partícula dada en  $a$  es

$$P = \frac{a}{A} \quad (2.1)$$

Por lo tanto, la probabilidad de encontrar  $n$  partículas dentro de este elemento de área  $a$  está dado por una distribución de Bernoulli, dado que la búsqueda de cada una de estas partículas es independiente de las otras, entonces

$$P(n)_a = \frac{N!}{n!(N-n)!} \left(\frac{a}{A}\right)^n \left(1 - \frac{a}{A}\right)^{N-n} \quad (2.2)$$

es la probabilidad de que hayan  $n$  partículas en  $a$ . El valor medio de ésta distribución de probabilidad es

$$\langle P \rangle = N \frac{a}{A} \quad (2.3)$$

pero  $N/A = \rho$  es la densidad de galaxias en el área, por lo que la probabilidad media viene dada por

$$\langle P \rangle = \rho a \quad (2.4)$$

Si reescribimos  $P(n)$  en términos de esta probabilidad media, tenemos que

$$P(n)_a = \frac{N!}{n!(N-n)!} \left(\frac{\rho a}{N}\right)^n \left(1 - \frac{\rho a}{N}\right)^{N-n} \quad (2.5)$$

El caso que nos interesa, es cuando  $A$  es grande comparado con  $a$ , por lo que  $N$  es grande (ya que la densidad es uniforme) y conviene tomar el límite cuando tiende a infinito para facilitar los cálculos. Primero reescribamos la ecuación anterior como:

$$P(n)_a = \frac{1}{n!} N(N-1)(N-2)\dots(N-n+1) \left(\frac{\rho a}{N}\right)^n \left(1 - \frac{\rho a}{N}\right)^{N-n} \quad (2.6)$$

lo que se puede expresar como

$$P(n)_a = \frac{1}{n!} \left(1 - \frac{1}{N}\right) \left(1 - \frac{2}{N}\right) \dots \left(1 - \frac{n-1}{N}\right) (\rho a)^n \left(1 - \frac{\rho a}{N}\right)^{N-n} \quad (2.7)$$

haciendo tender  $N$  a infinito

$$P(n)_a = \lim_{N \rightarrow \infty} \left( \frac{1}{n!} \left(1 - \frac{1}{N}\right) \left(1 - \frac{2}{N}\right) \dots \left(1 - \frac{n-1}{N}\right) (\rho a)^n \left(1 - \frac{\rho a}{N}\right)^{N-n} \right) \quad (2.8)$$

ó bien

$$P(n)_a = \frac{(\rho a)^n}{n!} \lim_{N \rightarrow \infty} \left(1 - \frac{1}{N}\right) \left(1 - \frac{2}{N}\right) \dots \left(1 - \frac{n-1}{N}\right) \left(1 - \frac{\rho a}{N}\right)^N \quad (2.9)$$

y recordando que este límite es la exponencial del argumento obtenemos

$$P(n)_a = \frac{(\rho a)^n}{n!} e^{-\rho a} \quad (2.10)$$

que es una distribución de Poisson.

Ahora bien, esta es la probabilidad de encontrar  $n$  galaxias en el área  $a$  alrededor de la central, pero para nuestro estudio necesitamos conocer la probabilidad  $P$  de encontrar una ó más galaxias alrededor de la central, por lo que necesitamos sumar estas probabilidades, entonces  $P$  está dada por

$$P = \sum_1^{\infty} \frac{(\rho a)^n}{n!} e^{-\rho a} \quad (2.11)$$

donde la sumatoria es hasta infinito pues supusimos que el número total de galaxias en el área  $A$  era muy grande. Además sabemos que

$$\sum_0^{\infty} \frac{(\rho a)^n}{n!} = e^{\rho a} \quad (2.12)$$

de donde podemos obtener

$$\sum_1^{\infty} \frac{(\rho a)^n}{n!} = \sum_0^{\infty} \frac{(\rho a)^n}{n!} - 1 = e^{\rho a} - 1 \quad (2.13)$$

que, sustituyéndolo en la ecuación para  $P$  nos dice que

$$P = 1 - e^{-\rho a} \quad (2.14)$$

Para el caso particular en el que estamos trabajando  $\rho$  es la densidad de galaxias de fondo, que fue calculada de las placas de Monte Palomar en un área  $A$  de un grado cuadrado y  $a$  es el área de búsqueda de compañeras alrededor del objeto de estudio, es decir el entorno cercano.

Si calculamos  $P$  para cada galaxia en una muestra dada, tendremos la distribución de probabilidad de tener una o más compañeras ópticas, cuya probabilidad promedio podemos interpretar como la **fracción esperada** de galaxias en una muestra con una ó mas compañeras ópticas (también llamada **fracción óptica** o  $f_{opt}$ ), en el área de búsqueda  $a$ . Esta fracción esperada se puede comparar fácilmente con la medida directamente, es decir, con la **fracción observada** de galaxias de una muestra con una o más compañeras ( $f_{obs}$ ). Dado que esperamos que la fracción observada sea mayor que la esperada, pues cerca de las galaxias centrales tenemos la presencia de compañeras físicas, este exceso lo atribuimos justamente a la presencia de compañeras físicas. Por lo tanto la fracción de galaxias de la muestra con una o más compañeras físicas, es decir la **fracción de compañeras físicas** ( $f_{fis}$ ) es por definición

$$f_{fis} = f_{obs} - f_{opt} \quad (2.15)$$

La determinación de  $f_{obs}$ , la fracción de galaxias con una o más compañeras observadas, se realizó en un entorno cercano (área de búsqueda  $a$ ) igual a tres veces el diámetro galáctico de cada una de las galaxias estudiadas.

## 2.2.2 La Importancia de la Densidad de Galaxias de Fondo

Es importante notar que para aplicar el método estadístico de eliminación de galaxias ópticas descrito con anterioridad, es necesario conocer la densidad de galaxias de fondo alrededor del objeto central, y para que ésta sea medida de manera adecuada, el área utilizada para estimarla  $A$  debe ser lo suficientemente grande como para estar lejos del entorno cercano, a saber  $A \gg a$  (recordar que para derivar  $P$  se supuso que el número de galaxias  $N \rightarrow \infty$ , lo cual es equivalente a la condición anterior). Esto garantiza una eliminación efectiva de objetos ópticos. El no cumplir este requerimiento ha sido uno de los principales problemas en trabajos realizados con anterioridad, como se discutirá ampliamente en el Capítulo 3. En el presente trabajo se han buscado galaxias de fondo alrededor de cada objeto central en un área de un grado cuadrado, con el fin de estimar la densidad, un área que sí cumple el requerimiento de ser mucho mayor que el entorno

cercano, como se verá más adelante. Se decidió tomar un criterio de tamaño absoluto, es decir un área fija en el cielo para todos los objetos (determinada por un tamaño angular fijo), y no uno relativo que dependa del corrimiento al rojo de cada objeto, pues ésta es una estimación de compañeras ópticas, las cuales se encuentran proyectados en el cielo (en otras palabras, el corrimiento al rojo es irrelevante para determinar la densidad de fondo en una dirección dada). No es adecuado utilizar un criterio relativo, ya que al variar el área, el número de galaxias proyectadas puede variar.

## 2.3 El Digitized Sky Survey

El Digitized Sky Survey (DSS) es una colección de imágenes de todo el cielo en el filtro rojo R. Esta colección fue tomada con el telescopio Oschin Schmidt de Monte Palomar en el hemisferio septentrional y Schmidt UK del Anglo-Australian Observatory en el hemisferio meridional. Las imágenes se tomaron en placas fotográficas originalmente, y después fueron digitalizadas con la ayuda de un microdensitómetro modificado PDS. Las imágenes digitales tienen un tamaño de pixel de 25 micras, que corresponde a una resolución angular de 1.7 arcsec por pixel. Las placas digitalizadas miden  $14000 \times 14000$  pixeles de lado, por lo que cada placa cubre un área aproximada de cielo de  $6.5 \times 6.5$  grados. El valor de cada pixel en una imagen digitalizada es una medida de la densidad fotográfica de la placa original, y sigue una relación no-lineal con la intensidad. El tiempo de exposición de todas las placas se encuentra entre 2400 y 4200 segundos.

Existe una calibración fotométrica para el DSS, que consiste en una tabla de referencia para cada tipo de emulsión utilizada (POSS-E para el hemisferio norte y SERC-J para el sur), que proporciona una relación entre la señal integrada de cuentas por encima de un umbral de 500 cuentas arriba del valor del cielo y la magnitud. La precisión de la fotometría es de 0.5 magnitudes. La calibración se realizó a partir del catálogo The Guide Star Photometric Catalog I (GSPC-I), que contiene 1477 determinaciones fotométricas de estrellas en el DSS (cada placa contiene por lo menos 6 estrellas). Las figs 2.1 y 2.2 muestran, para el hemisferio septentrional y meridional respectivamente, una gráfica del logaritmo de la Señal Integrada vs. Magnitud de cada estrella del GSPC-I. Las tablas 2.1 y 2.2 especifican, para el hemisferio septentrional y meridional respectivamente, una función de  $\log_{10}(\text{Señal Integrada})$  vs. Magnitud para las estrellas del GSPC-I.

Para obtener una imagen del DSS es necesario utilizar el programa getimage (en la red el programa corre automáticamente) y es necesario proporcionar las coordenadas de cielo, así como el tamaño de la imagen (en arcmin) que se desea. El límite angular por imagen es de  $60 \times 60$  arcmin. Las imágenes contienen un encabezado de 512 bytes que contiene entre otros datos importantes, la siguiente información: nombre y descripción del campo, época.

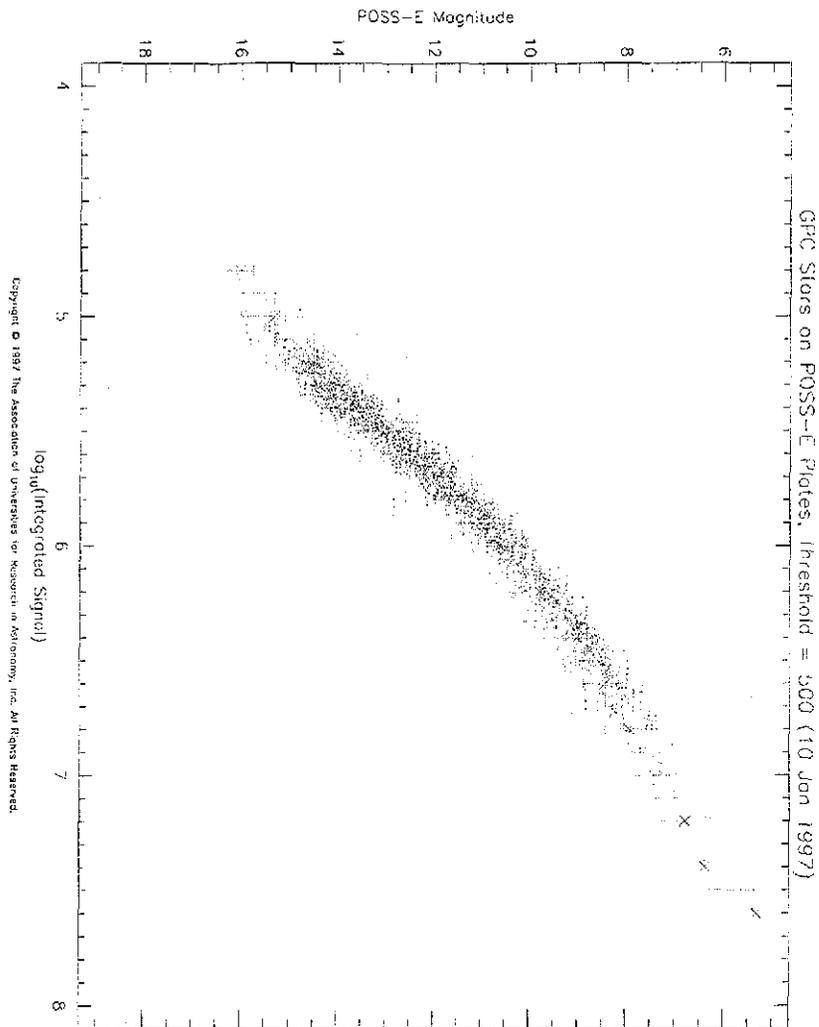


Figura 2.1: Relación Magnitud vs. Señal integrada para las estrellas septentrionales del catálogo GSPC-I

coordenadas, tiempo de integración, observador, instrumento, tamaño de digitalización en píxeles, origen de digitalización y placa de la que ha sido extraída.

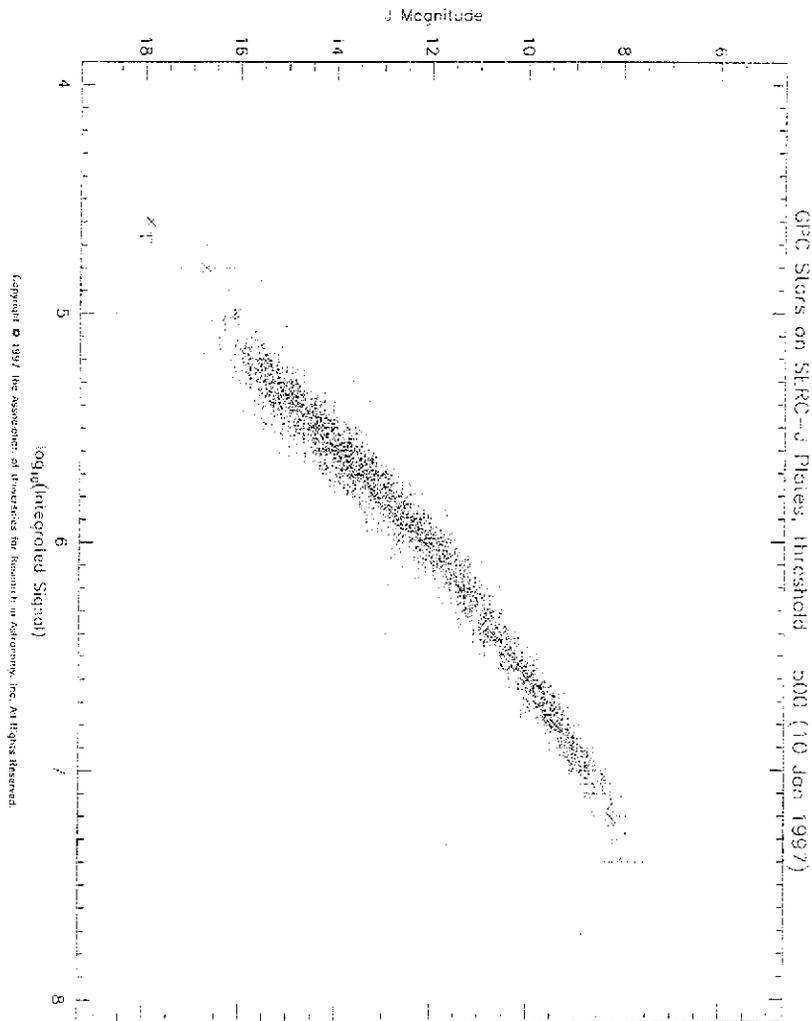


Figura 2 2: Relación Magnitud vs Señal integrada para las estrellas meridionales del catálogo GSPC-I.

## 2.4 Diferenciación de Galaxias y Estrellas en el DSS

Como se mencionó en la sección 1, un punto fundamental para realizar estudios de entorno, es la diferenciación entre las galaxias (físicas y ópticas) que se encuentren en el área de búsqueda y las estrellas de nuestra galaxia. Como se explicará en el siguiente capítulo, en todos los trabajos realizados con anterioridad, este proceso se realizó "a ojo" sobre las placas

TESIS CON  
 FALLA DE ORIGEN

Tabla 2.1: Fotometría del hemisferio norte

log10(SI)	Magnitud	Incertidumbre	Número de Estrellas
4.80	16.02	0.26	4
5.00	15.31	0.69	61
5.20	14.52	0.58	336
5.40	13.65	0.57	682
5.60	12.51	0.58	552
5.80	11.50	0.56	497
6.00	10.63	0.51	382
6.20	9.78	0.49	295
6.40	9.04	0.45	301
6.60	8.43	0.45	174
6.80	7.94	0.49	113
7.00	7.41	0.43	39
7.20	6.78	0.52	9
7.40	6.38	0.00	1
7.60	5.32	0.00	1

Tabla 2.2: Fotometría del hemisferio sur

log10(SI)	Magnitud	Incertidumbre	Número de Estrellas
4.60	17.88	0.00	1
4.80	16.71	0.76	6
5.00	16.11	0.55	56
5.20	15.54	0.51	336
5.40	14.81	0.51	644
5.60	13.94	0.54	658
5.80	13.01	0.52	581
6.00	12.14	0.49	528
6.20	11.40	0.43	374
6.40	10.71	0.39	316
6.60	9.99	0.36	344
6.80	9.40	0.32	305
7.00	8.78	0.34	185
7.20	8.25	0.35	61
7.40	8.07	0.54	13

fotográficas de Monte Palomar, lo cual introdujo una serie de efectos que repercutieron directamente en los resultados. Por esta razón en este trabajo se decidió llevar a cabo la diferenciación de estrellas y galaxias utilizando la ayuda de algoritmos automatizados sobre las placas digitalizadas, con el fin de sistematizar el proceso y establecer criterios definidos que dejaran de lado lo más posible los sesgos introducidos por efecto de la subjetividad

### 2.4.1 Los Programas de Identificación de Objetos

Existen una serie de programas capaces de detectar y clasificar objetos sobre imágenes. Estos programas han sido desarrollados debido a que una gran parte de la astrofísica moderna no se realiza propiamente con las imágenes, sino con catálogos de objetos producidos a partir de ellas. Entre los programas que han tenido mayor éxito contamos con FOCAS (Jarvis & Tyson 1981; última versión 1998), APM (Maddox et al. 1990a), el sistema COSMOS (e.g. Beard et al. 1990), PPP (Yee 1991) o SExtractor (Bertin & Arnouts 1996). Una revisión extensiva de todos estos sistemas sería imposible de realizar en un trabajo como el presente. Nos limitaremos a decir que entre los programas capaces de detectar objetos sólo algunos son capaces de clasificarlos. La clasificación de objetos se basa en el hecho de que las galaxias son más extendidas o difusas que las estrellas (esto ha sido demostrado espectroscópicamente por Colless et al. 1990). Debido a que FOCAS (Faint Object Classification and Analysis System) y SExtractor (Source Extractor) son los programas más adecuados al tipo de trabajo realizado, presentaremos aquí una comparación realizada entre ambos, y fundamentaremos por qué elegimos uno sobre el otro.

FOCAS es un sistema que utiliza una función de distribución de puntos (PSF, del inglés point spread function) para realizar la separación estrella-galaxia. Esta PSF es determinada directamente de la imagen y se calcula como una matriz de dispersión de la intensidad luminosa de una imagen dada. Comparando esta PSF con cada objeto detectado FOCAS lo clasifica como galaxia, objeto extendido o estrella. Por su parte SExtractor utiliza una red neuronal (NN, del inglés neural network), entrenada con el propósito de "reconocer" estrellas y galaxias en una imagen. Cada objeto detectado por SExtractor es analizado y el programa devuelve la probabilidad de que éste sea una estrella (lo cual significa que un valor cercano a cero corresponde a una galaxia).

Con el fin de confrontar ambos algoritmos computacionales, estos fueron aplicados sobre varios campos de muestra obtenidos del DSS con distintas emulsiones. Las clasificaciones fueron cotejadas con el fin de determinar cual de los dos programas era capaz de clasificar galaxias de manera más precisa. Los resultados fueron bastante reveladores. SExtractor resultó ser un programa muy potente para clasificar objetos brillantes en el DSS, su algoritmo es claramente superior al de FOCAS. Sin embargo a magnitudes más débiles que  $\approx 15$  el programa empezó a mostrar inconsistencias en la clasificación, haciéndose este efecto más evidente a magnitudes mayores que 16. Este resultado no es sorprendente, si tomamos en cuenta que la NN fue entrenada en imágenes cuya relación brillo-señal integrada era lineal, y las placas digitalizadas siguen una relación logarítmica. Como se puede observar en las Figs. 2.1 y 2.2, a magnitud 16 nos encontramos fuera del régimen lineal en el DSS.

Por su parte, FOCAS es una buena herramienta para clasificar objetos débiles, pero a magnitudes menores que  $\approx 16.5$  el programa clasifica a las estrellas brillantes como galaxias

u objetos extendidos debido a que una PSF medida directamente de la imagen no puede tomar en cuenta los efectos de centelleo.

Antes de presentar una conclusión sobre la comparación realizada anteriormente, es importante mencionar que **ningún** algoritmo computacional es infalible al clasificar objetos, por lo que, sea cual sea el que se utilice, es necesario realizar un cotejo personalizado sobre los objetos clasificados. Aunque SExtractor es mucho más fino en la clasificación de objetos, desgraciadamente sólo es útil cuando el brillo integrado es directamente proporcional a la señal (por ejemplo imágenes de CCD), y esto se da en un rango de magnitud muy reducido en el DSS. No es posible “linealizar” las imágenes del DSS. Por lo tanto, en este trabajo hemos decidido hacer la separación estrella-galaxia utilizando el programa FOCAS. Aunque este programa clasifica erróneamente a las estrellas brillantes, no clasifica galaxias como estrellas (que es el caso de SExtractor para objetos débiles), lo cual hace mucho más sencillo el cotejo (pues sólo hay que cotejar los objetos clasificados como galaxias o extendidos, y no los clasificados como estrellas, que son la inmensa mayoría), además, identificar “a ojo” objetos brillantes (en particular estrellas) es mucho más sencillo y seguro que hacerlo con los débiles.

## 2.5 FOCAS

FOCAS (Faint Object Classification and Analysis System; Jarvis & Tyson 1981) opera en el ambiente UNIX y consta de una serie de programas que crean y manipulan catálogos de objetos a partir de las imágenes en las placas. La manipulación del catálogo incluye la separación de objetos cercanos, la medición de posiciones, forma, parámetros fotométricos y la clasificación astronómica de objetos, entre otras cosas.

FOCAS es un sistema apto para hacer estudios en los que se requiere información sobre muchos objetos, con el propósito de efectuar estudios estadísticos. FOCAS permite investigar las propiedades de objetos en un rango dinámico de más de 14 magnitudes, usando el mismo sistema de detección y análisis. Esto es muy útil para estudios estadísticos ya que, al ser un sistema automatizado de detección, se evitan errores sistemáticos introducidos por las diferencias en los detectores (diferentes sistemas de color, diferentes criterios de selección de la muestra, diferencias en las técnicas de reducción y análisis).

### 2.5.1 Parámetros

El programa realiza la detección de los objetos basándose en una serie de parámetros. Estos pueden clasificarse como parámetros de detección, de evaluación y, PSF y reglas de

clasificación.

**Parámetros de Detección** Los parámetros de detección controlan el funcionamiento del detector automático. La mayoría de estos parámetros esencialmente nunca se cambian. Los parámetros recomendados que el usuario debe tener en cuenta son el filtro de detección, el umbral de detección y el área mínima de detección.

- **Filtro de detección.** El detector usa un filtro movable para aumentar la sensibilidad hacia los objetos reales. El filtro consiste de un arreglo de dimensión máxima de  $5 \times 5$ , el cual asigna un valor a cada pixel pesándolo respecto a los pixeles vecinos.
- **Umbral de detección** Para que un pixel sea considerado como parte posible de un objeto debe tener un valor mayor o menor a un cierto valor umbral. Este valor umbral se determina mediante el parámetro de densidad sigma sobre o bajo el cielo, el cual especifica cuantas veces el valor de la desviación estándar por encima o por debajo del valor del fondo local debe valer el umbral.
- **Area mínima de detección.** Si el número de pixeles considerados candidatos a objetos no es igual o mayor al límite que impone este parámetro, entonces se rechazan estos pixeles como candidatos a objeto. Variando el valor de este parámetro junto con el parámetro de umbral de detección se determina la manera en la que el programa lleva acabo la detección de objetos. Si el valor del umbral de detección es pequeño, y se usa un área de detección grande, entonces serán detectadas menos fluctuaciones de ruido extraño y podrán ser detectados realces del fondo a gran escala. Si se toma una área de detección mínima con un valor grande del umbral, el detector puede usarse para detectar pixeles brillantes con el propósito de ser eliminados en una operación de limpieza de la placa.

**Parámetros de Evaluación** La evaluación de un objeto se lleva acabo en el dominio de intensidad. Entre los parámetros más importantes para la evaluación de un objeto están: la relación de intensidad, el valor de saturación, el punto de magnitud cero, el límite de magnitud, el radio de apertura circular y una matriz de transformación para coordenadas reales. La relación de intensidad es un arreglo que relaciona los puntos de la imagen con sus intensidades. El valor de saturación es simplemente un valor límite en el cual se marca en que momento los pixeles se saturan. La magnitud cero controla la conversión de las magnitudes instrumentales a magnitudes catalogadas y se usa en conjunción con la magnitud límite del catálogo para controlar la evaluación de los objetos. Otro parámetro importante es el radio de apertura, el cual se define como la distancia desde el centro del objeto dentro de la cual la rutina de evaluación calcula la luminosidad instrumental de los

pixeles. Por último, la relación de transformación fija los valores de las entradas de las coordenadas de un objeto y se usa para producir coordenadas astronómicas.

**PSF** La PSF es un arreglo de dimensión máxima 15x15 pixeles de las intensidades relativas de la imagen típica de una estrella. Esta función es una plantilla que se construye a partir de las estrellas de la placa y es una especie de mapa topológico de intensidades. Cada entrada del arreglo equivale a una posición relativa en el objeto y el valor de la entrada es la intensidad que corresponde a dicha posición. En una estrella, la intensidad máxima está en el centro y decae al alejarse de él siguiendo una curva de Gauss (suponiendo el caso ideal). La PSF es usada por FOCAS para clasificar los objetos astronómicos. A través de una rutina especial FOCAS fija esta función de manera automática o manualmente, según elija el usuario.

**Reglas de clasificación** Para poder clasificar a los objetos como objetos astronómicos la rutina de resolución usa las reglas de clasificación, que consisten en una tabla con los intervalos de magnitud y escala correspondientes a cada tipo, para clasificar cada objeto. La tabla especifica entre que magnitudes y que escalas de resolución debe caer un objeto para ser considerado dentro de una clase dada. Las clases son estrella, galaxia, estrella difusa y objeto extendido.

### 2.5.2 Rutinas Principales

Para clasificar los objetos en las placas en objetos astronómicos FOCAS usa las siguientes rutinas: detección (detect), determinación del cielo (sky), evaluación (evaluate), determinación de la PSF (autopsf), clasificación (resolution) y separación de objetos cercanos (splits). A continuación se explica a grosso modo como funcionan estas rutinas.

**Detección** La rutina determina el cielo de fondo global y define qué conjuntos de pixeles tienen un valor por encima del umbral. La determinación del cielo de fondo es realizada en una exploración rápida usando sólo las primeras líneas de pixeles de la imagen para determinar el promedio y sigma del cielo de fondo. Para esta determinación, la rutina de detección toma en cuenta dos consideraciones: la primera es que el fondo varía suavemente, sin cambios de nivel abruptos, sobre una escala que varía en muchas decenas de pixeles. La segunda consideración es que la sigma del fondo se mantiene constante a lo largo de toda la imagen. En el caso de una imagen en la que haya un cambio abrupto en el fondo (es decir un objeto), el programa detectará de manera errónea el resto de la imagen como

cielo Si la sigma del cielo no se mantiene constante en la imagen entonces la sensibilidad de detección, que se define en términos de la sigma del cielo, variará a lo largo de la imagen.

Una vez determinado el valor del fondo para las primeras líneas de la imagen, la rutina comienza con la detección para el resto de la imagen, determinado que pixeles son candidatos a objetos. El siguiente paso es reunir los pixeles candidatos a objetos en objetos continuos. Se mide el área de estos objetos y se compara con el parámetro de área mínima de detección. Si el área del objeto es igual o mayor al valor de este parámetro entonces se asigna a cada objeto la posición de su centro, el área total (en pixeles) y los datos se escriben en un archivo conformándose el catálogo.

**Determinación del cielo** Debido a que el valor del cielo global determinado por la rutina de detección no es muy preciso, esta rutina usa un método más sofisticado para hacer una determinación más precisa del cielo alrededor de cada objeto, ya que en las rutinas siguientes, se calculan algunas cantidades físicas y fotométricas que así lo requieren. La rutina consiste en medir en diámetros concéntricos a cada objeto el nivel del cielo. De esta forma la frontera de cada objeto es determinada independientemente de posibles fluctuaciones en el nivel de ruido a lo largo de la imagen.

**Evaluación** Esta rutina determina cantidades físicas y fotométricas de los objetos usando la información del encabezado de la imagen. La rutina calcula las posiciones de manera más precisa y calcula los momentos de los objetos dentro de la isofota de detección. La isofota de detección de un objeto se define como la curva de nivel que une a los pixeles cuyo valor es igual al valor del umbral de detección, por tanto, esta curva delimita al objeto. La rutina determina la intensidad de los objetos restándole el cielo y normalizando los momentos mediante la isofota de luminosidad, que corresponde al momento de orden cero. En este punto se determina que objetos están saturados. La rutina calcula además la forma y la luminosidad total de cada objeto, entre otras cantidades de interés.

**Autopsf** Esta rutina sirve para calcular la PSF de una imagen dada. El usuario determina el número de estrellas para la determinación. Si lo desea, también puede elegir manualmente las estrellas de la imagen con las que la PSF debe ser calculada.

**Resolución** Esta rutina clasifica los objetos. El clasificador de resolución ajusta a cada objeto una serie de plantillas derivadas de la PSF mediante un ensanchamiento a varias escalas. La escala del mejor ajuste de la plantilla se convierte en una medida del grado de resolución del objeto y la clasificación se lleva a cabo con base en este valor de escala.

Las escalas cercanas al PSF son estrellas, las escalas de resolución mayor son galaxias y las escalas mucho mayores se clasifican como objetos extendidos.

**Separación de objetos** Esta rutina separa objetos fusionados dentro de la isofota de detección. La rutina examina cada objeto desde isofotas más brillantes con el fin de determinar si existen dos o más componentes.

## 2.6 Determinación del Medio Ambiente

### 2.6.1 Muestras de Control

Para que el análisis estadístico proporcione información sobre la actividad nuclear, es importante que ésta sea la única diferencia entre las muestras de galaxias activas y no activas. Entonces, las muestras de control deben estar constituidas por galaxias no activas cuyas propiedades físicas sean las mismas que las propiedades de las activas. Solo así se puede asegurar que los resultados de la estadística se refieran a la correlación entre interacciones galácticas y actividad nuclear. Por ejemplo, si las distribuciones morfológicas no fueran iguales, los resultados indicarían que la presencia de compañeras favorece cierta morfología y no el fenómeno de actividad nuclear. Este punto será discutido ampliamente en el Cap. 3. Por el momento nos limitaremos a decir que en el presente trabajo hemos igualado las distribuciones de corrimiento al rojo, tipo morfológico y diámetro entre las muestras de objetos activos y de control.

### 2.6.2 Muestras Completas

Uno de los puntos más importantes en los estudios estadísticos es que las muestras que se utilizan sean homogéneas y completas, esto garantiza que no existan objetos significativos que no sean tomados en cuenta. Una muestra es completa si, dado un volumen máximo  $V_{max}$  definido por el corrimiento al rojo máximo, los objetos presentan una distribución uniforme. La prueba consiste en calcular para cada objeto el cociente  $V/V_{max}$ , donde  $V$  es el volumen correspondiente al corrimiento al rojo del objeto. Este cociente es una medida de la posición de cada objeto dentro del volumen observable  $V_{max}$ . La muestra de objetos tiene una distribución uniforme dentro del volumen  $V_{max}$ , si  $V/V_{max}$  tiene una distribución uniforme entre 0 y 1, es decir, si el promedio de  $V/V_{max}$  de la muestra es igual a 0.5 (Schmidt, 1976). En todas las muestras utilizadas en el presente trabajo se aplicó la prueba  $V/V_{max}$  para verificar que fueran completas.

### 2.6.3 Búsqueda de Galaxias

La búsqueda de galaxias (tanto para la determinación de  $\rho$ , como para la del medio ambiente) se realizó automáticamente en el DSS con la última versión (1998) de FOCAS y se limitó a las compañeras de galaxias que pudieran ser distinguidas -sin ambigüedad alguna- de estrellas mediante el algoritmo de FOCAS. FOCAS considera como un objeto a cada juego de píxeles con un valor de flujo mayor que el umbral del cielo, y puede clasificarlo como galaxia o estrella sólo si su tamaño es mayor que 4 píxeles. Puesto que la escala de las placas del DSS es  $\approx 1.7$  arcsec por pixel, el tamaño angular mínimo al que FOCAS es capaz de clasificar objetos en el DSS es  $\approx 7$  arcsec. A un corrimiento al rojo de  $\approx 0.03$  que es el límite del presente trabajo (salvo en el Cap. 4), FOCAS es capaz de clasificar objetos sólo si su tamaño real es mayor que 4 kpc.

Adicionalmente, en la pantalla de la computadora, revisamos a ojo cada objeto clasificado por FOCAS como una galaxia para evitar clasificaciones equivocadas ya que FOCAS clasifica estrellas brillantes como galaxias, porque aparecen como objetos extendidos debido a los efectos de centelleo. Además, la ausencia de homogeneidad local de las placas o los defectos de escaneo o exposición pueden producir diferencias sutiles en la PSF local y, por tanto, objetos límite de apariencia marginalmente resuelta. Estos objetos no fueron tomados en cuenta para evitar clasificaciones erróneas de segundo orden.

**Densidad Galáctica** La densidad  $\rho$  fue determinada en campos de 1 grado cuadrado alrededor del objeto de estudio. Una determinación exacta de  $\rho$  es muy importante para un cálculo confiable de la fracción de objetos con compañera óptica. Se eligió una área de 1 grado cuadrado para garantizar que las acumulaciones de densidad local alrededor de cada objeto (como clusters o grupos de galaxias) no afecten a  $\rho$  y, por tanto, no resulten en un cálculo excesivo del número de compañeras ópticas.

Resulta de suma importancia comparar las distribuciones de densidad entre las muestras de galaxias activas y las de control, para saber si estas son estadísticamente diferentes, o si podemos asumir que las densidades son las mismas en ambos conjuntos de objetos. Para estimar esto necesitamos aplicar una prueba estadística a estas distribuciones. Sin embargo, las distribuciones de densidad de las muestras no se pueden considerar como normales ya que no son simétricas, por lo que no se les puede aplicar una prueba paramétrica. La prueba  $U$  de Mann-Whitney, es no paramétrica y está diseñada para detectar diferencias en los valores medios de las distribuciones (es equivalente a la prueba  $t$  paramétrica). Aunque no requiere que las distribuciones sean normales, éstas deben de tener el mismo aspecto en términos generales. Por lo tanto, hemos utilizado esta prueba para comparar las densidades de las distintas muestras de objetos. La hipótesis nula utilizada indica que las densidades galácticas entre muestras son iguales.

### 2.6.4 Medio Ambiente

Determinamos el medio ambiente de nuestras muestras en tres formas:

#### **Compañeras físicas dentro de un radio igual a 3 diámetros galácticos ( $3D_S$ )**

En este caso calculamos la fracción de galaxias con una o más compañeras físicas. La corrección por compañeras ópticas se realizó como fue explicado en la sección 2.2. Una vez que se conoce la fracción de objetos con una compañera observada  $f_{obs}$  y la fracción de objetos que se espera tengan una compañera óptica  $f_{opt}$ , la fracción de objetos de una muestra con compañera física  $f_{fis}$  viene dada por la ecuación 2.15.

El radio de búsqueda  $3D_S$  fue seleccionado debido a que a una distancia mayor de la galaxia central las fuerzas de marea y gravitacional disminuyen considerablemente, por lo que las interacciones dejan de ser importantes en los procesos de cada galaxia. Además, se ha observado en el catálogo de Voronstov-Velyaminov, que las galaxias en interacción tienden a encontrarse a menos de tres veces el diámetro de una de éstas.

Para comparar los resultados en  $3D_S$  entre las muestras de galaxias activas y las de control, hemos utilizado la prueba de homogeneidad  $\chi^2$ . Esta prueba compara el tipo de ocurrencias observadas en dos muestras y las compara con las frecuencias esperadas. Esto permite aceptar o rechazar con un valor de confianza dado, la hipótesis nula de que ambas muestras pertenecen a la misma población. En este caso la hipótesis nula es que tanto los objetos activos como no activos se encuentran con la misma frecuencia en interacción.

**Distribución acumulativa de compañeras** Para las distintas muestras, obtuvimos la distribución acumulativa de la distancia lineal proyectada a la primer compañera, sin corrección por compañeras ópticas (ver lado izquierdo de la Fig. 2.3). La distribución esta representada por pasos de 20 kpc en distancia.

**Distribución de compañeras físicas** En los Capítulos 5 y 6, construimos la distribución de la compañera "física" más cercana a 20 kpc, 40 kpc, etc. Para hacer esto, calculamos  $f_{opt}$  a distancias de 20 kpc, 40 kpc, etc. a través de las estadísticas de Poisson. Substrayendo este número a  $f_{obs}$  a 20 kpc, 40 kpc, etc. (Ecuación 2.15) construimos la distribución de compañeras "físicas" (ver lado derecho de la Figura 2.3). La distribución esta representada por pasos de 20 kpc en distancia.

Tanto para la distribución acumulativa de compañeras, como para la distribución de compañeras físicas hemos utilizado la técnica *bootstrap* de Efron & Tibshirani (1993) para



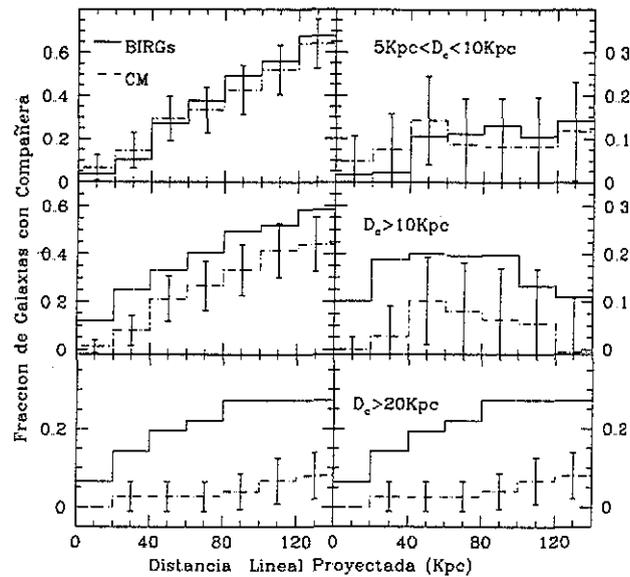


Figura 2.3: Ejemplo de distribución acumulativa y física. Izquierda: Distribución acumulativa de la compañera observada más cercana a las galaxias BIRG en pasos de 20 kpc, con un límite de distancia lineal proyectada de 140 kpc. Derecha: Distribución acumulativa de la compañera "física" más cercana. Los paneles superiores muestran la distribución para galaxias con diámetro  $5 \text{ kpc} \leq D_c \leq 10 \text{ kpc}$ , los intermedios muestran galaxias compañeras "brillantes" cuyos diámetros son  $D_c \geq 10 \text{ kpc}$  y los inferiores muestran compañeras con  $D_c \geq 20 \text{ kpc}$ . La línea continua corresponde a la muestra BIRG, mientras que la discontinua-punteada se refiere a la muestra de control. Las barras de error en la contramuestra están fijadas con la técnica "bootstrap" a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

comparar estadísticamente a las galaxias activas con las no activas. Esta prueba consiste en reconstruir al azar una muestra de galaxias de control, en un número significativamente grande de pseudo-muestras de control. Para construir estas pseudo-muestras es permitida la repetición de objetos de la muestra de control original (es decir, que un objeto de la muestra original puede aparecer varias veces en una pseudo-muestra). En este trabajo construimos 3000 pseudo-muestras para cada muestra de control. Esta técnica tiene la ventaja de que permite estimar la desviación estándar para la muestra de control en cada columna de un histograma (es decir en cada paso de 20 kpc de la Fig. 2.3). Para nuestro trabajo hemos elegido un nivel de confianza igual a dos veces la desviación estándar (es decir un nivel de confianza de  $\approx 97\%$ ).

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

### 2.6.5 FOCAS sobre el DSS

En los procedimientos descritos con anterioridad existen una serie de efectos que deben tomarse en cuenta para evitar sesgos incontrolados, la mayoría de estos efectos tienen que ver con FOCAS y el DSS, y se discuten a continuación

**Efectos de la calidad de placa en el DSS** La calidad de la emulsión varía de placa a placa. En consecuencia, la PSF de estrellas en distintas placas es diferente. Además, cambios sutiles pueden observarse en la PSF de estrellas localizadas en regiones distantes de la misma placa, muy posiblemente debido a aberración del telescopio y tiempos de exposición diferentes y defectos de escaneo. Tomar una sola PSF para todas las placas o para todas las ubicaciones en la misma placa resultaría en una clasificación equivocada de muchos objetos por parte de FOCAS. Para evitar este marcado sesgo, calculamos una PSF separada para cada galaxia de nuestras muestras. En otras palabras, calculamos una PSF para cada uno de los campos utilizados en el análisis (que ocupan un área de  $1 \text{ grado}^2$ ), incluso para campos extraídos de la misma placa. La función PSF se calculó con cientos de objetos detectados en cada campo

**Fotometría** La calibración fotométrica públicamente disponible para el DSS tiene un límite de magnitud muy pequeño ( $\approx 16 \text{ mags}$ ; ver Tablas 2.1 y 2.2). Una extrapolación a la 22ava magnitud se aplicó a la relación magnitud- $\log(\text{densidad fotográfica})$  (ver, por ejemplo, Capaccioli, Held y Nieto (1987) y referencias ahí para métodos estándar de fotometría fotográfica). Para realizar esta extrapolación se realizó una regresión lineal pesada por el número de estrellas con las que se determinó cada punto (columna 4 de las Tablas 2.1 y 2.2). La Fig. 2.4 muestra la regresión para el hemisferio norte y sur. La recta que mejor se ajusta a la región septentrional es  $M = -4.95 \log(SI) + 40.3$ , mientras que la que mejor se ajusta en la meridional es  $M = -4.17 \log(SI) + 37.2$ . En ambos casos el coeficiente de correlación de puntos es mayor a 0.995. Esta calibración subestima la magnitud real de los objetos, pues en la 22ava magnitud la relación definitivamente ya no es lineal. Sin embargo, este sesgo no pone en riesgo nuestros resultados, pues afecta de igual manera a los objetos activos como a los de control. Al aplicar la calibración fotométrica, buscamos no tomar en cuenta compañeras más debiles en una muestra que en otra.

**Efectos de entorno celeste** El nivel de ruido varía de placa a placa tomada en el mismo hemisferio debido a que las placas fueron tomadas en distintas condiciones observacionales. Adicionalmente, existe una diferencia sistemática entre las placas del hemisferio norte y el hemisferio sur, porque fueron obtenidas con situaciones instrumentales equivalentes pero

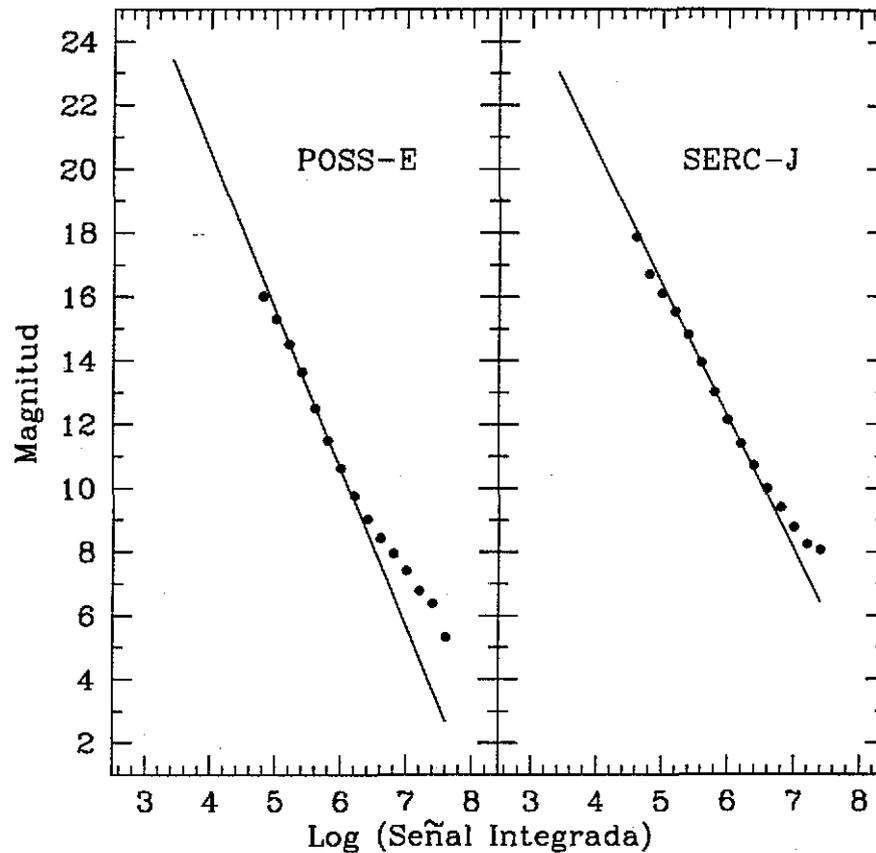


Figura 2.4: Extrapolación a la 22ava. magnitud de la calibración fotométrica del DSS. En la izquierda se presenta el hemisferio norte, mientras que en la derecha el sur. Los puntos fueron tomados de las tablas 2.1 y 2.2.

en distintos lugares. Si esto no se toma adecuadamente en cuenta, un sesgo descontrolado puede surgir, porque un objeto que puede resolverse como una galaxia en una placa puede aparecer como estelar o incluso perderse en el ruido en otra. El nivel de fondo en los campos del DSS utilizado en nuestro análisis varía de  $\approx 2100$  a  $\approx 4400$  cuentas  $\text{pix}^{-1}$ , con un valor promedio de  $\approx 3300$  cuentas  $\text{pix}^{-1}$ , una mediana de  $\approx 3400$  cuentas  $\text{pix}^{-1}$ , y una desviación estándar de  $\approx 600$  cuentas  $\text{pix}^{-1}$ . Con la finalidad de evitar los efectos de diferencias en el cielo de fondo o en los niveles de ruido, los objetos por debajo de un brillo superficial de  $\approx 5000$  cuentas  $\text{pix}^{-1}$ , que, según nuestra calibración fotométrica, corresponde a un brillo superficial  $\sigma \approx 22$  mag  $\text{pix}^{-1}$ , no fueron tomados en cuenta. Las galaxias con bajo brillo superficial son, por tanto, excluidas de nuestra búsqueda. La magnitud integrada de las

compañeras más débiles consideradas en este trabajo es  $\approx 18$ .

**Determinación de propiedades** Para encontrar el centro de una galaxia, FOCAS examina todos los píxeles en el área de detección de éste y define el núcleo como el punto con la máxima luminosidad. Los momentos del objeto son determinados de acuerdo con su posición. FOCAS toma a los objetos como si fueran elipses perfectas con luminosidad superficial constante, para medir diámetros. Los diámetros de las galaxias se obtuvieron de los momentos de segundo orden con la relación

$$A^2 = 4 \times \frac{\overline{x^2} + \overline{y^2}}{2} + 4 \times \sqrt{\left(\frac{\overline{x^2} - \overline{y^2}}{2}\right)^2 + \overline{xy}^2}, \quad (2.16)$$

en donde  $A$  es el semieje mayor del objeto y  $(x, y)$  son las coordenadas del píxel central del objeto (Stobie 1980, 1981)

**Nivel de fondo y mediciones de diámetro de compañeras de galaxias** FOCAS primero mide el cielo medio alrededor de cada objeto y posteriormente, toma como el límite del objeto el primer contorno que tiene una intensidad significativamente mayor que el cielo medio. Esta técnica tiene la ventaja de que la ausencia de homogeneidad del fondo de la placa se puede manejar adecuadamente, puesto que el fondo local se ajusta alrededor de cada objeto. Desgraciadamente, esto hace imposible medir diámetros con FOCAS en el DSS a una magnitud isofotal dada. Los distintos niveles del cielo para las distintas placas afectan las mediciones de diámetro para las compañeras. Mayores niveles de fondo obviamente producen diámetros menores. Esto resulta en un sesgo en las mediciones del diámetro de compañeras que no puede tomarse en cuenta. Sin embargo, a partir del mayor y el menor nivel de ruido, calculamos que la incertidumbre producida por este sesgo en los diámetros de compañeras es  $\lesssim 15\%$ , es decir, una compañera ubicada en la placa con el fondo más luminoso es  $\lesssim 15\%$  menor que el tamaño que tendría si estuviera ubicada en la placa con el fondo más débil

El manejo adecuado de todos los efectos mencionados con anterioridad brinda una justificación importante a nuestro trabajo y elimina sesgos capaces de influir directamente en la determinación del entorno de una clase de objetos. Creemos que con el método expuesto aquí es posible realizar estudios estadísticos de distintas clases de núcleos activos, sin el riesgo de cometer errores sistemáticos graves, que ha sido el caso de algunos trabajos anteriores. En este trabajo hemos supuesto un valor de  $H_0 = 75 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .



## Capítulo 3

# El Entorno Cercano de las Galaxias Seyfert y sus Implicaciones para los Esquemas de Unificación

(El contenido de este Capítulo se encuentra publicado en el artículo “The Close Environment of Seyfert Galaxies and Its Implication for Unification Model.” Dultzin-Hacyan, D.; Krongold, Y.; Fuentes-Guridi, I.; Marziani, P. ApJ 513; L 111, 1999)

En este capítulo estudiaremos el entorno de las galaxias Seyfert, subdivididas por tipo 1 y 2. Nuestra muestra consta de 72 Sy1 y 60 Sy2. Además compararemos el entorno de estos objetos con aquél de galaxias no activas, para lo cual hemos elegido dos muestras de control (una para las Sy1 y otra para las 2), que igualan las distribuciones de diámetro, corrimiento al rojo y tipo morfológico de las Seyfert. En la primera parte del capítulo discutimos los trabajos realizados hasta el momento, y las desventajas que éstos ofrecen. En la segunda parte justificamos nuestro acercamiento al problema y presentamos los resultados

### 3.1 Estudios de Medio Ambiente

El principal problema al cual se enfrenta el modelo que propone un disco de acreción alrededor de un agujero negro en un núcleo activo es el de mantener una alta tasa de acreción durante un tiempo muy largo (Gunn 1979). Simulaciones computacionales han sugerido que el problema se resuelve si existe un gran flujo de materia hacia el núcleo galáctico producido por fuerzas de marea. Por esto, resulta de suma importancia estudiar el

ambiente en el que se encuentran los núcleos activos, con el fin de determinar si éstos tienden a tener compañeras cercanas o si se encuentran en sistemas perturbados. Para realizar este tipo de trabajo, se han utilizado galaxias Seyfert, pues son los núcleos activos más cercanos, y esto permite observar la galaxia circundante y sus alrededores. A continuación se presenta una breve revisión de los trabajos sobre entorno de galaxias Seyfert previos a éste. Así se podrá analizar, por un lado, por qué se han encontrado resultados diferentes en los diferentes trabajos y, por otro, en qué consiste el mayor rigor de nuestro trabajo.

**El trabajo realizado por Petrosyan** El primero en hacer estudios estadísticos analizando el entorno de galaxias Seyfert fue Petrosyan en 1983. Para desarrollar su trabajo, el autor utilizó las 161 galaxias Seyfert con diámetro lineal mayor a 0.1 mm ( $\approx 7$  arcsec) conocidas hasta ese momento. El 84% de los objetos resultó ser galaxias Markarian. Con el fin de determinar si los objetos pertenecían a sistemas de varias multiplicidades, se contaron las galaxias alrededor de la central en un círculo de 1.5 Mpc de diámetro, debido a que esta región es el promedio del tamaño de los cúmulos en donde pueden encontrarse estos objetos.

Para tener una muestra de control, Petrosyan contó las galaxias en cuatro círculos cercanos a la región de búsqueda de la Seyfert (a una distancia de 2 a 5 veces su diámetro).

Los resultados que Petrosyan obtuvo dieron información sobre la tendencia de las galaxias Seyfert a pertenecer a cúmulos, y se enuncian a continuación:

- Las galaxias Seyfert tienden a pertenecer a cúmulos galácticos.
- No se encuentran en cúmulos compactos y su presencia es más frecuente en cúmulos de compacidad media que en cúmulos abiertos.
- Las galaxias Seyfert 2 tienen más compañeras que las Seyfert 1.
- Las galaxias Seyfert 2 tienden más frecuentemente a estar en pares aislados.

**El trabajo de Dahari** Posterior al trabajo de Petrosyan, Oved Dahari (1984) realizó otro trabajo estadístico sobre el entorno de galaxias Seyfert, pero a diferencia del anterior, este autor no buscó la frecuencia con que este tipo de objetos se encontraba en cúmulos, sino estimar si éstos tendían a encontrarse en sistemas ligados o perturbados gravitacionalmente con mayor frecuencia que las galaxias carentes de actividad nuclear.

El autor utilizó todas las galaxias Seyfert conocidas con corrimiento al rojo  $\lesssim 0.03$  con el fin de evitar objetos con tamaño angular muy pequeño que complicaran el análisis. Su

muestra final contó con 103 objetos. Dahari no consideró que su muestra fuese completa, ya que la probabilidad de que existan más Seyferts con estas restricciones es alta. Para seleccionar la muestra de control, el punto fundamental fue asegurar que ésta y la muestra de galaxias Seyfert tuvieran el mismo porcentaje de pares ópticos, es decir, objetos que proyectados en el cielo se encontraran cerca del objeto central, pero que no estuvieran ligados físicamente a él. El autor utilizó un criterio de dimensión aparente para seleccionar los objetos de control, es decir, para cada galaxia escogió a los tres vecinos más cercanos que cumplieran con la siguiente condición:

$$0.75D_i \leq D_s \leq 1.5D_i \quad (3.1)$$

donde  $D_i$  es el diámetro angular del objeto de control y  $D_s$  el de la Seyfert.

Para analizar el entorno de sus muestras, Dahari estableció que una galaxia fuese considerada compañera, sólo si se encontraba a menos de tres diámetros de distancia de la galaxia central ( $3D_s$ ). Según el autor, para obtener resultados hay que preguntarse dos cosas: (1) cuál es la predicción de pares ópticos en las dos muestras y cómo se compara esta predicción con el número de pares encontrados, y (2) si hay diferencia estadística entre el porcentaje de pares entre las Seyfert y las galaxias de control. Para responder estas interrogantes, Dahari utiliza las cuentas de Shane (1975), quien publicó mapas de la densidad proyectada de galaxias en el cielo del norte con una magnitud límite de 18.8 mag, usando las placas del Observatorio de Lick. Los resultados de Dahari indicaron que las galaxias Seyfert se encontraban con una frecuencia 5 veces mayor en interacción que las galaxias no activas.

**3 El trabajo de Fuentes-Williams & Stocke** En 1988, para confrontar los resultados encontrados por Dahari (1984), Fuentes-Williams & Stocke (FWS) realizaron un trabajo sobre compañeras de galaxias Seyfert utilizando parámetros muy distintos. El punto principal de su trabajo fue determinar si las galaxias Seyfert tenían entornos más ricos que las galaxias normales, evitando el problema de eliminar estadísticamente a las galaxias de fondo. FWS conformaron una muestra de 53 galaxias Seyfert a partir de la lista de Weedman (1977). La muestra de control se escogió en forma tal que la actividad nuclear representara la única diferencia entre los dos conjuntos de objetos. Para lograr esto, intentaron igualar las distribuciones de diámetro, morfología y corrimiento al rojo.

Para analizar el medio ambiente, utilizaron un área de búsqueda en torno a la galaxia central de 1 Mpc de radio. Todas las galaxias encontradas dentro de esta región fueron consideradas como compañeras, y se les clasificó como espirales o elípticas. Supusieron que los corrimientos al rojo de los objetos vecinos eran similares al corrimiento del objeto central y, con base en esto, calcularon los diámetros reales. Consideraron como compañeras

físicas sólo aquellos objetos que cumplieran la siguiente condición:

$$15kpc \leq D_c \leq 50kpc \quad (3.2)$$

donde  $D_c$  es el diámetro de la compañera. A partir de su análisis, los autores afirman que su trabajo no coincide con la diferencia dramática encontrada por Dahari (1984): sin embargo, dicen que las Seyfert parecen tener entornos marginalmente más ricos que las galaxias normales.

**El trabajo de Rafanelli & Violato** Dada la falta de homogeneidad en los resultados anteriores, P. Rafanelli & M. Violato (1995) decidieron realizar su propio trabajo al respecto, cuyos objetivos primordiales eran, por un lado, acabar con las contradicciones encontradas hasta el momento y, por otro, determinar si las galaxias Seyfert de tipo 2 tienen entornos más ricos que las de tipo 1. Los autores elaboraron una muestra con todas las galaxias Seyfert incluidas en el catálogo de Veron-Cetty & Veron (1991) que cumplieran con las siguientes condiciones:  $z \leq 0.011$  para evitar objetos pequeños o difusos y  $|b_{II}| \geq -23^\circ$  para utilizar las cuentas de los mapas de Shane & Wirtanen (1967). El conjunto quedó conformado por 99 Seyfert 1 y 98 Seyfert 2. Así como en el trabajo realizado por Dahari (1984), el principal parámetro para elegir la muestra de control fue que ésta tuviera el mismo porcentaje de pares ópticos que la muestra de galaxias activas y, ya que este factor depende de la densidad superficial de galaxias, el conjunto se armó con la galaxia espiral más cercana a la Seyfert cuyo diámetro cumpliera la siguiente restricción:

$$0.5D_i \leq D_s \leq 1.25D_i \quad (3.3)$$

donde  $D_i$  es el diámetro angular del objeto de control y  $D_s$  el de la Seyfert. No se intentó igualar la distribución morfológica ni la de corrimiento al rojo. La metodología utilizada fue muy similar a la de Dahari y, evidentemente, sus resultados también: existe un exceso de compañeras físicas tanto en las galaxias Seyfert de tipo 1 como en las de tipo 2.

**6 El trabajo de Laurikainen, Salo, Teerikorpi & Petrov** En 1994, Laurikainen et al. decidieron repetir los trabajos realizados hasta el momento, dado que, aunque en ellos se sugiere una correlación entre interacción y actividad nuclear, no es claro si la primera constituye un factor dominante en el desencadenamiento de la segunda. Su idea central consistió, por un lado, en tomar círculos lo suficientemente grandes en las placas de Palomar como para permitir medidas precisas de la densidad de galaxias de fondo (en lugar de utilizar las cuentas de Lick) y, por otro, en comparar directamente los dos tipos de Seyferts. La muestra de Seyferts fue compilada a partir de la lista de Dahari y consistió en 104 objetos, de los cuales 55 fueron de tipo 1 y 49 de tipo 2. Los autores mencionan

que lo ideal para armar la muestra de control sería tomar distribuciones iguales a las de la muestra en cuanto a diámetro, corrimiento al rojo y tipo morfológico. Sin embargo, como el propósito de su trabajo era la comparación directa con los realizados anteriormente, la contramuestra fue escogida una vez más utilizando el criterio de dimensión aparente. Para cada galaxia Seyfert se seleccionaron dos galaxias: la espiral más cercana y la temprana más cercana, cuyos diámetros estuvieran dentro del rango

$$0.5D_i \leq D_s \leq 1.25D_i \quad (3.4)$$

donde  $D_i$  es el diámetro del objeto de control y  $D_s$  el de la Seyfert. El conjunto de objetos de control quedó conformado por 73 galaxias espirales y 63 de tipo temprano. Por la forma en que se eligió éste conjunto, no hay control sobre la distribución de corrimientos al rojo, además de que, claramente, la distribución morfológica está desviada hacia tipos tempranos, en comparación con la muestra. Al repetir el trabajo de Dahari, encontraron que mientras las galaxias Seyfert de tipo 2 tenían un exceso marginal (no estadísticamente significativo) de compañeras, las de tipo 1 no. Al repetir el trabajo de FWS, encontraron un exceso estadísticamente significativo para las Sy 1 y 2.

Del análisis de estos trabajos queda claro que aún no había sido posible encontrar un resultado contundente que determine si existe una correlación entre las interacciones galácticas y la actividad nuclear. Es muy probable que las discrepancias en los resultados se deban a los sesgos en la muestra y contramuestra y al método de análisis utilizado. El hecho de que aún no haya sido posible obtener un resultado contundente, y el desarrollo de nueva tecnología que puede ayudar a realizar el estudio de manera más confiable, son la motivación de este trabajo. Para el análisis de los campos se usó la ayuda de un programa computacional, que identifica objetos extendidos sobre imágenes digitalizadas (en este caso, las placas digitalizadas de Monte Palomar). Éste es el primer trabajo que utiliza tal tecnología. El conteo de galaxias en los trabajos anteriores fue realizado "a ojo" sobre las placas fotográficas de Monte Palomar, o bien, usando las cuentas de Lick. Por tanto, la determinación de las densidades galácticas será más confiable en este trabajo, dado que la selección de galaxias se basa en una serie de parámetros objetivos. Esto reduce el error introducido por la subjetividad existente en los trabajos previos. Además, en este trabajo se evitaron al máximo los sesgos en las muestras y se llevó a cabo una adecuada eliminación de compañeras ópticas. Los criterios para la selección de la muestra y de la contramuestra se determinaron con base en el análisis de los trabajos anteriores.

## 3.2 Selección de las Muestras de Objetos

### 3.2.1 Muestra de Galaxias Seyfert

Las muestras de galaxias Seyfert se compilaron del catálogo de Lipovetzky, Neizvestny, Neizvestnaya (1988). Este catálogo se realizó con base en el Second Byurakan Survey (SBS), un survey que toma en cuenta únicamente el método de identificación de objetos a través del exceso ultravioleta. Así, se excluye la posibilidad de incluir en la muestra aquellas galaxias Seyfert (en particular de tipo 2) que hayan sido descubiertas de manera fortuita por pertenecer a sistemas en interacción (que es el caso de algunas galaxias Sy 2 del catálogo de Veron-Cetty & Veron 1998). De no tomarse en cuenta este efecto, se corre el riesgo de introducir un sesgo en la muestra de galaxias Seyfert de tipo 2 hacia objetos en interacción, como ha sido apuntado por Marziani (1991), quien descubrió una fracción de sistemas en interacción mayor en las Sy 2 que en las Sy 1.

La muestra para este estudio consta de 132 galaxias Seyfert, de las cuales 72 son de tipo 1 y 60 de tipo 2. Debido a la discrepancia existente entre la clasificación de los objetos en los diferentes catálogos (Veron-Cetty & Veron y NED), se buscó en la bibliografía el espectro correspondiente a cada objeto de la muestra con el fin de verificar su clasificación espectral. En el apéndice A se presentan dichos espectros.

Para la obtención de la muestra, se tomaron en cuenta las siguientes restricciones :

$$\begin{aligned} 0.007 \leq z \leq 0.035 & \text{ para galaxias Seyfert 1} \\ 0.007 \leq z \leq 0.020 & \text{ para galaxias Seyfert 2} \\ |b_{II}| \geq 45^\circ & \end{aligned} \quad (3.5)$$

Con el fin de simplificar el análisis de los campos, se escogió  $z = 0.007$  como límite inferior en el corrimiento al rojo, ya que para redshifts menores el tamaño angular de los objetos es muy grande y el área de búsqueda se incrementa dramáticamente. El límite superior, que corresponde a  $z = 0.035$ , se eligió para evitar objetos que, al estar muy lejos, tienen un tamaño angular pequeño y pueden confundirse fácilmente con estrellas en las placas digitalizadas (Dahari 1984). Además, es importante destacar que para corrimientos al rojo más altos es difícil detectar galaxias débiles. Por lo tanto, si no se toma en cuenta esta restricción, podrían pasar inadvertidas galaxias menos luminosas pero significativas para la estadística, lo que resultaría en una muestra incompleta y sesgada hacia galaxias luminosas (Fuentes-Williams & Stocke 1988). La restricción en declinación se introdujo para no incluir en las muestras objetos en el plano de la galaxia, lo cual podría producir un sesgo hacia objetos brillantes debido a la alta extinción que hay en el plano galáctico, donde únicamente es posible detectar las galaxias más luminosas (Fuentes-Williams & Stocke 1988). Otra razón por la que no se incluyó esta región fue debido a que la gran

cantidad de objetos en este plano dificulta el análisis de los campos. En trabajos anteriores no se tomó en cuenta esta restricción. Por ejemplo, la muestra de Laurikainen et al. (1994) -y, por tanto, la de Dahari (1984)- está sesgada hacia objetos de baja latitud galáctica, ya que el 53% de los objetos de su muestra tiene declinación menor a  $|b_{ll}| \leq 45^\circ$ . Aún cuando el sesgo de baja latitud afecta por igual el entorno de la muestra de galaxias Seyfert y el de la muestra de control, una fracción alta de galaxias de baja declinación en las muestras puede producir diferencias intrínsecas entre las características físicas de los distintos conjuntos de objetos (puesto que las galaxias Seyfert tienden a ser más luminosas, ver sig sec.) Asimismo, se evitó la inclusión de galaxias pertenecientes a cúmulos ricos por dos razones: por una parte, las condiciones físicas cercanas al centro de éstos son diferentes y pueden influir el nivel de actividad Seyfert, y, por otra, la probabilidad de tener una compañera óptica en una región densa es muy alta, lo cual puede sesgar los resultados de la estadística.

Ahora bien, no se estableció ninguna restricción en el tipo morfológico, magnitud y diámetro de las galaxias. En las Tablas 3.2 y 3.3 se presentan las muestras para Seyfert 1 y Seyfert 2, respectivamente. Las tablas contienen los siguientes datos para cada objeto (obtenidos del catálogo de Veron-Cetty & Veron y de NED): posición en coordenadas ecuatoriales (1950), magnitud aparente, corrimiento al rojo, diámetros aparentes mayor y menor en minutos de arco y tipo morfológico. Las distribuciones para las dos muestras de magnitud, diámetro real, tipo morfológico y corrimiento al rojo se presentan en las Figuras 3.1, 3.2, 3.3, 3.4, respectivamente.

Es importante señalar que los corrimientos al rojo para las Seyfert 1 son más altos que los corrimientos para las Seyfert 2 (ver Fig. 3.4). Esto se debe a que las Seyfert 2 conocidas tienden a ser más cercanas que las galaxias Seyfert 1 (Dultzin-Hacyan & Ruano, 1996), por lo que para tener una muestra completa, se tuvo que cortar a un límite de redshift menor. También conviene señalar que las galaxias Seyfert 2 son de tipo más tardío que las Seyfert 1 (ver Fig. 3.3). Respecto a los diámetros reales, en la Fig. 3.2 se puede ver que no hay diferencia significativa entre las dos muestras. Por último, se verificó que las muestras fueran completas. Es decir, que dados los límites para  $z$  y declinación establecidos, las muestras contuvieran todos los objetos observables, garantizando que no se excluyeran objetos significativos para el análisis estadístico. Para verificar que las muestras fueran completas, se realizó una prueba  $V/V_{max}$ . Este cociente es una medida de la posición de cada objeto dentro del volumen observable  $V_{max}$ . La muestra de objetos tiene una distribución uniforme dentro del volumen  $V_{max}$ , si  $V/V_{max}$  tiene una distribución uniforme entre 0 y 1, es decir, si el promedio de  $V/V_{max}$  de la muestra es igual a 0.5 (Schmidt, 1976).

Las dos muestras están limitadas en volumen y al aplicarles la prueba  $V/V_{max}$  se obtiene el siguiente resultado:  $V/V_{max} = 0.4604$  para Seyfert 1  $V/V_{max} = 0.4504$  para Seyfert 2. Esto asegura uniformidad y completitud en las muestras a un nivel estadístico del 92%

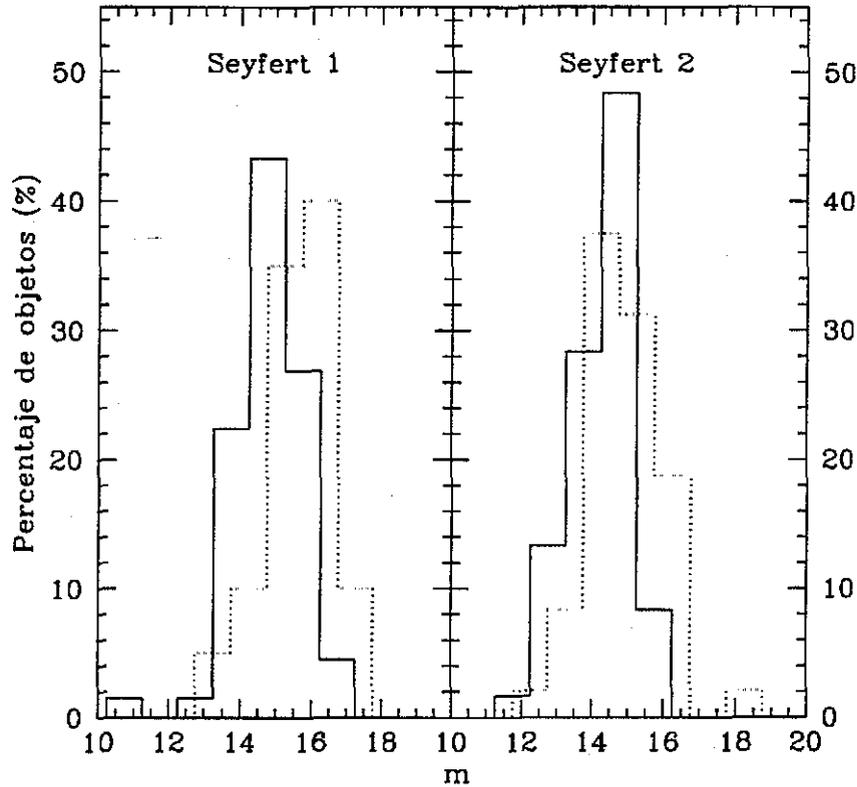


Figura 3.1: Distribución de magnitud aparente para las galaxias Seyfert 1 y su contramuestra (panel izquierdo) y para las galaxias Seyfert 2 y su contramuestra (panel derecho). La línea continua representa a la muestra Seyfert, mientras que la punteada a la de control.

### 3.2.2 Muestra de Galaxias de Control

Para que el análisis estadístico proporcione información sobre la actividad nuclear, es importante que ésta sea la única diferencia entre las galaxias de la muestra Seyfert y las de la muestra control. Entonces, ésta última debe estar constituida por galaxias no activas cuyas propiedades físicas sean las mismas que las propiedades de las Seyfert. Solo así se puede asegurar que los resultados de la estadística se refieran a la correlación entre interacciones galácticas y actividad nuclear. Por ejemplo, si las distribuciones morfológicas no fueran iguales, los resultados indicarían que la presencia de compañeras favorece cierta morfología y no el fenómeno de actividad nuclear. Para escoger la muestra de control adecuadamente, se deben tomar en cuenta los siguientes puntos:

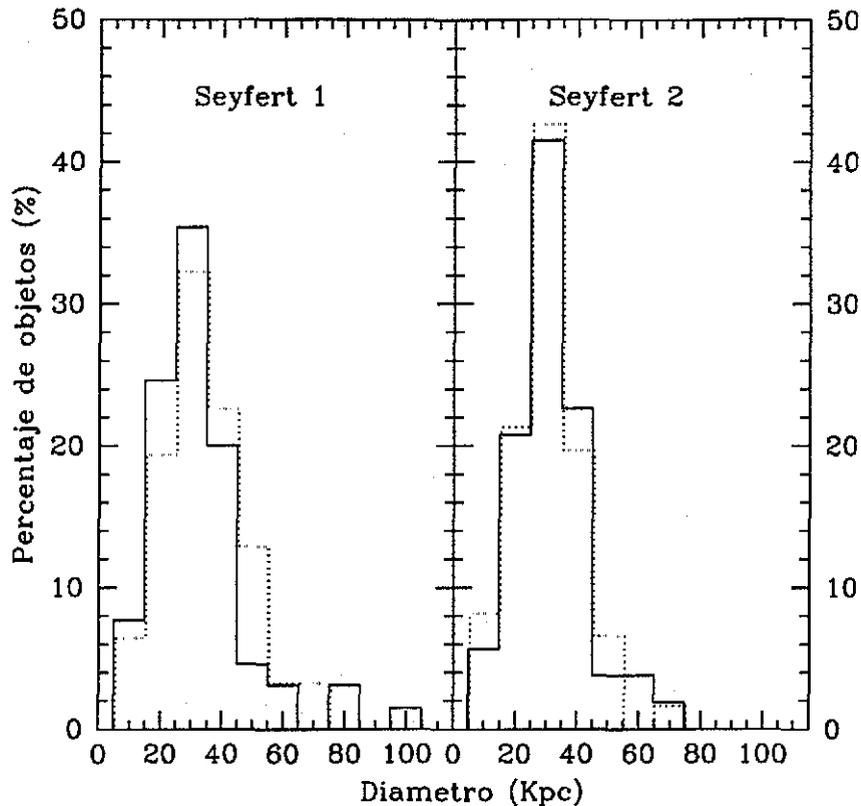


Figura 3.2: Distribución de diámetros (en kpc) para las galaxias Seyfert 2 y su contramuestra (panel derecho) y para las galaxias Seyfert 1 y su contramuestra (panel izquierdo). La línea continua representa a la muestra Seyfert, mientras que la punteada a la de control

- La muestra y la contramuestra deben tener la misma distribución morfológica para no introducir un sesgo hacia galaxias con morfología espiral de tipo tardío.
- La distribución de corrimiento al rojo de las muestras de control debe ser la misma que la distribución de las Seyfert, para evitar sesgos hacia galaxias luminosas. Las galaxias Seyfert tienden a tener altos corrimientos al rojo, y a alto redshift sólo los objetos más brillantes son detectables. Al tomar en la contramuestra galaxias con la misma distribución de corrimiento al rojo, se asegura que las galaxias de la muestra control sean igualmente brillantes que las galaxias de la muestra.
- Es importante no igualar las distribuciones de magnitud absoluta porque las Seyfert son intrínsecamente más luminosas que las galaxias de campo. Si igualamos la distribución, sesgaríamos la contramuestra hacia galaxias más grandes y luminosas

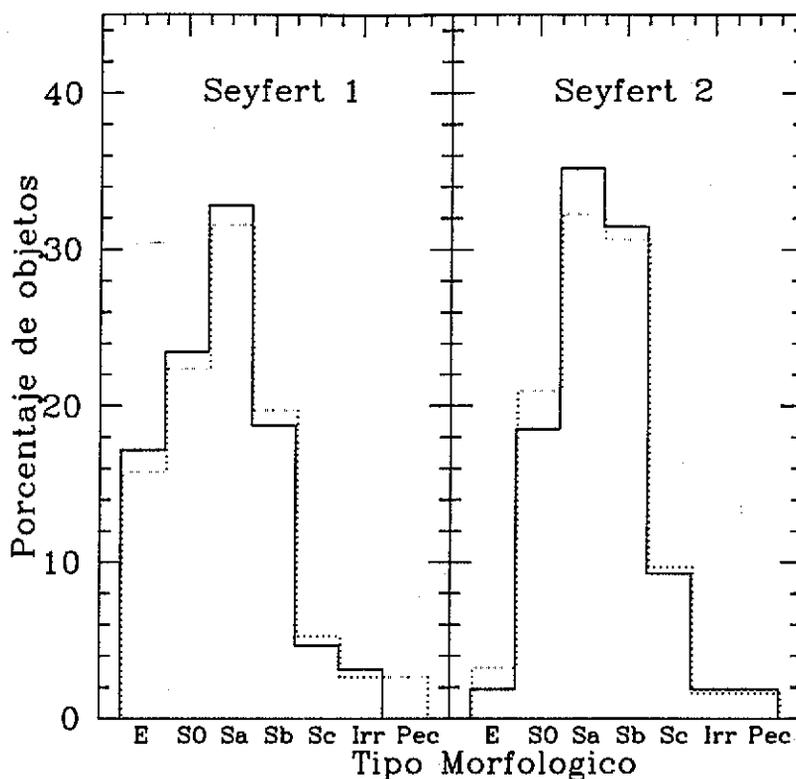


Figura 3.3: Distribución de tipo de Hubble para las galaxias Seyfert 2 y su contramuestra (panel derecho) y para las galaxias Seyfert 1 y su contramuestra (panel izquierdo). La línea continua representa a la muestra Seyfert, mientras que la punteada a la de control.

(Fuentes-Williams & Stocke 1988). Granato et al. (1993) y Kotilainen, Ward & Williger (1993) mostraron que la luminosidad del núcleo de una Seyfert 1 puede producir hasta el 90% de la luminosidad total de la galaxia. Una alternativa es igualar la distribución de las luminosidades de la galaxia que hospeda al núcleo, eliminando la luminosidad de éste mediante técnicas especializadas, con el fin de mantener lo más parecido posible las condiciones físicas de la muestra y contramuestra, pero si la interacción galáctica juega un papel importante en disparar la actividad nuclear, la galaxia huésped puede temporalmente ser más brillante debido a un aumento en la tasa de formación estelar en el disco galáctico, como lo muestra Schombert et al. (1990) y Laurikainen et al. (1993).

- Laurikainen et al. (1993) sugieren igualar las distribuciones de los diámetros, en vez de igualar las distribuciones de magnitud, ya que éstos no están influidos por

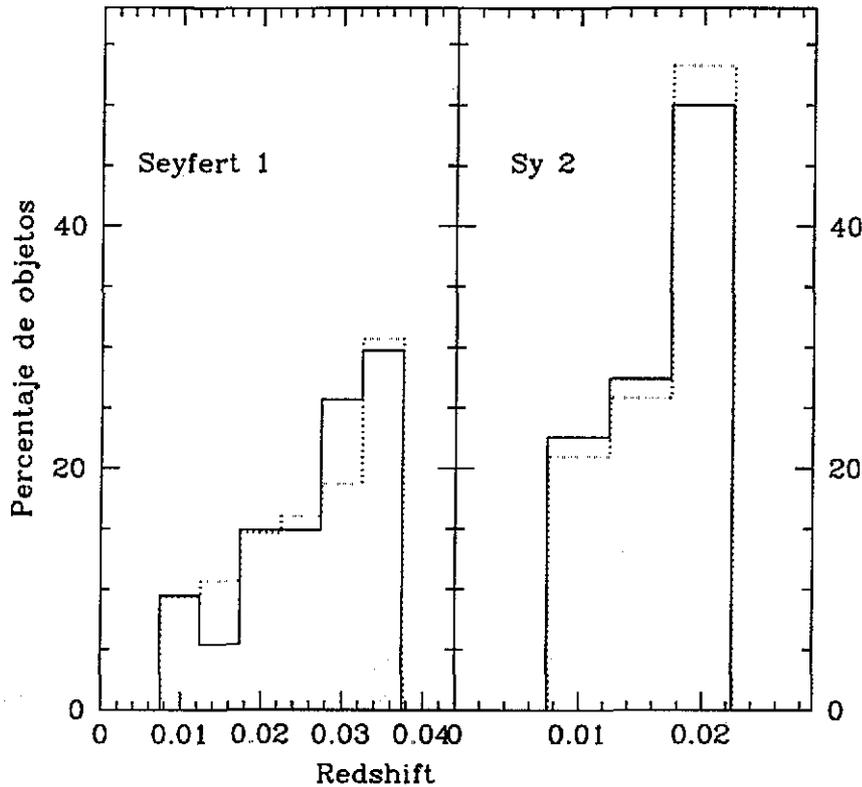


Figura 3.4: Distribución de corrimiento al rojo para las galaxias Seyfert 2 y su contramuestra (panel derecho) y para las galaxias Seyfert 1 y su contramuestra (panel izquierdo). La línea continua representa a la muestra Seyfert, mientras que la punteada a la de control.

la actividad nuclear. Otra ventaja de hacer esto es que, debido a que se toman los diámetros absolutos de las galaxias para la búsqueda de compañeras cercanas, se asegura que las áreas de búsqueda en promedio sean muy similares.

Aunque desde hace mucho tiempo se sabía que estas condiciones son necesarias para la comparación de cualquier tipo de medio ambiente (Osterbrock 1984), en trabajos previos no se vieron satisfechas debido a errores en la generación de las contramuestras, principalmente. Por ejemplo, moverse a la siguiente galaxia espiral cercana y de tamaño comparable a la Seyfert y tomarla como un objeto de comparación (procedimiento que se siguió en la mayoría de los trabajos) tiene una desventaja fundamental: si la galaxia Seyfert se encuentra en el centro de una región con densidad de galaxias mayor al promedio, moverse a la galaxia vecina significa un desplazamiento de al menos unos cuantos cientos de kpc hacia

regiones que, por ende, serán de menor densidad galáctica. Una menor densidad galáctica subestima la fracción de galaxias de la contramuestra en interacción, lo cual introduce un falso exceso de sistemas en interacción en las galaxias Seyfert.

Con el propósito de comparar los objetos de las muestras Seyfert con galaxias normales cuya única diferencia sea la actividad nuclear, se construyeron dos muestras de control tomando en cuenta las consideraciones para morfología, diámetro y corrimiento al rojo mencionadas anteriormente. Se construyeron dos contramuestras debido a las diferencias que hay en las condiciones físicas entre las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2, en las cuales se hizo énfasis en la sección anterior. La contramuestra de las Seyfert 1 consta de 73 objetos y la de las Seyfert 2 de 60. Es importante mencionar que las dos muestras de control comparten algunos objetos entre sí, por lo que no son independientes. Con el fin de facilitar la estadística y para que los resultados sean significativos, se tomó para cada contramuestra el mismo número de objetos que contiene la muestra con la cual se va a comparar.

Las contramuestras se construyeron a partir del catálogo completo de corrimientos al rojo CFA (Huchra et al. 1983, por sus siglas en inglés Center for Astrophysics) de la siguiente manera: primero se eliminaron las galaxias cuya proyección en el cielo estuviera en el plano de la muestra ( $|b_{ll}| \geq 45^\circ$ ) y las galaxias con corrimientos al rojo fuera de los límites establecidos para las Seyfert ( $0.007 \leq z \leq 0.035$  para Sy1 y  $0.007 \leq z \leq 0.020$  para Sy2). Utilizando un generador de números aleatorios, se escogieron al azar 1,000 objetos de un total de 10,000 y se hicieron las distribuciones de las condiciones físicas correspondientes. En general, las distribuciones eran muy similares a las de las Seyfert. De estos 1,000 objetos se eligieron las muestras de control utilizando nuevamente un método estocástico; y, de manera no aleatoria, se introdujo menos del 5% de objetos, con el fin igualar las distribuciones. Las contramuestras para Seyfert 1 y Seyfert 2 se presentan en las Tablas 3.4 y 3.5, respectivamente. Los datos presentados en las tablas fueron obtenidos del catálogo CFA y de NED. Las distribuciones de las condiciones físicas comparativas entre muestra y contramuestra se presentan en las Figs. 3.1, 3.2, 3.3, 3.4. Es importante mencionar que fue más difícil igualar las distribuciones de las condiciones físicas de las galaxias Seyfert 1 y su contramuestra que las distribuciones de las Seyfert 2 y su contramuestra. El fenómeno de actividad nuclear es menos intenso en las galaxias Seyfert 2 por lo que sus condiciones físicas son más parecidas a las condiciones de las galaxias normales. Las distribuciones de las Seyfert 1 y su contramuestra difieren ligeramente, pero no fue posible igualar mejor estas distribuciones y, al mismo tiempo, tener una contramuestra completa. Se consideró más importante dar prioridad a este último punto.

Las dos contramuestras están limitadas en volumen y al aplicarles la prueba  $V/V_{max}$  se obtiene el siguiente resultado:  $V/V_{max} = 0.4859$  para la contramuestra de las Seyfert 1 y  $V/V_{max} = 0.4668$  para la contramuestra de las Seyfert 2. Esto asegura uniformidad y

completitud en las muestras de control a un nivel estadístico del 97%.

### 3.3 Análisis

La estimación de galaxias proyectadas en el campo (compañeras ópticas) -es decir, galaxias que no se encuentran ligadas gravitacionalmente al objeto de estudio, sino que simplemente coinciden en la dirección del cielo en que se está observando- es uno de los puntos más delicados en los estudios de medio ambiente, pues tiene una repercusión directa sobre los resultados. La fracción de galaxias Seyfert con una o más compañeras físicas (es decir, galaxias ligadas gravitacionalmente al objeto) se calculó a partir de la diferencia entre la fracción de Seyferts que se observó con compañera y la fracción esperada de Seyferts con compañera óptica (ver cap. 2). Esta última fracción se derivó a partir de la probabilidad promedio de encontrar una o más compañeras ópticas dentro de un área de búsqueda dada y una distribución poissoniana, como fue explicado en el Capítulo 2. Una ventaja fundamental del presente trabajo, sobre estudios anteriores, es la determinación de la densidad galáctica  $\rho$ , que es necesaria para el calcular la fracción de Seyferts con compañera óptica. En otros trabajos (e. g. Dahari 1984, Salvato & Rafanelli 1997), se usaron las cuentas de Lick (Shane & Wirtanen, 1967) para calcular esta densidad, lo cual introduce sesgos importantes como se verá al final del capítulo. En este trabajo, la determinación de la densidad se llevó a cabo directamente a partir de las placas digitalizadas de Monte Palomar (DSS) usando el programa FOCAS (ver cap. 2). Es importante mencionar que, de acuerdo con la prueba no-paramétrica U de Mann-Whitney, las densidades galácticas promedio en un grado cuadrado alrededor de cada galaxia de estudio son *estadísticamente* iguales entre las muestras.

### 3.4 Resultados

#### 3.4.1 Compañeras Físicas dentro de un Radio Igual a Tres Diámetros Galácticos

Se identificaron todas las galaxias con al menos una compañera dentro de un radio igual a tres veces el diámetro de cada objeto ( $3D_s$ ). La búsqueda se realizó en el DSS con la ayuda de FOCAS, y se limitó a galaxias que pudieran ser diferenciadas de estrellas mediante la resolución de FOCAS (ver Cap. 2).



Tabla 3.1: Fracción de compañeras observadas, ópticas y físicas

Muestra	Num. de objetos	Objetos con compañera (%)			Nivel de confianza (%) <sup>1</sup>
		Observada	Óptica	Física	
Seyfert 1	72	39%	18%	21%	...
CM Sy1	72	40%	15%	25%	no signif.
Seyfert 2	60	70%	34%	36%	...
CM Sy2	60	42%	26%	16%	99.5%

<sup>1</sup> Nivel de confianza para la hipótesis de que la contramuestra es estadísticamente diferente de la muestra Seyfert respectiva.

**Seyfert 1** De las 72 galaxias Sy1,  $\approx 39\%$  presentó al menos una compañera dentro de  $3D_s$ . Por su parte, en  $\approx 40\%$  de la muestra de control construída para las Sy1, se encontró esta condición. El porcentaje de compañeras ópticas esperadas, derivado de la estadística de Poisson, es  $18\%$  para las Sy1 y  $15\%$  para la muestra control. Substrayendo la fracción de compañeras ópticas, obtenemos que  $\approx 21\%$  y  $\approx 25\%$  de las galaxias Sy1 y control, respectivamente, tienen compañeras físicas. Por lo tanto, a través de este método, no se encuentra *ninguna diferencia* estadística entre el medio ambiente de las galaxias Seyfert 1 y el de las galaxias no activas.

**Seyfert 2** De las 60 Seyfert de tipo 2,  $\approx 70\%$  presentó al menos una compañera en  $3D_s$  versus  $\approx 42\%$  de su muestra control. Los porcentajes de compañeras ópticas esperados de la estadística de Poisson son  $\approx 34\%$  y  $\approx 26\%$  para las Sy 2 y las galaxias de comparación, respectivamente. Esto significa que  $\approx 36\%$  de las Sy2 tiene compañeras físicas versus  $\approx 16\%$  de las galaxias control. Por lo tanto, con respecto a galaxias no activas, hay un exceso estadísticamente significativo (con un valor de confianza del  $99.5\%$  de acuerdo con una prueba  $\chi^2$ ) de galaxias Seyfert 2 en interacción.

Es importante señalar que tanto para las dos muestras de objetos activos, como para las dos contramuestras, la fracción de galaxias observadas con compañeras en el área de búsqueda es  $\approx 2$  veces mayor que el valor esperado de galaxias con compañeras ópticas (dada la estadística de Poisson). Esto, por sí solo, constituye un resultado de suma importancia (como será discutido en el siguiente apartado), y refleja una distribución marcadamente no poissoniana de galaxias en escalas  $\lesssim 100$  kpc. Los resultados se resumen en la Tabla 3.1.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

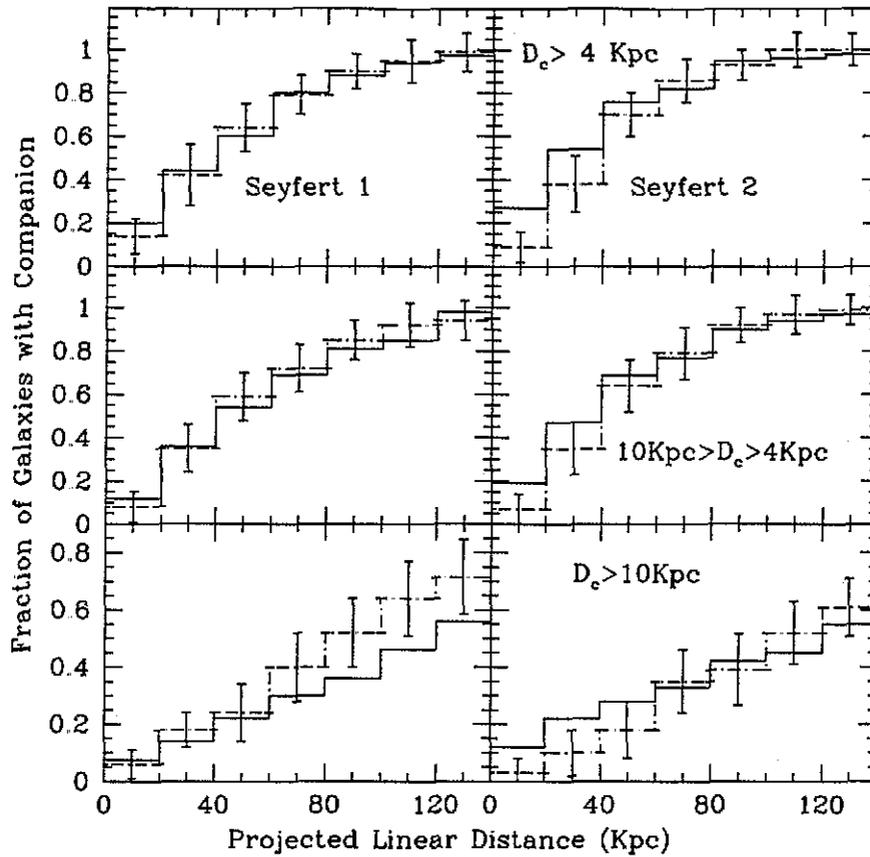


Figura 3.5: Distribución acumulativa de la distancia proyectada (en kpc) a la primera compañera para las galaxias Seyfert 2 y su contramuestra (paneles derechos) y para las galaxias Seyfert 1 y su contramuestra (paneles izquierdos). Los paneles superiores muestran todas las compañeras ( $D_c \geq 4$  kpc), los centrales compañeras pequeñas ( $4 \text{ kpc} \leq D_c \leq 10 \text{ kpc}$ ) y los paneles inferiores las compañeras brillantes ( $D_c \geq 10 \text{ kpc}$ ). La línea continua representa a la muestra Seyfert, mientras que la punteada a la de control. Las barras de error en la contramuestra están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

### 3.4.2 Distribución Acumulativa de la Compañera Observada más Cercana

La distribución acumulativa de la distancia lineal proyectada ( $D_c$ , en kpc) a la compañera más cercana se puede observar en la Fig 3.5. En las gráficas presentadas se muestra a las compañeras que satisficieron tres criterios de tamaño ( $D_c \geq 4$  kpc,  $4 \text{ kpc} \leq D_c \leq 10$  kpc y  $D_c \geq 10$  kpc). En este caso, no se hizo la corrección de compañeras ópticas. Las

compañeras fueron detectadas en el DSS, con la ayuda de FOCAS. Se tomaron en cuenta sólo aquellas compañeras con diámetros  $D_c \geq 4$  kpc (suponiendo un valor de  $H_0 = 75 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ; éste es el diámetro mínimo para el cual FOCAS puede diferenciar objetos puntuales de extendidos en el DSS a corrimientos al rojo de  $\approx 0.30$ ; ver cap 2). El radio de búsqueda en este caso fue de  $\lesssim 250$  kpc. Para galaxias sin compañeras dentro del área de búsqueda, 250 kpc se tomó como un límite inferior para la distancia real a la primera compañera. A 50 kpc de distancia lineal proyectada,  $\approx 48\%$  de las Sy1 y  $\approx 66\%$  de las Sy2 se encontraron con compañera ( $D_c \geq 4$  kpc); estas frecuencias son muy similares a las obtenidas en la búsqueda dentro de  $3D_s$ . En la figura, los paneles izquierdos muestran los resultados para las galaxias Seyfert de tipo 1 mientras que los derechos los muestran para las de tipo 2. Los paneles superiores muestran todas las compañeras detectadas ( $D_c \geq 4$  kpc). Los paneles centrales muestran a las compañeras cuyo diámetro proyectado se encuentra dentro del rango  $4\text{kpc} \lesssim D \lesssim 10\text{kpc}$ , mientras que los paneles inferiores muestran sólo a las compañeras grandes y brillantes ( $D_c \geq 10\text{kpc}$ ). Las gráficas están representadas por barras de 20 kpc en distancia, hasta una distancia límite de 140 kpc. No se muestra la distribución acumulativa de compañeras para distancias mayores a 140 kpc, debido a que más allá de este valor los resultados no cambian significativamente. Como la fracción de galaxias con  $D_c \geq 4$  kpc es aproximadamente 1 a esta distancia, esto nos indica que esta distribución está dominada por compañeras ópticas. Por otro lado, el hecho de que a distancias mayores a 140 kpc la distribución acumulativa de compañeras con diámetro  $D_c \geq 10$  kpc no siga aumentando de un valor terminal ( $\approx 60\%$ ), nos indica que la mayoría de estas compañeras tienen gran probabilidad de ser físicas. Las barras de error se fijaron en las columnas utilizando la técnica *bootstrap* de Efron & Tibshirani (1993). Para ello, se reconstruyeron al azar las muestras de las galaxias de control, en un número significativo de *pseudo* muestras de control (que en este caso fue de 3000), y se tomó una incertidumbre igual a dos veces la desviación estándar de la distribución acumulativa de compañeras de estas *pseudo* muestras.

Como se puede apreciar en la Fig. 3.5, en el caso de las Sy1 existe una diferencia estadísticamente marginal de compañeras pequeñas dentro de los primeros 20 kpc, y a distancias de  $\approx 100\text{kpc}$ , en el caso de compañeras grandes. El caso de las Sy2 es completamente distinto. Aunque se observa una diferencia de compañeras en los primeros 60 kpc para todas las galaxias ( $D_c \geq 4$  kpc), la diferencia disminuye en el rango  $4\text{kpc} \lesssim D \lesssim 10\text{kpc}$ , lo cual indica que la diferencia es producida principalmente por las galaxias grandes y brillantes, como se puede observar en el panel inferior derecho de la Fig. 3.5 (en donde se nota una diferencia estadísticamente significativa para compañeras con diámetro  $D_c \geq 10$  kpc, hasta una distancia de 60 kpc)

En resumen, los dos aspectos del medio ambiente que hemos considerado (compañeras físicas en  $3D_s$  y la distribución acumulativa de compañeras) muestran un exceso significativo de galaxias Seyfert 2 con compañeras, hasta una distancia proyectada de 60 kpc.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

mientras que ningún exceso fue detectado para las galaxias Seyfert de tipo 1. Así mismo, se encontró un exceso de compañeras tanto en las galaxias Seyfert, como en las galaxias de control, con respecto a lo que se esperaría de una distribución homogénea de Poisson.

### 3.5 Discusión

Todos los estudios de medio ambiente basados en la búsqueda de compañeras en el DSS (incluido por supuesto éste) tienen limitaciones impuestas por los datos: en las placas digitalizadas hay un sesgo en contra de galaxias de bajo brillo superficial, por un lado, y en contra de objetos compactos, por el otro (ver cap 2 para conocer más detalles). Las cosas fueron aún más complicadas en los estudios previos, debido a que la mayoría de los autores sólo aplicaron un área de búsqueda igual a  $3D_s$ , etiquetando a cada galaxia como "con" o "sin" compañera. Esto produjo que se ignorara el medio ambiente a distancias mayores de tres veces el diámetro galáctico y que se ignorara, por lo tanto, la riqueza y la complejidad de los campos alrededor de muchas galaxias Seyfert. Aunque un área de búsqueda igual a  $3D_s$  puede ser un buen indicador del entorno cercano, ésta área es variable de objeto a objeto, lo cual puede introducir un sesgo no controlado sobre los resultados (riesgo muy grave si no se iguala la distribución de diámetros entre muestra y contramuestra). Es necesario cotejar este tipo de análisis con otro que incluya distancias proyectadas absolutas (por ejemplo, la distribución acumulativa de compañeras). Además, aun los estudios más recientes se habían realizado "a ojo", es decir, sin la ayuda de un algoritmo computacional sobre las placas digitalizadas (e.g. Laurikainen et al 1994) o aún peor, se habían realizado sobre ampliaciones impresas de las placas (e.g. Rafanelli et al. 1995).

Las cuentas de Lick se han utilizado para estimar el número esperado de galaxias con compañeras ópticas, por efectos de alineamiento azaroso con galaxias de fondo. La probabilidad de este alineamiento, dentro de un área de búsqueda dada, se ha calculado suponiendo una distribución de Poisson. Sin embargo, como claramente lo muestra este estudio, la distribución de galaxias dentro de los primeros 100 kpc no puede ser considerada poissoniana: las galaxias de control muestran una fracción mucho más alta de compañeras (un factor de  $\approx 2$ ) de lo que se esperaría de una distribución de Poisson. Por lo tanto, el uso de las cuentas de Lick es totalmente inapropiado para calcular la fracción esperada de compañeras ópticas. Además, nuestro resultado brinda a-posteriori una justificación más sólida al método utilizado en este trabajo. El resultado es consistente con las observaciones que indican que, en muestras de galaxias perturbadas morfológicamente o en interacción (como la de Voronstov-Velyaminov), o en muestras de pares de galaxias (como la de Karachentzev), la fracción de núcleos Seyfert parece ser comparable o menor que la fracción esperada en galaxias de campo (ver Laurikainen et al 1995). Esto evidencia

que sólo una fracción de sistemas interactivos muestra características Seyfert. Por lo tanto, las interacciones gravitacionales pueden ser una condición suficiente para desencadenar actividad nuclear, pero claramente, no son una condición necesaria

### 3.6 Conclusiones

En este estudio, que como se ha mencionado anteriormente ofrece mayor rigor que los realizados con anterioridad, se confirma con un alto nivel de confianza un resultado que puede parecer francamente perturbador: las galaxias Seyfert de tipo 2 muestran un exceso de compañeras cercanas con respecto a galaxias no activas, mientras que las galaxias Seyfert de tipo 1 no lo presentan. Y si las Seyfert 1 no lo hacen, ¿qué se puede esperar de los cuásares? La evidencia acumulada hasta el día de hoy sobre cuásares hospedados en galaxias en interacción se basa en estudios realizados en no más de un puñado de objetos y dista mucho de ser estadísticamente significativa. Sin embargo, *todos* los estudios realizados (incluido éste) sobre medio ambiente sólo toman en cuenta un subconjunto pequeño del abanico de interacciones posible. Los estudios sólo son capaces de detectar encuentros cercanos no ligados y sistemas ligados, así como “mergers” en una etapa francamente inicial, en la cual las dos galaxias apenas se están fusionando y todavía son distinguibles como objetos separados. Las limitaciones intrínsecas de todos los estudios realizados pueden clasificar erróneamente como objetos aislados a los “mergers” evolucionados y a las galaxias en interacciones no ligadas con separaciones mayores a 120 kpc. Además, aún en trabajos como el presente, que utilizan algoritmos computacionales como un auxiliar para la identificación de compañeras, sólo es posible considerar compañeras con diámetros proyectados mayores a 4 kpc (a redshift 0.03) sin introducir un sesgo dependiente del corrimiento al rojo. Aunado a esto, la distribución de galaxias de diámetros menores está totalmente dominada por compañeras ópticas. Éstos son factores dignos de tomarse en cuenta al analizar los resultados

El papel que juegan las interacciones como inductores de actividad nuclear es un tema abierto y de suma complejidad. En particular, resulta muy difícil diferenciar entre el papel que las interacciones tienen en los brotes circumnucleares de formación estelar y el que tienen en “alimentar al monstruo”. (ver De Robertis, Yee & Yahoe 1998). En el capítulo 5, se tratará de dar respuesta a esta pregunta, analizando el medio ambiente de galaxias IRAS brillantes. Mientras tanto, sólo diremos que la respuesta de una galaxia a una perturbación no axisimétrica depende de la relación bulbo a disco y, por lo tanto, del tipo morfológico. Además, también es importante mencionar las dificultades encontradas en las simulaciones computacionales para que el material pierda su momento angular y penetre en el centro galáctico más allá de la resonancia interna de Linblad. Esto viene a colación, si recordamos que las galaxias Sy1 tienden a ser de tipo morfológico más temprano que las de tipo 2 (ver

Fig. 3.3; también Terlevich Melnick, & Moles 1987), y éstas, a su vez, tienden a ser más tempranas que los Starbursts.

La pregunta obligada dados los resultados del presente trabajo es si la diferencia de medio ambiente entre las galaxias Seyfert de tipo 1 y 2 contradice el esquema unificado para galaxias Seyfert. La respuesta es que sí, al menos en su forma más simple, en donde la diferencia única es la orientación. Sin embargo, una interpretación posible que puede "salvar" la idea de unificación es que las galaxias Seyfert de tipo 2 son núcleos de Seyfert 1 oscurecidos precisamente por los efectos de una interacción: la interacción violenta de una Seyfert 1 con una compañera de tamaño comparable puede incrementar la tasa de formación estelar global y puede acarrear cantidades importantes de gas molecular hacia el centro galáctico, oscureciendo la región de líneas anchas del núcleo activo. Sin embargo, si el escenario de un toro de material oscurecedor es válido, y si las fuentes son observadas en orientación arbitraria, entonces prácticamente todas las Sy2 en interacción deberían ser Sy1 oscurecidas. Para comprobar esta interpretación, se puede acudir a estudios de espectropolarimetría de galaxias Seyfert 2 en interacción, los cuales deberían revelar una región oculta de líneas anchas en este tipo de objetos. Tran (2001) realizó un estudio en galaxias Seyfert de tipo 2, con el fin de determinar cuales de estos objetos tienen una región de líneas anchas escondida (HBLR, del inglés hidden broad line region). Con el fin de probar la hipótesis planteada anteriormente, se analizaron los entornos cercanos de la muestra de Tran, y se comprobó que la fracción de HBLR Seyfert 2 con compañera es estadísticamente igual a la fracción de no-HBLR Seyfert 2 de la muestra de Tran, y que esta fracción es consistente con la encontrada en el presente trabajo. Esto claramente va en contra del modelo unificado. Un escenario alternativo al unificador fue propuesto por Dultzin-Hacyan (1995): la contribución de la radiación producida por material acregado por un agujero negro disminuye, mientras que la contribución de la radiación producida por brotes circumnucleares de formación estelar aumenta de las Seyfert de tipo 1 a las de tipo 2. Tipos intermedios de galaxias Seyfert pueden ser entendidos como distintos niveles de contribución de los procesos citados anteriormente. Si las interacciones tienden a producir brotes circumnucleares de formación estelar, más que actividad nuclear, el escenario anterior explicaría naturalmente por qué las Sy 2 tienen un exceso de compañeras, mientras que las 1 no. Estudios estadísticos de la emisión en multifrecuencias (Mass-Hesse et al. 1995; Dultzin-Hacyan & Ruano 1996), así como estudios de brotes circumnucleares de formación estelar en galaxias Seyfert (Cid Fernández et al. 2001 entre muchos otros) apoyan este escenario de manera independiente. Es importante señalar que los dos escenarios posibles mencionados con anterioridad (orientación o contribución de brotes de formación estelar) no son excluyentes, sino que, por el contrario, se complementan, debido a que las interacciones pueden ser responsables tanto del toro de material, como de la producción de brotes circumnucleares de formación estelar. Concluimos entonces que nuestro estudio no niega que algunas, tal vez la mayoría, de las galaxias Seyfert de tipo 2 sean objetos de tipo

Tabla 3.2: Muestra Seyfert 1

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1	D2	Tipo Morf
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
DC0003#66	00	03	10.9	-50	23	35	14.00	0.0330			E
MARK335	00	03	45.2	19	55	29	13.85	0.0250	0.3	0.3	Sb
0014-599	00	14	24.0	-59	56	00		0.0320			Sa
W7	00	36	56.1	-51	33	28	15.28	0.0290	2.8	0.6	Sa
0044-523A	00	44	47.0	-52	19	24	15.22	0.0271	0.9	0.6	Sa
0044-523B	00	44	47.0	-52	19	34	16.17	0.0270	1.2	0.4	SO/Sa
MARK359	01	24	50.3	18	55	12	14.22	0.0170	0.6	0.5	Sb
ESO354-G04	01	49	31.0	-36	26	06	14.40	0.0330	1.1	0.9	Sa
MARK590	02	12	00.4	00	59	57	13.81	0.0270	1.1	1.0	SO/Sa
MARK1400	02	17	34.6	07	58	36	15.27	0.0290	0.8		E SO
ESO545-G013	02	22	19.8	-19	22	09	15.33	0.0340	1.1	0.9	Sa
MARK1044	02	27	38.2	-09	13	11	14.29	0.0160	0.7	0.6	Sa
NGC1019	02	35	52.3	01	41	32	14.95	0.0240	1.0	0.9	Sa
MARK595	02	38	55.8	06	58	27	14.69	0.0280	0.8		E SO
I02578-110	02	57	48.5	-11	00	15		0.0320	0.8	0.4	S?
ESO31-G08	03	07	40.1	-73	01	29	14.98	0.0280	1.0	0.5	E
ESO548-G81	03	39	52.2	-21	24	10	13.68	0.0150	1.7	1.2	SO
NGC2782	09	10	53.8	40	19	16	13.45	0.0080	3.5	2.6	Sb
MS09428+0950	09	42	49.2	09	50	01	15.50	0.0130			SO
NGC3080	09	57	14.2	13	17	05		0.0350	0.9	0.8	Pec
NGC3516	10	14	54.0	21	56	18		0.0090	1.7	1.3	pec
PG1016+336	10	16	50.3	33	36	09	15.95	0.0240	0.3	0.3	S
MS11103+2210	11	10	19.5	22	10	54	16.59	0.0300			Sa
MARK732	11	11	13.5	09	51	33	14.00	0.0300	0.8	0.8	Sbc
M10 16.111	11	16	04.3	58	19	48	15.70	0.0270	0.3	0.2	Sb
MARK40	11	22	47.8	54	39	26	15.39	0.0200	1.3	0.2	E SO
MARK739A	11	33	52.7	21	52	22	14.08	0.0300	0.5	0.5	SO/Sa
M06 26.012	11	36	35.9	34	12	28	15.40	0.0330	0.6	0.5	Sa
1H1142-178	11	43	08.3	-18	10	37	14.29	0.0330	0.6		
1143+206	11	43	38.0	20	39	46	13.79	0.0288	2.1	1.3	Sc
MARK42	11	51	05.7	46	29	24	15.45	0.0240	0.5	0.4	E SO
MARK1310	11	58	40.7	-03	23	58	15.46	0.0190	0.5		Sa

D1 Eje Mayor

D2 Eje Menor

1 oscurecidos. Sin embargo, un escenario en el cual la orientación sea la *única* diferencia entre Sy2 y Sy1 no puede seguir sosteniéndose.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Tabla 3.2 cont.

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1 arcmin	D2 arcmin	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
UGC7064	12	02	10.3	31	27	20	14.01	0.0240	0.9	0.9	E/SO
MARK1469	12	13	38.7	51	06	10	14.48	0.0310	0.8	0.3	SO
NGC4235	12	14	36.7	07	28	09	13.60	0.0070	4.2	0.9	SO
MARK766	12	15	55.8	30	05	26	13.57	0.0120	1.0	0.8	
MARK50	12	20	50.7	02	57	22	15.17	0.0230	0.2	0.1	S
NGC4593	12	37	04.6	-05	04	11	10.70	0.0090	3.9	2.9	Sa
M-02.33.034	12	49	35.2	-13	08	36	14.03	0.0140	0.8		E/SO
HSZ10	13	10	28.0	-10	51	48	15.15	0.0340			Sa
IC4218	13	14	28.8	-01	59	53	14.73	0.0190	1.3	0.3	E
NGC5077	13	16	52.9	-12	23	38	12.85	0.0080	1.9	1.5	Sab
M-03.34.063	13	19	42.3	-16	27	53	13.90	0.0170	1.9	0.6	Sa
UM614	13	47	22.0	02	20	15	16.14	0.0330			Sb
MARK279	13	51	53.6	69	33	13	14.46	0.0310	0.9	0.5	Sbc
NGC5548	14	15	43.5	25	22	01	13.73	0.0170	1.4	1.3	E
MARK817	14	34	57.9	59	00	39	13.79	0.0330	0.6	0.6	Sb
MARK1388	14	48	23.0	22	56	24	16.00	0.0210	0.6		
MARK1494	14	59	13.8	10	37	01	15.50	0.0310			E/SO
IH1504--035	15	02	00.0	03	30	00		0.0200			S?
UGC9826	15	19	39.6	39	22	45	14.10	0.0290	1.1	0.7	SO
MARK1098	15	27	37.9	30	39	23		0.0350	0.3	0.2	Sb
NGC5940	15	28	51.3	07	37	38	14.90	0.0330	0.8	0.8	Sb
AKN479	15	33	32.8	14	40	57	14.70	0.0200	0.5	0.4	SO
MARK290	15	34	44.8	58	04	00	14.96	0.0300	0.5		Sc
I15438+2715	15	43	52.6	27	15	49	14.60	0.0310			Sb
MARK291	15	52	54.1	19	20	16		0.0350	0.3	0.2	E
MARK493	15	57	16.3	35	10	15	15.06	0.0310	1.1	1.1	SO
MARK871	16	06	15.5	12	27	44	14.94	0.0340	0.6	0.3	
NGC6104	16	14	40.1	35	49	50	14.10	0.0280	0.8	0.7	
MARK699	16	22	05.3	41	11	48	15.11	0.0340	0.2	0.2	Sab
NGC6212	16	41	41.9	39	53	56	15.00	0.0300	0.5	0.5	N
ESO325-G59	21	03	05.9	-49	25	11	14.70	0.0240	1.0	0.4	
IC5135	21	45	19.7	-35	11	04	13.87	0.0160	1.6	1.4	E?
NGC7172	21	59	07.3	-32	06	37	13.61	0.0080	2.5	1.4	Comp
NGC7214	22	06	17.1	-28	03	18	14.10	0.0230	2.2	1.4	Sa?

ESTA TESIS NO SALI  
DE LA BIBLIOTECA

Tabla 3 2 cont.

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1	D2	Tipo Morf
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
MARK915	22	34	07.3	-12	48	17	14.50	0.0250	1.0	0.3	
UGC12138	22	37	46.5	07	47	34	14.30	0.0250	0.8	0.7	
UGC12243	22	52	13.9	11	26	59	15.91	0.0280	1.0	0.3	
MARK1126	22	58	10.0	-13	11	15	14.33	0.0100	1.8	1.8	
NGC7469	23	00	44.4	08	36	16	13.04	0.0170	1.5	1.1	SO Sa
NGC7603	23	16	22.9	00	01	47	14.01	0.0290	1.5	1.0	SO Sa
2327-027	23	27	58.0	-02	44	20	15.00	0.0338	1.9	1.3	SO Sa
MARK543	23	59	52.5	03	04	27	14.68	0.0260	0.4	0.4	Sa
Promedio							14.59	0.0248	1.13	0.78	
Desv Est.							00.94	0.0081	0.83	0.55	

Tabla 3.3: Muestra Seyfert 2

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1 arcmin	D2 arcmin	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
MARK 938	00	08	33.4	-12	23	08	13.52	0.0190	2.2	0.8	pec
I 00160-0719	00	16	03.6	-07	19	28	14.10	0.0180			E:SO
0102-643	01	02	32.0	-64	23	24	14.88	0.0193	1.1	0.4	S?
ESO 296-G04	01	09	09.8	-38	20	56	14.12	0.0110	1.8	0.8	SO Sa
0111-329	01	11	48.0	-32	55	00	12.00	0.0117	2.3	0.5	Sb
NGC 454E	01	12	20.0	-55	39	42	13.58	0.0120			
F 294	01	13	47.0	-50	27	12	14.25	0.0170	1.2	0.9	Sa
0117-415	01	17	42.0	-41	30	00	14.43	0.0165			
UM 319	01	20	48.3	-02	14	15	14.95	0.0160	0.8	0.3	S?
NGC 526A	01	21	37.3	-35	19	34	14.60	0.0190	1.7	0.9	SO
ESO 353-G09	01	29	34.0	-33	22	36	13.70	0.0170	1.5	1.3	Sa
MARK 573	01	41	22.9	02	05	56	14.07	0.0170	1.3	1.3	SO
I 01475-0740	01	47	33.7	-07	40	36	15.62	0.0170			E:SO
UGC 1395	01	52	44.7	06	22	02	14.50	0.0170	1.3	1.0	Sb
IC 184	01	57	21.0	-07	04	55	14.10	0.0180	1.0	0.5	Sa
NGC 788	01	58	36.8	-07	03	24	12.76	0.0130	1.9	1.4	SO
0203-554	02	03	07.0	-55	27	18	15.99	0.0189	1.3	0.6	Scd
ESO 153-G20	02	04	20.5	-55	25	53	14.31	0.0200	1.6	1.0	Sab
IC 1816	02	29	48.0	-36	53	30	14.26	0.0170	1.4	1.2	Sab
IC 4859	02	46	58.0	-31	22	48	14.30	0.0200	1.3	0.7	Sbc
ESO 299-G20	02	47	36.0	-38	58	26	14.20	0.0170	1.6	0.8	Sa
NGC 1125	02	49	19.5	-16	51	22	13.13	0.0110	1.8	0.9	SO
ESO 417-G06	02	54	17.0	-32	23	12	14.30	0.0160	1.1	1.0	SO
NGC 1194	03	01	16.5	-01	17	53	14.18	0.0130	1.8	1.0	SO/a
NGC 1241	03	08	49.0	-09	06	36	12.70	0.0130	2.8	1.7	Sb
MARK 607	03	22	18.0	-03	13	03	14.00	0.0090	1.9	0.6	Sa
M -02 09 040	03	22	41.9	-12	29	00	15.00	0.0150	0.9	0.3	
ESO 116-G18	03	23	52.4	-60	54	47	14.15	0.0180	1.4	0.3	Sab
MARK 612	03	28	10.1	-03	18	28	12.70	0.0200	0.8	0.5	Sa
NGC 1358	03	31	10.8	-05	15	24	14.25	0.0130	2.6	2.0	Sa
ESO 202-G23	04	26	34.4	-48	01	23	13.05	0.0160	2.1	1.8	S
NGC 3660	11	21	00.1	-08	23	01	14.90	0.0110	2.7	2.2	Sbc
MARK 744	11	37	04.9	32	11	11	14.45	0.0100	2.2	1.3	Sa
1137+172	11	37	20.6	17	13	55	13.74	0.0101	0.3	0.2	
1143-185	11	43	12.0	-18	30	00	15.03	0.0193			

Tabla 3.3 cont.

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1	D2	Tipo Morf
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
NGC 4303	12	19	21.6	04	45	03		0.0050	5.6	1.3	Sb
NGC 4501	12	29	28.1	14	41	50	12.60	0.0070	6.9	3.7	Sb
1238-048	12	38	00.9	-04	52	00	13.18	0.0088	3.4	1.2	Sbc
1301-100	13	01	40.6	-10	04	24	12.50	0.0098	5.5	2.8	Sbc
1304+133	13	04	33.5	13	20	31	12.02	0.0091			
1319-164	13	19	42.3	-16	24	53	14.00	0.0162			S?
UGC 8621	13	35	28.4	39	24	31	14.20	0.0200	0.8	0.8	S
MARK 270	13	39	41.4	67	55	27	14.05	0.0090	1.1	1.0	SO
1345+343	13	45	04.4	34	23	57	14.50	0.0164	0.7	0.5	S
NGC 5347	13	51	04.9	33	44	11	12.70	0.0080	1.7	1.3	Sab
NGC 5427	14	00	48.5	-05	47	27	13.96	0.0090	2.8	2.4	Sc
I 14082--1347	14	08	16.6	13	47	33	15.20	0.0170			
NGC 5506	14	10	39.0	-02	58	26	14.38	0.0070	2.8	0.9	SO,sa
MARK 686	14	35	19.7	36	47	02	13.60	0.0140	1.5	1.1	Sb
NGC 5929	15	24	18.9	-41	50	41	14.00	0.0080	1.0	0.9	SO Sa
NGC 5953	15	32	13.2	15	21	40	13.10	0.0070	1.6	1.3	Sa
IC 4553	15	32	46.9	23	40	08	14.40	0.0180	1.5	1.2	S?
2157-133	21	44	25.3	-35	36	00	14.00	0.0182	1.7	0.9	Sab
IC 1417	21	57	38.9	-13	23	23	14.00	0.0180	1.4	0.4	Sab
ESO 108-G10	22	00	40.8	-66	21	21	15.80	0.0100	0.5	0.3	Irr
IC 5169	22	07	13.0	-36	20	06	14.27	0.0100	1.9	0.8	Sa
NGC 7378	22	45	17.9	-12	05	00	13.00	0.0090	1.4	0.9	Sab?
NGC 7479	23	02	26.4	12	03	11	13.88	0.0070	3.3	3.0	Sb
NGC 7672	23	24	59.8	12	06	35	14.21	0.0130	1.2	0.9	Sb
NGC 7682	23	26	30.7	03	15	28	14.30	0.0170	1.2	1.1	Sab
NGC 7743	23	41	48.5	09	39	18	13.28	0.0070	3.0	2.6	E/So
Promedio							13.98	0.0138	1.89	1.12	
Desv Est							00.85	0.0044	1.24	0.73	

TESIS CON  
 FALLA DE ORIGEN

Tabla 3.4: Contramuestra Seyfert 1

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1	D2	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
1020+1306C	10	20	49.7	13	06	36	16.40	0.0315	1.2	1.0	E
1023+1358B	10	23	08.2	13	58	57	15.50	0.0316	0.8	0.8	E
A0007-3703	00	07	35.1	-37	03	16	14.80	0.0230	0.3	0.2	E
A0007-3756	00	07	06.9	-37	56	35	15.20	0.0292	0.5	0.5	E
A0243-1745	02	43	09.9	-17	45	10	15.42	0.0295	0.9	0.8	F
N6051	16	02	49.0	24	03	57	14.90	0.0320	1.3	0.9	E
N1595	04	26	56.0	-47	55	30	13.40	0.0158	1.3	0.9	E
A0240-1238A	02	40	14.3	-12	38	00	14.50	0.0143			E
I1860	02	47	28.0	-31	23	48	12.43	0.0232	1.7	1.2	E
N7365	22	42	28.0	-20	12	53		0.0104	1.5	1.0	E
A0258-1105	02	58	46.8	-11	05	52	15.30	0.0309			E, S0
15565+2745	15	56	30.0	27	45	00	15.20	0.0313			S0
A0046-1259	00	46	04.8	-12	59	18	14.00	0.0214	0.9	0.6	S0
A0229-5808	02	29	41.0	-58	08	18		0.0320	1.1	0.8	S0
A0255+0528	02	55	52.0	05	28	10	16.00	0.0232			S0
A1237-2017	12	37	57.0	-20	17	12		0.0284	0.7	0.6	S0
A1255+2751	12	55	32.3	27	51	24	16.72	0.0164			S0
A2159-2244	21	59	06.0	-22	44	00		0.0178	1.0	0.5	S0
A2236-2646	22	36	31.0	-26	46	17		0.0273	1.7	1.0	S0
A2328-2756	23	28	17.0	-27	56	47		0.0278	0.8	0.7	S0
I1796	02	20	48.0	-41	35	54		0.0169	1.9	1.0	S0
N7744	23	42	21.0	-43	11	18		0.0102	2.2	1.7	S0
N5794	14	54	06.0	49	56	00	14.50	0.0140	1.0	1.0	S0
1037-0026	10	37	09.3	90	26	50		0.0270			S0/a
11123-0234	11	12	17.0	-02	34	18	14.90	0.0275	1.4	1.2	S0/a
I1141	15	47	30.0	12	33	00	14.50	0.0149	0.5	0.5	S0/a
I2480	09	25	24.0	29	56	00	15.50	0.0271			S0/a
I4580	15	41	06.0	28	31	00	15.40	0.0319			S0/a
N3875	11	43	12.0	20	02	00	14.80	0.0236			S0/a
01260-0159	01	26	04.0	-01	59	24	15.10	0.0208			Sa
02049+0152	02	04	50.4	01	52	44	15.50	0.0240	0.3	0.3	Sa
11254+2740	11	25	24.0	27	40	00	15.10	0.0319	0.8	0.6	Sa
12134+2743	12	13	27.5	27	43	12	15.30	0.0255	1.3	0.6	Sa

Tabla 3.4 cont.

A0219-4213	02	19	13.0	-42	13	48		0.0162	1.3	0.5	Sa
A0247-3858	02	47	36.0	-38	58	36	13.80	0.0167	1.6	0.8	Sa
A0427-6242	04	27	11.0	-62	42	05		0.0189	1.5	1.2	Sa
A2256-2547	22	56	19.0	-25	47	47		0.0303	1.4	1.2	Sa
A2332-4629	23	32	01.0	-46	29	00	14.48	0.0103	0.9	0.4	Sa
I 777	12	16	54.0	28	35	00	14.50	0.0084	1.2	0.7	Sa
I2068	04	25	01.0	-42	12	30	13.00	0.0150	1.2	0.8	Sa
I3063	12	123	03.0	12	17	42	14.90	0.0079	1.0	0.5	Sa
N 424	01	09	09.8	-38	20	56	14.80	0.0117	1.8	0.8	Sa
N4470	12	27	06.0	08	06	00	12.90	0.0079	1.3	0.9	Sa
N4686	12	44	24.0	54	49	00	13.70	0.0167	2.0	0.6	Sa
09206+2458	09	20	41.4	24	58	43	14.90	0.0253	1.0	0.4	Sab
12316-0005	12	31	36.0	00	05	00	14.80	0.0225	1.0	0.9	Sab
I 628	10	35	00.0	05	51	00	14.80	0.0239	0.9	0.7	Sab
I3582	12	34	01.7	26	28	31	14.30	0.0238	0.4	0.2	Sab
I4427	14	24	42.0	27	06	00	15.40	0.0299	0.8	0.3	Sab
A0003-3613	00	03	08.7	-36	13	46	14.90	0.0311	1.1	1.0	Sb
03353+1204	03	35	18.0	12	04	00	17.00	0.0214	0.9	0.6	Sb
14287+0531	14	28	42.5	05	31	37	15.20	0.0275	1.0	0.4	Sb
15592+3644	15	59	11.4	36	43	49	15.60	0.0313	0.9	0.3	Sb
16274+4124	16	27	20.6	41	23	34	14.80	0.0318	1.0	0.9	Sb
A0043-2053	00	43	28.3	-20	53	01	15.50	0.0137	0.9	0.7	Sb
A0122-3732	01	22	57.3	-37	32	55	15.70	0.0311	0.5	0.4	Sb
A2236-1955	22	36	23.7	-19	55	25	15.10	0.0314	1.3	0.4	Sb
A2354-2919	23	54	54.0	-29	19	30		0.0293	1.7	0.9	Sb
N4156	12	08	18.2	39	45	03	14.28	0.0224	1.4	1.1	Sb
02050+0156N	02	05	02.9	01	57	11	16.50	0.0208	0.6	0.3	Sbc
15447+3110	15	44	44.6	31	09	53	15.30	0.0310	1.2	1.1	Sbc
N7537	23	12	00.0	04	14	00	14.13	0.0088	2.2	0.6	Sbc
00331+0843	00	33	06.0	08	43	00	15.60	0.0169	1.2	0.4	Sc
A0145-1657	01	45	24.0	-16	57	00	14.00	0.0174	1.2	0.8	Sc
01201+1902	01	20	06.0	19	02	00	15.60	0.0312	1.0	0.4	Scd
1558+6522	15	58	39.0	65	22	26	16.20	0.0318	0.3	0.3	Irr
A0037-2020	00	37	35.5	-20	20	16	15.20	0.0132			Pec
A0007-3756	00	07	06.9	-37	56	35	15.20	0.0292	0.5	0.5	E
I4580	15	41	06.0	28	31	00	15.40	0.0319			SO/a
A2132-2029	21	32	13.0	-20	29	12		0.0283	0.7	0.2	Sa
1558+6522	15	58	39.0	65	22	26	16.20	0.0318	0.3	0.3	Irr
A2055-3939	20	55	47.0	-39	39	23	14.30	0.0311	1.7		Sc
N4789	12	51	54.8	27	20	18	13.57	0.0278	1.9		SO
A2256-2547	22	56	19.0	-25	47	47		0.0303			Sa
A2115-4513	21	15	24.0	-45	13	06	14.05	0.0306			Sa
Promedio							14.91	0.0234	1.11	0.69	
Desv Est							00.87	0.0076	0.47	0.32	

Tabla 3.5: Contramuestra Seyfert 2

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1 arcmin	D2 arcmin	Tipo Morf
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
N 47	00	11	51.0	-07	27	00	13.0	0.0191	2.2	2.1	Sbc
00331-0843	00	33	06.0	08	43	00	15.60	0.0169	1.2	0.4	Sc
N 182	00	35	36.0	02	27	00	13.51	0.0175	2.0	1.7	Sa
A0043-2053	00	43	28.3	-20	53	01	15.50	0.0137	0.9	0.7	Sb
N 259	00	45	30.4	-03	02	00	14.10	0.0136	2.8	0.6	Sab
N 424	01	09	09.8	-38	20	56	14.80	0.0117	1.8	0.8	Sa
A0121-5656	01	21	32.0	-56	56	54	14.00	0.0175	1.2	0.7	Sb
N 521	01	22	00.0	01	28	00	12.75	0.0167	3.2	2.9	Sbc
I 154	01	42	36.0	10	24	00	14.80	0.0185	1.4	0.2	Sb
A0145-1657	01	45	24.0	-16	57	00	14.00	0.0174	1.2	0.8	Sc
A0200-4302	02	00	35.0	-43	02	12		0.0186	1.3	0.6	Sa
A0211-3958	02	11	35.0	-39	58	30	14.21	0.0175	1.5	0.3	Sab
A0219-4213	02	19	13.0	-42	13	48		0.0162	1.3	0.5	Sa
I1796	02	20	48.0	-41	35	54		0.0169	1.9	1.0	S0
A0240-1238A	02	40	14.3	-12	38	00	14.50	0.0143	0.2	0.9	E
A0247-3858	02	47	36.0	-38	58	36	13.80	0.0167	1.6	0.8	Sa
N1393	03	36	23.0	-18	35	24	14.00	0.0073	1.9	1.3	S0
N1571	04	20	30.0	-43	44	41	13.19	0.0147	2.0	1.5	S0
I2068	04	25	01.0	-42	12	30	13.00	0.0150	1.2	0.8	Sa
A0427-6242	04	27	11.0	-62	42	05		0.0189	1.5	1.2	Sa
I2429	09	00	42.0	29	29	00	15.20	0.0100	0.4	0.2	Sb
I 552	09	38	36.0	10	52	00	14.50	0.0194	1.0	0.6	S0
N3053	09	52	48.0	16	40	00	13.70	0.0124	1.8	0.9	Sa
10503-0754	10	50	13.0	07	53	13	18.00	0.0113	1.4	1.3	Pec
N3869	11	43	12.0	11	06	00	13.50	0.0101	1.9	0.5	Sa
I3063	12	12	33.0	12	17	42	14.90	0.0079	1.0	0.5	Sa
I 777	12	16	54.0	28	35	00	14.50	0.0084	1.2	0.7	Sa
N4403	12	23	42.0	-07	25	00		0.0173	1.9	0.6	Sb
A1224-2254	12	24	34.7	-22	54	08		0.0197	1.2	0.8	S0
N4444	12	25	54.0	-42	59	00		0.0096	2.5	2.3	Sb
N4470	12	27	06.0	08	06	00	12.90	0.0079	1.3	0.9	Sa
N4615	12	39	06.0	26	20	00	13.80	0.0157	1.6	0.7	Sc
I3726	12	42	20.4	40	57	03	15.60	0.0170	1.4	0.3	Sc
N4686	12	44	24.0	54	49	00	13.70	0.0167	2.0	0.6	Sa
N4902	12	58	24.0	-14	15	00	11.86	0.0088	3.0	2.7	Sb
A1320-1921	13	20	37.0	-19	21	30	14.80	0.0167	1.3	0.8	S0/Sa
N5142	13	22	48.0	36	40	00	14.00	0.0176	1.0	0.7	S0/Sa

Tabla 3 5 cont.

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1 arcmin	D2 arcmin	Tipo Morf
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
13372+3134	13	37	12.0	31	34	00	15.50	0.0161	0.5	0.2	S
13456+3759	13	45	38.1	38	00	06	15.40	0.0184			Sb
N5337	13	50	18.0	39	56	00	13.40	0.0073	1.7	0.8	S0 Sa
N5417	13	59	42.0	08	17	00	13.80	0.0161	1.5	0.6	Sa
N5418	13	59	48.0	07	56	00	14.40	0.0151	1.1	0.5	Sb
A1409-8732	14	09	23.5	-87	32	29		0.0077	3.0	0.7	Sb
14536+2455	14	53	39.9	24	55	20	16.00	0.0162	1.6	0.2	Sb
N5794	14	54	06.0	49	56	00	14.50	0.0140	1.0	1.0	S
A1501-1032	15	01	18.0	-10	32	00		0.0082	1.3	0.2	S0 Sa
15032+2353	15	03	14.9	23	52	53	15.70	0.0162	1.0	0.5	In
A1515-3819	15	15	10.0	-38	19	30		0.0151	2.5	0.5	Sb
N5936	15	27	42.0	13	10	00	13.41	0.0133	1.4	1.3	Sb
15473+2049	15	47	19.9	20	47	49	15.70	0.0160	1.1	0.8	Sb
I1141	15	47	30.0	12	33	00	14.50	0.0149	0.5	0.5	S0 Sa
N6030	15	59	36.5	18	05	45	14.50	0.0150	1.1	0.8	S0 Sa
A2051-4416	20	51	00.0	-44	1618	13	13.19	0.0179	2.1	1.7	S0 Sa
N7075	21	28	26.0	-38	50	18	13.45	0.0180	1.2	0.9	E S0
A2159-2244	21	59	06.0	-22	44	00		0.0178	1.0	0.5	S0
N7267	22	21	30.0	-33	56	48	13.77	0.0112	1.6	0.3	Sa
A2231-2257	22	31	48.0	-22	57	06		0.0188	1.4	0.5	Sb
I5269A	22	53	09.2	-36	36	58	14.19	0.0096	1.3	1.0	Sc
N7537	23	12	00.0	04	14	00	14.13	0.0088	2.2	0.6	Sbc
N7653	23	22	18.0	15	00	00	13.80	0.0142	1.6	1.4	Sb
N7744	23	42	21.0	-43	11	18		0.0102	2.2	1.7	S0
Promedio							14.36	0.0144	1.54	0.87	
Desv Est.							01.01	0.0037	0.62	0.58	

## Capítulo 4

# Galaxias Anfitrión y Entorno Circumgaláctico de Núcleos Activos de Galaxias “Narrow Line” Seyfert 1

(El contenido de este Capítulo se encuentra publicado en el artículo “Host Galaxies and Circum-Galactic Environment of “Narrow Line” Seyfert 1 Nuclei.” Krongold, Y.; Dultzin-Hacyan, D.; Marziani, P. , AJ, 121, 702, 2001)

Dultzin-Hacyan et al. (1999a, 1999b, ver Cap. 3) estudiaron los entornos de las galaxias Seyfert y encontraron una diferencia altamente significativa entre las galaxias Seyfert 2 y las galaxias Seyfert 1: los objetos Seyfert 2 muestran un exceso de compañeras brillantes con respecto a muestras de control adecuadamente elegidas, mientras que los objetos Seyfert 1 no lo presentan (resultados similares fueron obtenidos por Laurikainen & Salo 1995 y de Robertis, Yee & Yahoe 1998). Dados estos resultados, con este estudio intentamos definir la relación existente entre NLSy1 y Seyfert 1, Seyfert 2 y galaxias no activas, mediante el estudio de su morfología y sus entornos circumgalácticos.

### 4.1 Selección de la Muestra

#### 4.1.1 Muestra de NLSy1

La muestra de galaxias NLSy1 fue compilada del catálogo de Véron-Cetty & Véron (1998), con todos los AGN clasificados como “Sy1n”, es decir, todos los que satisfacen el criterio

definitorio  $\text{FWHM}(\text{H}\beta_{BC}) \leq 2000 \text{ Km s}^{-1}$  (Osterbrock 1987). Se tomaron en cuenta sólo las galaxias con latitud galáctica  $|b_{ll}| \geq 30^\circ$  para evitar el plano galáctico, en el que un sesgo en la detección de compañeras se espera debido tanto a la absorción como al apiñamiento de objetos. Posteriormente, restringimos nuestra selección a una muestra limitada en volumen (se tomó el siguiente rango de corrimiento al rojo:  $0.01 \leq z \leq 0.061$ ). Una prueba  $V/V_{max}$  (Schmidt 1968) arroja un valor de  $0.41 \pm 0.055$  (rms). El límite inferior en  $z$  (0.01) fue elegido para evitar objetos con un tamaño angular muy grande, mientras que el superior (0.061) fue establecido para incluir el mayor número de objetos y, al mismo tiempo, evitar tamaños angulares muy pequeños, especialmente para las compañeras que podían confundirse con estrellas (ver Cap. 2). Para una explicación más detallada de los criterios listados anteriormente, así como de la prueba  $V/V_{max}$  ver el cap 3. Con estas restricciones, nuestra muestra de NLSy1 constó de 27 objetos. En la Tabla 4.2 se presenta la muestra con los siguientes datos para cada objeto (obtenidos del catálogo de Veron-Cetty & Veron y de NED): posición en coordenadas ecuatoriales (1950), magnitud aparente, corrimiento al rojo, diámetros aparentes mayor y menor en minutos de arco y tipo morfológico. En los casos en los que el tipo morfológico no se encontró en la literatura, éste fue determinado “a ojo” directamente de las placas digitalizadas. La distribución de magnitud, tipo morfológico, corrimiento al rojo y diámetro real se presentan en las Figuras 4.1, 4.2, 4.3 y 4.7 respectivamente.

#### 4.1.2 Muestras de Control

Como fue enfatizado por Dultzin-Hacyan et al. (1999b) (ver Cap. 3), uno de los puntos principales cuando se comparan los entornos de galaxias AGN con aquellos de galaxias no activas es la definición adecuada de muestras de control que concuerden con el grupo AGN en todos aspectos, a excepción de su actividad nuclear (ver Cap. 3). Las muestras de control para este trabajo se obtuvieron de una lista de más de 10 mil objetos del catálogo CfA (Huchra, Davis y Latham 1983). Primero intentamos generar una muestra de control al azar, casando las distribuciones de morfología, corrimiento al rojo y diámetro, pero debido a que la distribución del diámetro de las NLSy1 presentó un marcado sesgo hacia objetos intrínsecamente pequeños (ver Fig. 4.7), la selección de esta muestra de control (de ahora en adelante CM-I) no pudo constituirse como un proceso aleatorio. Objeto por objeto, casamos la distribución del diámetro, la morfología y el corrimiento al rojo. Este procedimiento evita un sesgo, como el de encontrar los objetos mayores en la muestra de control a corrimientos al rojo más elevados. Con el fin de tener una muestra aleatoria, decidimos construir una segunda muestra de control casando sólo las distribuciones de morfología y corrimiento al rojo (de ahora en adelante CM-II). La CM-II (aleatoria) consiste en 27 objetos (número total de objetos igual al número en la muestra de NLSy1) y la CM-I (no aleatoria) en 55 objetos ( $\approx 2$  veces el tamaño de la muestra de NLSy1 para reducir fluc-

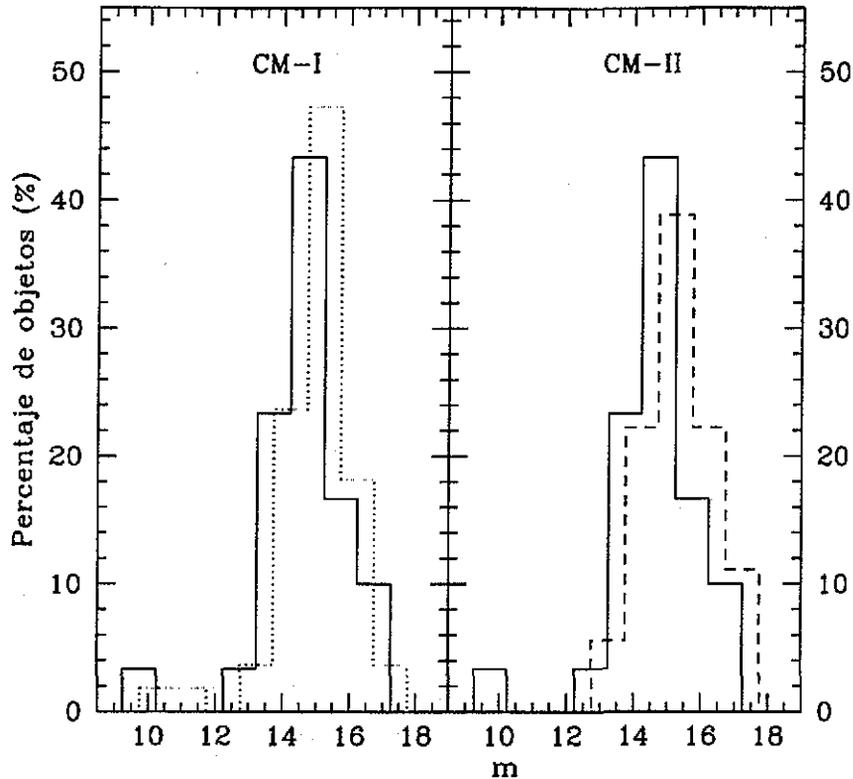


Figura 4.1: Distribución de magnitud aparente para las galaxias NLSy1 y sus contramuestras. La línea continua representa a la muestra Seyfert, mientras que la punteada a la CM-I (panel izquierdo) y la cortada a la CM-II (panel derecho)

tuaciones debidas a la estadística de números pequeños). En ninguna muestra de control se usó la magnitud absoluta, porque esto introduciría un sesgo hacia objetos intrínsecamente más luminosos. La razón entre la luminosidad del núcleo y la luminosidad de la galaxia que lo hospeda es altamente variable de objeto a objeto y puede ser del orden de la unidad, especialmente en aquellas NLSy1 de apariencia compacta (ver Fig. 4.1). Casar la luminosidad parcialmente no estelar de las NLSy1 con la luminosidad completamente estelar de las galaxias no activas puede producir una sobrestimación del número de compañeras en la muestra de control, puesto que las galaxias intrínsecamente más luminosas se encuentran en medios ambiente más ricos, por ejemplo, el centro de cúmulos galácticos. Las contramuestras se presentan en las Tablas 4.3 y 4.4, respectivamente. Los datos presentados en las tablas fueron obtenidos del catálogo CFA y de NED. Las distribuciones de las condiciones físicas comparativas entre la muestra de NLSy1 y las contramuestras se

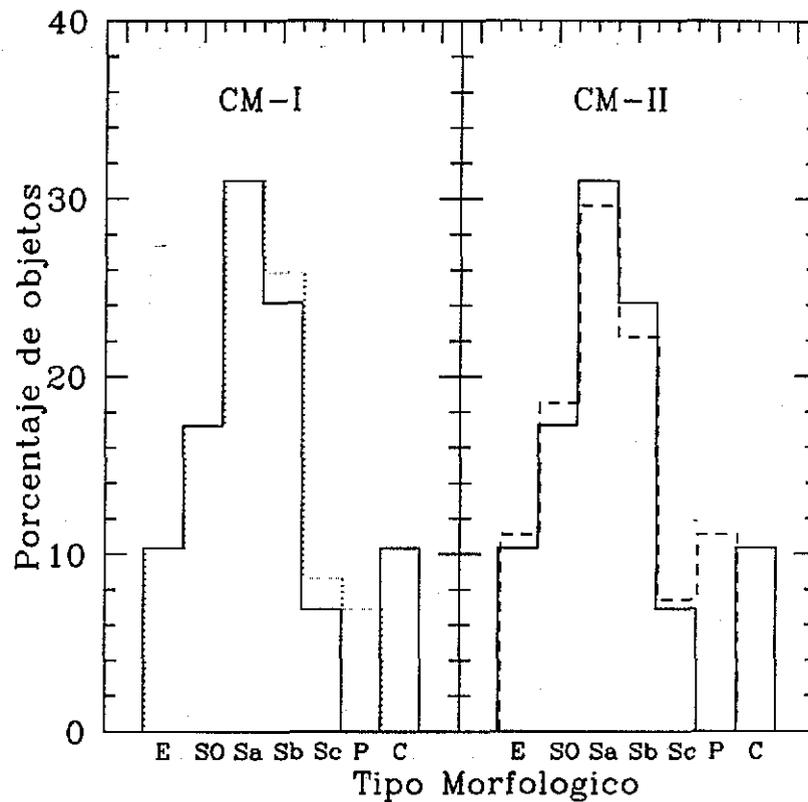


Figura 4.2: Distribución de tipo de Hubble para las galaxias NLSy1 y sus contramuestras. La línea continua representa a la muestra Seyfert, mientras que la punteada a la CM-I (panel izquierdo) y la cortada a la CM-II (panel derecho)

presentan en las Figs 4.1, 4.2 y 4.3.

## 4.2 Análisis

### 4.2.1 Clasificación Morfológica y Mediciones de Diámetro de Galaxias NLSy1

La distribución morfológica de las muestras se estableció utilizando la base de datos NASA IPAC (NED, por sus siglas en inglés Nasa Extragalactic Database). Los diámetros fueron recabados como los diámetros estándar  $D_{25}$  del tercer catálogo de galaxias brillantes

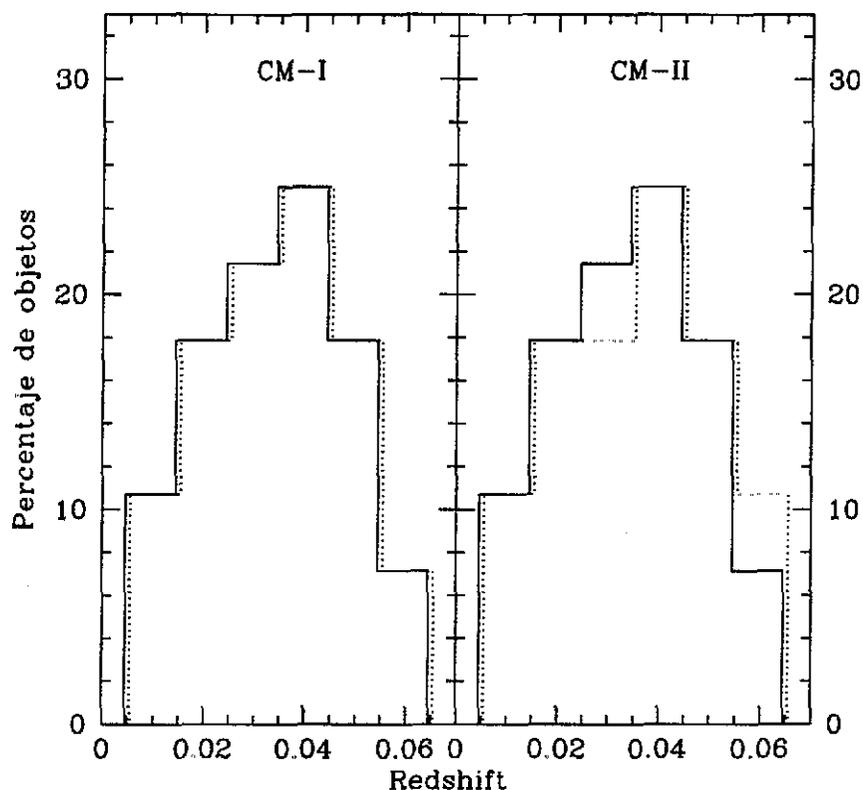


Figura 4.3: Distribución de corrimiento al rojo para las galaxias NLSy1 y sus contramuestras. La línea continua representa a la muestra Seyfert, mientras que la punteada a la CM-I (panel izquierdo) y la cortada a la CM-II (panel derecho)

(Third Reference Catalogue of Bright Galaxies RC3, de Vaucouleurs et al. 1991) y medidos como diámetros isofotales hasta la 22ava magnitud isofotal en el Digitized Sky Survey (DSS). Para realizar estas mediciones se utilizó la tarea ELLIPSE del paquete IRAF. La calibración fotométrica para el DSS, disponible públicamente, se utilizó para realizar el estudio. Una extrapolación lineal a la 22ava magnitud se aplicó a la relación magnitud-log de la densidad fotográfica (ver el cap. 2, o para una explicación más amplia, ver Capaccioli, Held y Nieto (1987) y referencias citadas ahí para conocer más sobre métodos estándar de fotometría fotográfica). La determinación del diámetro isofotal se deriva del reconocimiento a posteriori de una importante diferencia -en lo que a la distribución del diámetro respecta (ver 4.7)- entre las galaxias NLSy1 y las Seyfert 1. El valor de la magnitud isofotal,  $\approx 22$  mag arcsec $^{-2}$  se estableció en función de las propiedades del DSS (ver cap 2).

### 4.2.2 Identificación de las Compañeras en el Entorno de las Galaxias NLSy1

La búsqueda se realizó automáticamente en el DSS con la última versión (1998) de FOCAS (Faint Object Classification and Analysis System; Jarvis & Tyson 1981) y se limitó a las compañeras de galaxias que pudieran ser distinguidas -sin ambigüedad alguna- de estrellas, mediante el algoritmo de FOCAS. FOCAS puede clasificar como galaxia o estrella a un objeto, sólo si su tamaño es mayor que 4 píxeles. Puesto que la escala de las placas del DSS es  $\approx 1.7$  arcsec, el tamaño angular mínimo al que FOCAS es capaz de clasificar objetos en el DSS es  $\approx 7$  arcsec. Por lo tanto, buscamos galaxias compañeras de diámetros  $D_C \geq 8$  kpc, puesto que ése es el diámetro límite que puede resolverse en el DSS mediante observación o algoritmo computacional, a un corrimiento al rojo  $z \approx 0.060$  (suponiendo  $H_0 = 75 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ). Para más detalles ver la explicación detallada realizada en el Cap 2.

El cálculo de la contaminación de galaxias de primer plano/segundo plano (compañeras ópticas) en estudios de entornos es tan importante como la selección adecuada de las muestras de control. La probabilidad de encontrar una o más compañeras ópticas (es decir, en el segundo plano o en el primer plano y no físicamente asociadas con la galaxia bajo escrutinio) dentro de un radio de búsqueda dado fue derivada de la distribución de Poisson, como se explica en el Cap 2, y sigue la relación

$$P = 1 - e^{-\rho a} \quad (4.1)$$

en donde  $\rho$  es la densidad media alrededor del objeto y  $a$  es el área subtendida por el radio de búsqueda. Podemos definir la fracción de galaxias con compañeras ópticas  $f_{opt}$  como la probabilidad media  $\langle P \rangle$  sobre la muestra. La fracción de NLSy1 con compañeras físicas  $f_{fis}$  es la fracción con compañeras observadas  $f_{obs}$ , disminuida por la fracción de galaxias con una compañera óptica, a saber,

$$f_{fis} = f_{obs} - f_{opt}.$$

La determinación de la densidad numérica  $\rho$  que va en la fórmula para el número predicho de galaxias de primer/segundo plano por área unitaria se hizo directamente a partir de las placas del DSS, utilizando FOCAS para contar galaxias en regiones de  $1 \text{ grado}^2$  alrededor de cada galaxia en nuestras muestras. Un punto importante de tomarse en cuenta es que de acuerdo con la prueba no paramétrica U de Mann-Whitney, las densidades de las muestras de NLSy1, CM-I y CM-II son estadísticamente indistinguibles. Esto garantiza que no existe en ninguna de las muestras un cálculo excesivo del número de compañeras ópticas, debido a acumulaciones de densidad local alrededor de cada objeto (como clusters o grupos de galaxias).

## 4.3 Resultados

### 4.3.1 NLSy1 versus Galaxias no Activas

**Compañeras dentro de 100 kpc** Identificamos todas las galaxias con una o más compañeras dentro de un círculo de radio igual a 100 kpc. En esta área, 34% de la muestra de NLSy1 tiene, al menos una compañera versus el 69% de la CM-I (diámetros coincidentes) y 59% de la CM-II (aleatoria). El número esperado de compañeras ópticas es 26%, 25% y 20% para las NLSy1, CM-I y CM-II, respectivamente. Esto significa que el porcentaje de objetos con una compañera física para la muestra de NLSy1, la CM-I y la CM-II es 8%, 44% y 39%, respectivamente. Estos resultados son estadísticamente significativos, a un nivel de confianza del 99%, indicando un déficit de compañeras entre las NLSy1, en comparación con objetos no activos.

**Compañeras dentro de  $3D_S$**  Buscamos compañeras en un área circular con radio igual a 3 veces el diámetro del objeto central  $3D_S$ . Puesto que la muestra de NLSy1 se inclina hacia diámetros pequeños (ver Fig. 4.7), el área de búsqueda  $3D_S$  alrededor de estos objetos también es menor que el área de búsqueda alrededor de las galaxias de la CM-II (y marginalmente menor que aquella alrededor de los objetos de la CM-I). Esto significa que una búsqueda en  $3D_S$  puede disminuir el nivel significativo de los resultados, debido a fluctuaciones estadísticas mayores. De 27 galaxias NLSy1,  $\approx 30\%$  tiene al menos una compañera dentro de  $3D_S$ , versus 56% de los 55 objetos de la CM-I (no aleatorios, diámetros coincidentes) y 56% de los 27 objetos de la CM-II (aleatoria). El número esperado de compañeras ópticas de la estadística de Poisson es 17%, 25% y 30% para las NLSy1, la CM-I y la CM-II, respectivamente. Estos resultados confirman un exceso de compañeras entre galaxias de las muestras de control, en comparación con las galaxias NLSy1, aunque, como se esperaba, a un nivel de significación estadísticamente menor (marginal).

Los resultados para la búsqueda de compañeras en 100 kpc, así como en  $3D_S$  se pueden apreciar en la Tabla 4.1.

**Distribución de galaxias compañeras** Las muestras presentan un porcentaje de las compañeras observadas mucho mayor (un factor de  $\approx 2$  en las de control) que el valor esperado de las estadísticas de Poisson. Este resultado confirma que la distribución de galaxias no activas es marcadamente no Poissoniana en el entorno más cercano ( $\lesssim 100$  kpc) de una galaxia dada (Dultzin-Hacyan et al. 1999b, ver cap. 3). También ofrece una justificación a posteriori para la metodología en la determinación de la densidad galáctica



Tabla 4.1: Fracción de compañeras observadas, ópticas y físicas

Muestra	Num de objetos	$D_{25}$ (kpc)	Objetos con compañera (%)			Nivel de confianza (%) <sup>1</sup>
			Observada	Óptica	Física	
Radio de búsqueda: $3D_s$						
NLSy1	27	22.5	30%	17%	13%	...
CM-I	55	28.2	56%	25%	31%	90%
CM-II	27	37.2	56%	30%	26%	70%
Sy1	72	34.6	39%	18%	21%	no signif.
Sy2	60	32.2	70%	34%	36%	99%
Radio de búsqueda: $100kpc$						
NLSy1	27	22.5	34%	26%	8%	..
CM-I	55	28.2	69%	25%	44%	99%
CM-II	27	37.2	59%	20%	39%	99%

<sup>1</sup> Nivel de confianza para la hipótesis de que la muestra respectiva es estadísticamente diferente de la muestra NLSy1.

utilizada, como se discutió en el capítulo anterior, así como para el uso de muestras de control adecuadamente definidas.

**Distribución acumulativa de la compañera más cercana** El radio de búsqueda en todos los casos fue igual a 700 kpc de distancia lineal proyectada, por encima de la cual supusimos una ausencia de detección. La Figuras 4.4 y 4.5 presentan seis paneles con la distribución acumulativa de la compañera más cercana (sin corrección para compañeras ópticas) hasta dos límites de distancia proyectada lineal: 700 kpc (izquierda) y 140 kpc (derecha). Las barras de error en las muestras de control se establecieron mediante una técnica de "bootstrap" (Efron & Tibshirani 1993), reordenando de manera aleatoria las muestras de galaxias de control en un número mayor de muestras de pseudo-control (3000 para cada muestra de control) y tomando una incertidumbre igual al doble de la desviación estándar. Si comparamos la muestra de NLSy1 con la CM-I (Fig. 4.4), observamos un déficit evidente y estadísticamente significativo de compañeras en la muestra de NLSy1 dentro de una distancia  $\leq 140$  kpc, así como hasta el límite de nuestro estudio (700 kpc). Al comparar las vecindades de la muestra de NLSy1 y la CM-II (Fig. 4.5), encontramos que todavía hay un exceso de compañeras en la CM-II, pero este exceso parece ser marginal y no estadísticamente significativo.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

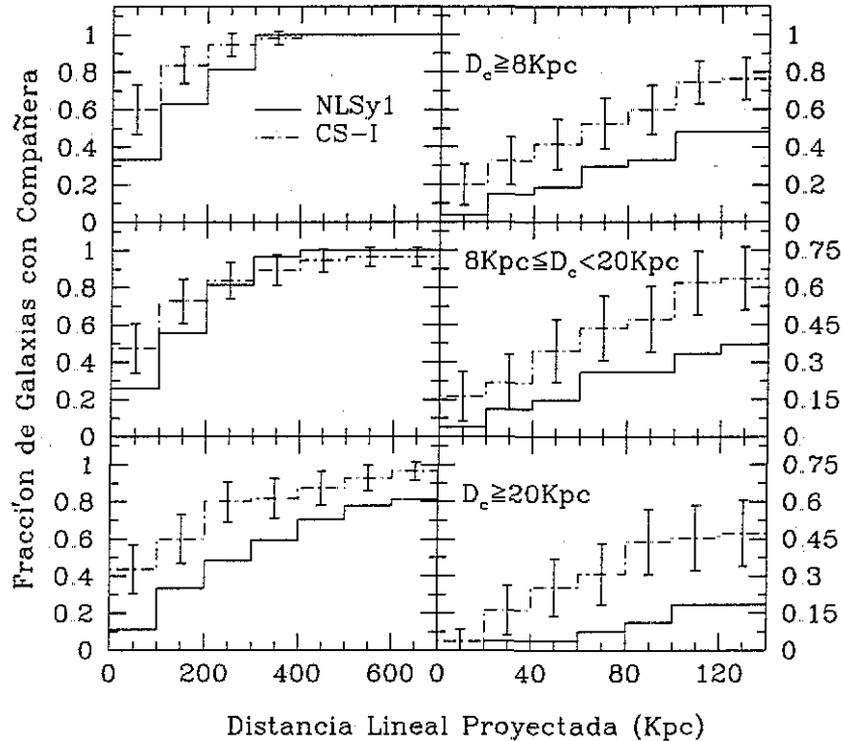


Figura 4.4: Distribución acumulativa de la distancia proyectada (en kpc) a la primera compañera para las galaxias NLSy1 y la CS-I (diámetros casados). El entorno se muestra para dos límites de distancia: entorno amplio, hasta 700 kpc (paneles derechos) y vecindad inmediata hasta 140 kpc (paneles izquierdos). Los paneles superiores muestran todas las compañeras ( $D_c \geq 8$  kpc), los centrales, compañeras en el rango  $D_c \geq 8$  kpc y  $D_c \leq 20$  kpc) y los paneles inferiores las compañeras brillantes ( $(D_c \geq 10$  kpc). La línea continua representa a la muestra NLSy1, mientras que la punteada a la de control. Las barras de error en la contramuestra están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

#### 4.3.2 NLSy1 versus Seyfert 1 y Seyfert 2

Con el fin de estudiar la diferencia en los entornos de galaxias NLSy1, Seyfert 1 y Seyfert 2, elaboramos una submuestra de las NLSy1 que hace juego con las características de corrimiento al rojo de la muestra Seyfert 1 de Dultzin-Hacyan et al. (1999b, capítulo anterior). Esto se hizo con el fin de no introducir un posible sesgo dependiente del redshift en el entorno. Es decir, redujimos nuestra muestra de NLSy1 a un límite de corrimiento al

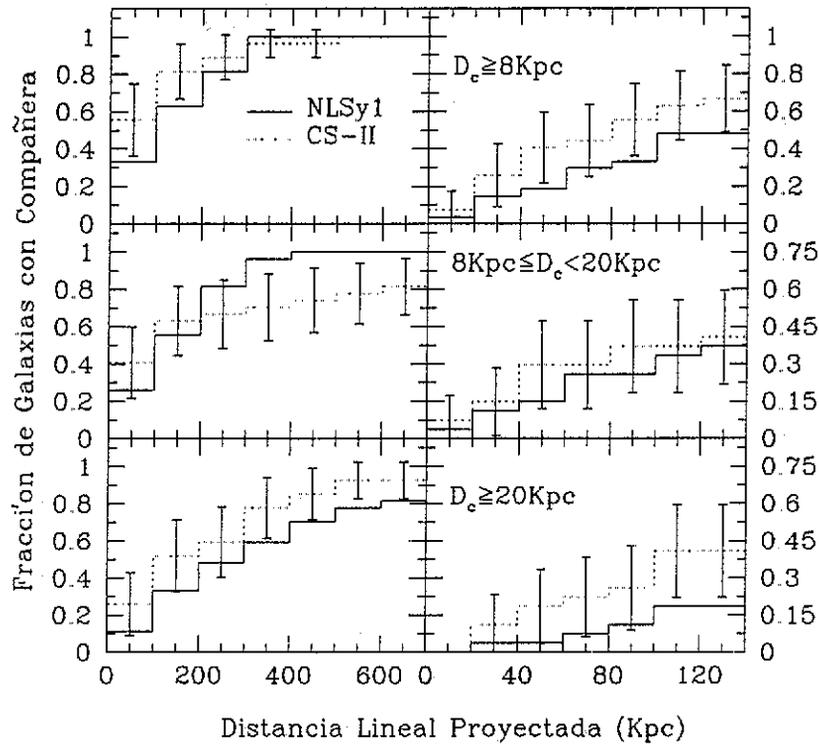


Figura 4.5: Distribución acumulativa de la distancia proyectada (en kpc) a la primera compañera para las galaxias NLSy1 y la CM-II (aleatoria). El entorno se muestra para dos límites de distancia: entorno amplio, hasta 700 kpc (paneles derechos) y vecindad inmediata hasta 140 kpc (paneles izquierdos). Los paneles superiores muestran todas las compañeras ( $D_c \geq 8$  kpc), los centrales, compañeras en el rango  $D_c \geq 8$  kpc y  $D_c \leq 20$  kpc) y los paneles inferiores las compañeras muy brillantes ( $D_c \geq 20$  kpc). La línea continua representa a la muestra NLSy1, mientras que la punteada a la de control. Las barras de error en la contramuestra están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

rojo de  $\approx 0.039$ . La submuestra consistió en 14 objetos. La comparación puede realizarse de manera directa, dado que la metodología utilizada fue la misma en los dos estudios.

**Compañeras dentro de  $3D_S$**  De las 14 galaxias NLSy1 en la submuestra,  $\approx 29\%$  mostró una o más compañeras en un radio de búsqueda de tres veces el diámetro del objeto ( $3D_S$ ). Es importante enfatizar que estos números son similares a aquellos encontrados para la

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

muestra total de NLSy1 y que no existe correlación entre el corrimiento al rojo y el número de compañeras observadas. Un diagrama de densidad numérica  $\rho$  vs.  $z$  confirma este resultado. La distribución de Poisson predijo  $f_{opt} \approx 18\%$ , lo que resulta en  $f_{fis} \approx 11\%$  para la submuestra de NLSy1, nuevamente similar a la frecuencia obtenida para la muestra total. Dultzin-Hacyan et al. (1999b, Cap. 3) descubrieron que el 21% de sus 72 objetos Seyfert 1 y 36% de sus 60 objetos Seyfert 2 tienen compañeras físicas. Una prueba  $\chi^2$  muestra que la casi indetectable diferencia entre las NLSy1 y las Seyfert 1 no es estadísticamente significativa. Esta prueba también confirma que las Seyfert 2 se encuentran con más frecuencia en sistemas interactivos, a un nivel de confianza de  $\approx 99.9\%$ . La Tabla 4.1 resume estos resultados. No se realizó una comparación dentro de 100 kpc en este caso, puesto que Dultzin-Hacyan et al. (1999b) no consideraron este radio de búsqueda.

**Distribución acumulativa de la compañera más cercana** La distribución acumulativa de la distancia lineal proyectada a la primera compañera para estos objetos se presenta en la Figura 4.6. Para comparar los entornos de las NLSy1 con los de las Seyfert 1 y las Seyfert 2, buscamos galaxias compañeras de diámetros  $D_C \geq 10$  kpc dentro de un radio de búsqueda de 140 kpc, como se hizo en Dultzin-Hacyan et al. (1999b). Las barras de error en la Figura 4.6 se establecieron mediante la técnica de bootstrap y tienen un nivel de confianza igual a  $2\sigma$ . Prácticamente no hay diferencia en la distribución de las distancias de la primera compañera entre las NLSy1 y las Seyfert 1. Por el contrario, el panel inferior muestra que existe un exceso estadísticamente significativo de compañeras en la muestra de Seyfert 2 para distancias  $\lesssim 40$  kpc, como se encontró al comparar el entorno de las Seyfert 1 y 2. Una vez más, hacemos notar que los resultados para la submuestra de galaxias NLSy1 son muy parecidos a los que se obtienen al utilizar la muestra completa.

### 4.3.3 Diámetros

Un importante resultado del presente estudio consiste en que la distribución de diámetros de las galaxias NLSy1 se inclina hacia valores pequeños ( $\lesssim 10$  kpc). La Figura 4.7 muestra la distribución de diámetros de los objetos NLSy1 y la distribución de diámetros para la muestra de galaxias Seyfert 1 compilada por Dultzin-Hacyan et al. (1999b). Las mediciones de diámetro realizadas con IRAF en el DSS hasta la 22ava magnitud isofotal ( $D_{22}$ ) y los diámetros estándar obtenidos a partir del RC3 se muestran en los paneles izquierdo y derecho de la Figura 4.7, respectivamente. Pudimos medir el  $D_{22}$  para 26 galaxias NLSy1 y para 60 Seyfert 1. Esta determinación de diámetros fue importante porque el RC3 contiene valores  $D_{25}$  para sólo 10 galaxias NLSy1 y 43 Seyfert 1. La distribución de NLSy1 se inclina hacia objetos pequeños con las dos mediciones del diámetro; una prueba Kolmogorov-Smirnov sugiere que las galaxias NLSy1 y Seyfert 1 surgen de poblaciones

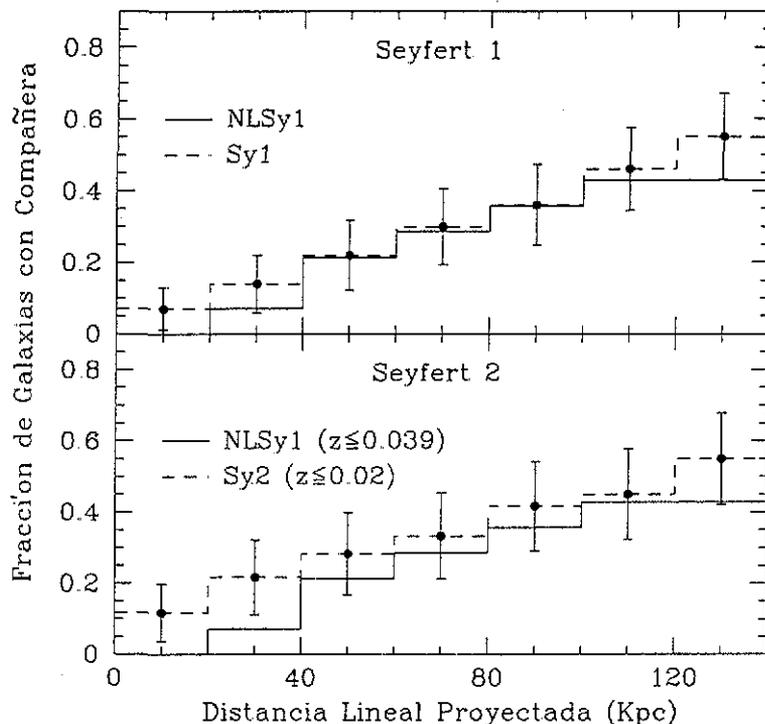


Figura 4.6: Distribución acumulativa de la distancia proyectada (en kpc) a la primera compañera para las galaxias NLSy 1, Seyfert 1 y Seyfert 2. Panel superior: NLSy 1 vs Seyfert 1. Panel inferior: NLSy 1 vs Seyfert 2. Los paneles muestran a las compañeras brillantes ( $(D_c \geq 10 \text{ kpc})$ ). La línea continua representa a la muestra NLSy 1, mientras que la punteada a la muestra Seyfert respectiva. Las barras de error en las muestras Seyfert están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

distintas, a un nivel de confianza del 95%. De manera consistente, existe un exceso de NLSy1s clasificadas como objetos compactos con respecto a las Seyfert 1. La Figura 4.8 ofrece la confirmación visual de nuestros resultados estadísticos. Ocho NLSy1 muestran una apariencia compacta sin compañera brillante en las cercanías.

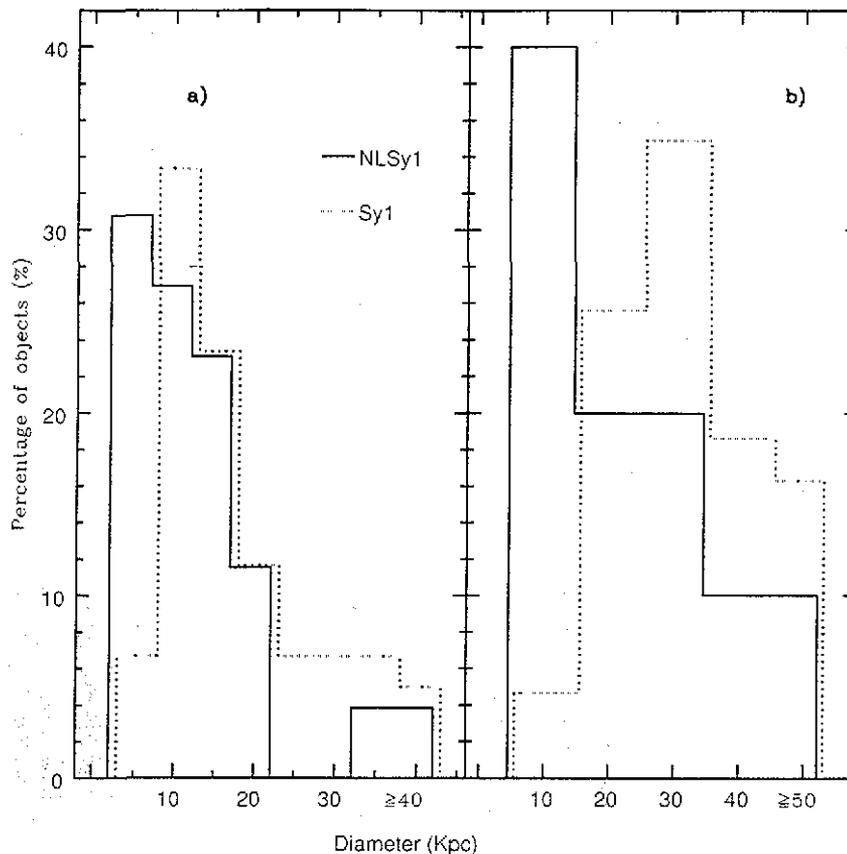


Figura 4.7: Distribución de diámetros (en kpc) para las galaxias NLSy 1 y Seyfert 1. Panel izquierdo: Diámetros medidos en el DSS hasta la 22ava magnitud isofotal. Panel derecho: Diámetros estándar obtenidos del catálogo RC3. La línea continua representa a la muestra NLSy 1, mientras que la punteada a la muestra Seyfert 1.

#### 4.4 Discusión y Conclusiones

Como se mencionó en el capítulo anterior, todos los estudios basados en el DSS tienen limitaciones intrínsecas a los datos: en las placas existe un sesgo en relación con objetos de bajo brillo superficial, en un extremo, y en relación con objetos compactos, en el otro. En cuanto al entorno se refiere, este estudio aborda un pequeño subgrupo de fenomenología de interacción (compañeras relativamente “brillantes”,  $D_C \gtrsim 8$  kpc, ausencia de “mergers menores” o mergers que pueden aparecer como galaxias aisladas) que podría resultar en acreción hacia el núcleo de una galaxia (ver Dultzin-Hacyan et al. 1999b para una discusión más profunda). Esto debe tenerse en mente, especialmente si las interacciones que con-

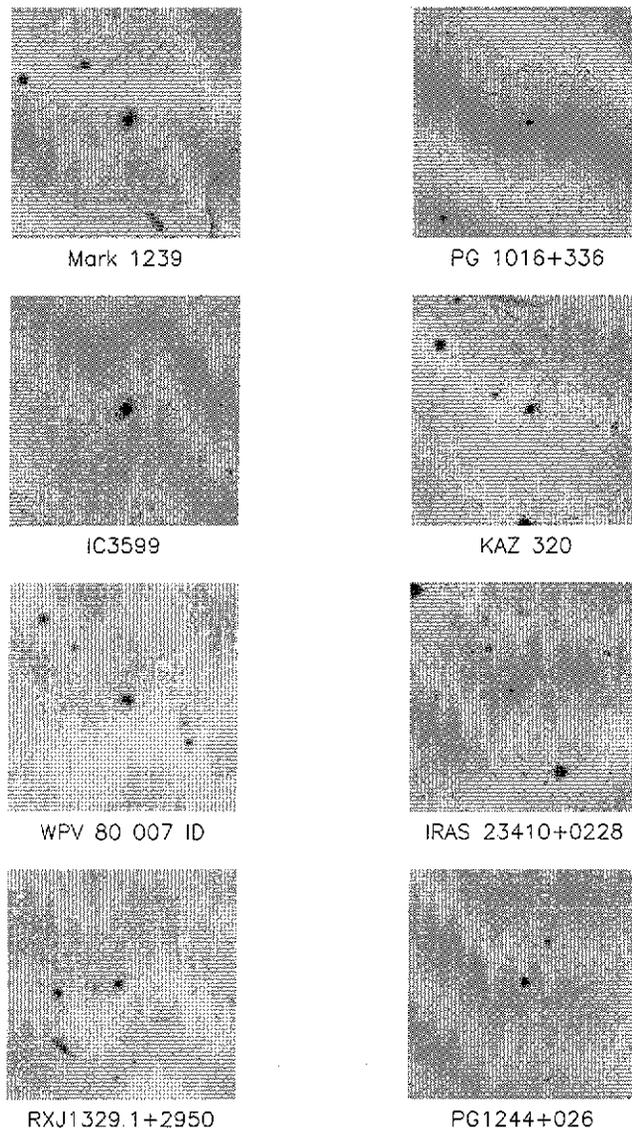


Figura 4.8: Entorno cercano de 8 galaxias NLSy1 de nuestra muestra. Todas aparecen de morfología compacta y prácticamente aisladas. El tamaño del campo es de 3 arcmin  $\times$  3 arcmin. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. La galaxia NLSy1 se encuentra en el centro.

ducen a mergers tienen una buena probabilidad de detonar actividad nuclear (de Robertis et al. 1998). También sabemos que el número de NLSy1 utilizado en este trabajo no es muy grande, lo que significa un riesgo en cuanto a estadísticas numéricas reducidas, especialmente cuando se consideran muestras restringidas. Desgraciadamente, un número

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

mayor de objetos no se encuentra disponible para los límites de corrimiento al rojo a los cuales este tipo de estudio de entorno puede llevarse a cabo.

No se encontró diferencia estadística entre los entornos de las Seyfert 1 y las NLSy1 -tanto en la búsqueda de compañeras dentro de  $3D_S$  como en la distribución acumulativa-hasta distancias de  $\approx 140$  kpc. En contraste, las Seyfert 2 parecen tener compañeras más cercanas ( $d \leq 40$  kpc) que las NLSy1, a un alto nivel de confianza. Debemos enfatizar que la diferencia en compañeras cercanas encontrada por Dultzin-Hacyan et al. (1999b) entre sus muestras de Seyfert 2 y Seyfert 1 también fue significativa a distancias lineales proyectadas ( $d \leq 40$  kpc). Estos resultados fundamentan la idea de que las NLSy1 no tienen relación con las galaxias Seyfert 2; en cualquier caso, son similares a las Seyfert 1 en lo que se refiere a su entorno.

La búsqueda de compañeras dentro de  $3D_S$  y 100 kpc, y especialmente las distribuciones acumulativas de compañeras dentro de 140 y 700 kpc, muestran que existe una diferencia estadísticamente significativa entre las galaxias NLSy1 y las galaxias no activas, si consideramos la muestra de control de diámetros coincidentes CM-I. La diferencia consiste en que las NLSy1 muestran un déficit de compañeras y, por lo tanto, pueden ser vistas como objetos más aislados. Es importante enfatizar que tanto la CM-I como la muestra de NLSy1 incluyen una gran fracción de galaxias pequeñas (ver Fig. 4.7). La diferencia disminuye, pero permanece significativa, si consideramos las NLSy1 versus una población elegida al azar de galaxias no activas (es decir, NLSy1 vs. CM-II), al tomar en cuenta el caso más fino: el de radio de búsqueda de 100 kpc. El menor nivel de significación en la diferencia entre la muestra de NLSy1 y la CM-II es entendible, considerando que la CM-II incluye, en promedio, galaxias mayores que la CM-I, y que las galaxias enanas tienden a residir en entornos más ricos que las galaxias gigantes (Binggeli, Tarenghi y Sandage 1990). Por tanto, la diferencia de medio ambiente entre la CM-II y la CM-I va en el mismo sentido que la diferencia entre la CM-I y la muestra de NLSy1, haciendo más similares a las muestras CM-II y NLSy1.

Las distribuciones acumulativas también sugieren que las galaxias NLSy1 no se encuentran en la vecindad de galaxias compañeras brillantes. Para  $D_C \geq 20$  kpc, sólo  $\approx 19\%$  de las NLSy1 tiene una compañera dentro de 140 kpc, en comparación con  $\approx 45\%$  de las galaxias de la CM-I. El déficit de compañeras con  $D_C \geq 20$  kpc parece persistir hasta 700 kpc, el máximo tamaño lineal proyectado en este estudio. Aceptado tal cual es, este resultado significa que las galaxias NLSy1 pueden ser, de manera preferente, objetos aislados, más que compañeras de galaxias brillantes. En otras palabras, pueden no ser galaxias "satélite" en el pozo de potencial profundo de una galaxia masiva. Por otro lado, las enanas no activas se encuentran con más frecuencia acumulándose en el entorno de galaxias masivas. Esto puede observarse en la Figura 4.8, en donde se observa el entorno cercano de ocho NLSy1 de tamaño pequeño en nuestra muestra.

Investigaciones recientes han enfatizado la importancia del llamado “eigenvector 1” (E1) en el estudio de la fenomenología radio-callada de los AGN (Sulentic et al. 2000a). En este esquema, el cociente entre la luminosidad del AGN y la masa del agujero negro central  $L/M_{BH}$  (proporcional al cociente de Eddington) podría ser el parámetro físico principal, aunque la orientación también puede desempeñar un papel importante (Sulentic et al. 2000a, 2000b). Las NLSy1 han demostrado ser los AGN con la mayor razón  $L/M_{BH}$  (Peterson et al. 1998). Esta fenomenología sugiere una tendencia a través del E1, de masa de agujero negro baja y alto porcentaje de acreción en las NLSy1 a masa de agujero negro elevada y/o bajo porcentaje de acreción en fuentes radio-fuertes con un espectro muy pronunciado. La diferencia intrínseca en las distribuciones de diámetro y morfología entre las galaxias NLSy1 y Seyfert 1 establecida en el presente estudio fundamenta esta idea. Si existe una correlación entre la masa de hoyo negro en el centro de galaxias y la masa del bulbo de la galaxia misma, como sugiere Magorrian et al. (1998) y Gebhardt et al. (2000) entre otros, las galaxias menores pueden hospedar hoyos negros menos masivos. Las distribuciones de luminosidad de las galaxias Seyfert 1 y NLSy1 en nuestras muestras, calculadas a partir de las magnitudes absolutas proporcionadas por Véron-Cetty & Véron (1998), no son estadísticamente distinguibles, de acuerdo con una prueba Kolmogorov-Smirnov. Puesto que las NLSy1 tienen diámetros significativamente menores que las Seyfert 1, pero luminosidad comparable, ciertamente pueden estar radiando a razones  $L/M_{BH}$  mayores.

Si las NLSy1 son Seyfert 1 radiando a la mayor tasa de acreción posible y si la interacción propicia la actividad nuclear, ¿por qué las NLSy1 se encuentran incluso más aisladas que la población general de Seyfert 1? Cualquier explicación es, forzosamente, especulativa. Una atractiva posibilidad es que las NLSy1 puedan ser el resultado de mergers recientes entre galaxias pequeñas, posiblemente enanas. Esta hipótesis puede fundamentar inmediatamente sus características térmicas prominentes como es el exceso infrarrojo, la morfología compacta con luminosidad superficial elevada y la presunta mayor razón  $L/M_{BH}$ . Trabajos recientes (Sandage, Surace & Ishida; 1999) parecen apoyar esta idea, ya que en ellos se ha encontrado la existencia de remanentes de mergers en galaxias que hospedan núcleos NLSy1.

Tabla 4.2: Muestra NLSy1

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1	D2	Tipo Morf
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
NGC 4051	12	03	09.6	44	31	52.8	10.36	0.002	6.9	3.7	Sbc
MARK 1239	09	52	19.1	-1	36	44	13.3	0.019	0.4	0.15	E-SO
IRAS 04596-2257	05	1	47.9	-22	53	25	14	0.041			
MARK 359	01	27	32.5	19	10	44	14.16	0.017	0.6	0.5	Sa
NGC 4748	12	52	12.4	-13	24	53	14.27	0.014	0.75		Sa
I Zw 1	00	53	34.9	12	41	36	14.36	0.061	0.5	0.5	C
MARK 493	15	59	9.6	35	1	47	14.6	0.031	1.1	1.1	Sb
MARK 291	15	55	8.0	19	11	33	15	0.035	0.3	0.2	Sa
B3 1702+457	17	3	30.7	45	40	45	15.1	0.061	0.4	0.3	
MARK 684	14	31	4.9	28	17	14	15.16	0.046	0.7	0.5	S
MARK 739E	11	36	29.3	21	35	46	15.2	0.03	0.5	0.5	Sap
MARK 42	11	53	41.8	46	12	43	15.28	0.024	0.5	0.4	Sb
NGC 7158	21	56	56.5	-11	39	32	15.37	0.028			
IRAS 15091-2107	15	11	59.8	-21	19	2	15.5	0.044	0.37		
IC 3599	12	37	41.2	26	42	28	15.6	0.021	0.6	0.3	Sb
KUG 1031+398	10	34	38.6	39	38	29	15.6	0.042	0.3	0.3	C
WPV85 007 ID	00	39	16.0	-51	16	59	15.77	0.029			
KAZ 320	22	59	33.0	24	55	6	15.88	0.034	0.27	0.24	Sa
PG 1016+336	10	19	49.5	33	22	4	15.93	0.024			
R14 01	13	41	12.9	-14	38	40	16	0.042	0.69	0.35	
MARK 507	17	48	38.4	68	42	16	16	0.053			C
ESO 301-G13	03	25	2.2	-41	54	18	16.11	0.058	0.5	0.2	Sap
PG 1244-026	12	46	35.3	2	22	8	16.15	0.048			
RX J1745 0+4802	17	45	4.8	48	2	36	16.34	0.054			
CTS B16.20	01	11	51.3	-40	45	44	16.9	0.054	0.5		N
MARK 504	17	1	7.8	29	24	25	17	0.036	0.58	0.44	SO
RX J1329.1+2950	13	29	8.6	29	50	24	17.2	0.047			E
2E 1346+2646	13	48	34.9	26	31	10	17.5	0.059	0.3	0.2	
IRAS 23410-0228	23	43	39.0	2	45	1	17.77	0.033	0.3	0.2	

D1 Eje Mayor

D2 Eje Menor

Tabla 4.3: CMI-I

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1	D2	Tipo Morf
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
N2841	9	18	36	51	11	0	10.27	0.002	7.4	3.5	Sb
N3486	10	57	40	29	14	36	11.2	0.002	7.2	5.1	Sc
N1930	5	24	30	-46	46	18	13	0.014	2	1.4	
N2474	7	54	6	53	0	0	13.9	0.019	0.45	0.4	E
A0442-4504	4	42	6.4	-45	4	2	14	0.040			
A0443-4439	4	43	12	-44	39	17	14	0.047			Sa
A2047-5311	20	47	37.2	-53	11	4	14	0.049			Sa
N7061	21	24	5	-49	16	53	14.01	0.030	1	0.4	
N2984	9	41	0	11	18	0	14.3	0.021	0.7	0.7	
N5940	15	28	51.5	07	37	37	14.3	0.034	0.8	0.8	Sap
N7461	22	59	18	15	19	0	14.5	0.014	0.8	0.8	SO
N1590	4	28	28.6	07	31	33	14.6	0.013	1.2	1.1	
10208-0300	10	20	41.1	-02	58	50	14.6	0.016	0.7	0.4	
N5001	13	7	24	53	45	0	14.6	0.030	1.3	0.4	
A0432-3038	4	32	49	-30	38	58	14.84	0.044	0.15	0.1	Pec
13374+2802	13	37	25.1	28	1	47	14.9	0.028			Sa
16209+3829	16	20	49.4	38	29	0	14.9	0.029			Sa
A0038-1434	0	38	43.3	-14	34	54	15	0.053			Pec
A1253-1504	12	53	5.7	-15	4	49	15	0.048			Sa
13395--2716	13	39	30	27	16	0	15	0.029			Sb
03182-0113N	3	18	12.9	-01	13	28	15.1	0.021	0.5	0.3	Sa
13236+3153	13	23	36	31	53	0	15.1	0.024			Sa
09545+4530	9	54	32.7	45	29	50	15.2	0.024	0.5	0.2	Sap
N3750	11	35	15	22	15	6	15.2	0.030	0.45	0.3	SO
I3528	12	32	24.9	15	50	27	15.2	0.046	0.5	0.4	Sb
N5941	15	29	10.1	07	28	51	15.2	0.036	0.4	0.4	E
A0130-3502	1	30	1	-35	2	24	15.26	0.017	0.7	0.3	Sbc
1123+2121	11	23	41	21	21	51	15.28	0.043	0.4	0.2	
01006+1347E	1	0	36	13	47	0	15.3	0.042	0.7	0.2	
13587+2948	13	58	42	29	48	0	15.3	0.027			
00085--0224	0	8	42	02	24	0	15.38	0.043	0.6	0.5	SO, a
13337-0047	13	33	39.1	-00	46	0	15.4	0.060			Sb
14317+1026	14	31	44.7	10	25	53	15.4	0.031	1.1	0.7	Sa
0841+4441	8	41	57.1	44	41	29	15.45	0.054	0.25	0.2	E

Tabla 4.3 cont.

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1 arcmin	D2 arcmin	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
09102+3133	9	10	12	31	33	0	15.5	0.042			Sc
13048+2818	13	4	50.8	28	18	37	15.5	0.024	0.5	0.4	Sa
13179+3110	13	17	54	31	10	0	15.5	0.024			Sa
00286-0414	0	28	36	04	13	47	15.6	0.042	0.7	0.3	Sb
A0124-2331	1	24	10.7	-23	31	30	15.62	0.044	0.25	0.2	Sc
23482--1523	23	48	8.8	15	22	27	15.7	0.035	0.9	0.5	E-SO
16233+3027W	16	23	18	30	27	0	15.8	0.052			
A0335-4318	3	35	40	-43	18	12	15.87	0.054	0.7	0.5	SO
A0317-1102A	3	17	51.4	-11	2	35	15.9	0.031	0.3	0.3	
02379+1530	2	37	54	15	30	0	16	0.046	1	0.6	SO a
A1249-1539	12	49	49.1	-15	39	53	16	0.049			Pec
16552-3118	16	55	12	31	18	0	16	0.061	0.9	0.4	Sa
A2352-3347	23	52	35.3	-33	47	10	16.1	0.058			Sb
A0323-4204	3	23	15.2	-42	4	28	16.11	0.058	0.5	0.2	SO a
A2354-3451	23	54	9.4	-34	51	19	16.3	0.054			Sb
A0031-2142	0	31	38.4	-21	42	41	16.37	0.062	0.2	0.1	Sap
1547-2158B	15	47	5.9	21	58	27	16.6	0.036	0.4	0.2	SO
A0021+2508N	0	21	30	25	8	0	16.7	0.054			E
0211-1304	2	11	21.4	13	4	48	16.82	0.060			E
A0417-1151	4	17	5.9	-11	51	11	17	0.061	0.3	0.1	Sb
1529-0730A	15	29	12.5	07	30	15	17.3	0.034	0.25	0.1	SO
A1546+2050	15	46	27.6	20	50	12		0.037	0.7		Sb
A1548+2054	15	48	7.2	20	54	48		0.036	0.6		Sc

Tabla 4.4: CM-II

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1	D2	Tipo Morf
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
N 623	1	32	54	-36	44	41	13.15	0.030	2.2	1.5	SO
A2048-5314	20	48	32.2	-53	14	9	14	0.048			Sb
14128-1558	14	12	48.9	15	58	26	14.8	0.018	1.6	0.7	Sbc
N6274N	16	57	24	30	1	0	14.9	0.039	0.55	0.4	Sa
13243-2013	13	24	18	20	13	0	14.9	0.024	1.1	0.9	Sbc
09289+3001	9	28	54	30	1	0	15	0.043	1	0.8	Sa
17033+2314	17	3	18	23	14	0	15.4	0.031	2.2	0.4	Sb
00368-2929	0	36	50.5	29	29	17	15.5	0.019	1	0.2	SO Sa
16447+2702	16	44	42	27	2	0	15.5	0.036	1	1	Sb
A2350-3451	23	50	10.1	-34	51	58	15.6	0.044			E
23205+1745	23	20	34.2	17	44	23	15.7	0.038	0.7	0.4	SO Sa
22471+1710	22	47	2.7	17	10	7	15.7	0.045	0.8	0.5	Sa
A0326-0804	3	26	20.6	-08	4	48	16	0.057			SO
A0428-5351	4	28	48.6	-53	51	41	16	0.042			Pec
A1254-1723	12	54	46.9	-17	23	15	16	0.051			SO
23310-2344	23	31	1	23	44	40	16	0.027	1	1	Sap
A0031-2142	0	31	38.4	-21	42	41	16.37	0.062	0.2	0.1	Sap
A1123+2122	11	23	38.9	21	22	55	16.37	0.043	0.35	0.1	Sc
11291+7105A	11	29	8.4	71	5	51	16.7	0.054	0.15	0.1	E
A0325-5240	3	25	1.6	-52	40	46		0.061			E
A0328-5258	3	28	49.9	-52	58	50		0.056			Sa
A0329-5234	3	29	31.8	-52	34	32		0.060			Sa
A1329-2928	13	29	3.1	-29	28	37		0.014			Pec
A0354-1855	3	54	56	-18	55	24		0.025	1.9	0.7	Sbc
A0243-2501	2	43	26	-25	1	30		0.023	2.2	0.5	SO
A0442-5745	4	42	47	-57	45	12		0.043	1.9	0.7	Pec
A0231-2115	2	31	38	-21	15	41		0.057	2	1.6	Sa

## Capítulo 5

# El Entorno Circumgaláctico de Galaxias IRAS Brillantes

(El contenido de este Capítulo se encuentra publicado en el artículo “The Circum-Galactic Environment of Bright IRAS Galaxies” Krongold, Y.; Dultzin-Hacyan, D.; Marziani, P. aceptado para su publicación en ApJ, 2001)

En este capítulo, estudiamos el entorno circumgaláctico de 87 galaxias infrarrojas a partir del BIRG Survey, con rango de luminosidad  $10^{10}L_{\odot} \leq L_{FIR} \leq 10^{12} L_{\odot}$  (MIRGs y unas cuantas LIRGs, ver histograma con distribución de luminosidad en la Figura 5.1). También consideramos si una correlación puede estar presente entre las propiedades FIR y la separación proyectada de las galaxias BIRG y su compañera más cercana. Posteriormente, comparamos el entorno de las BIRG con el de las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2. Finalmente, discutimos las implicaciones del acrecentamiento de la luminosidad  $L_{FIR}$  inducido por la interacción para evolución secular de galaxias y para la relación entre estallidos estelares y galaxias activas.

### 5.1 Selección de la Muestra

#### 5.1.1 Muestra de IRAS Brillantes

La muestra de IRAS brillantes consiste en 87 objetos, y fue compilada a partir del IRAS Bright Galaxy Survey, elaborado por Soifer et al. (1989) para el hemisferio septentrional, y por Sanders et al (1995) para el meridional. Todos los objetos con latitud galáctica  $|b_{II}| \geq 30^{\circ}$  fueron tomados en cuenta. Así, evitamos muestrear el plano galáctico, en

donde un sesgo en la detección de compañeras se espera debido tanto a la absorción como al atiborramiento. Restringimos nuestra selección todavía más a una muestra limitada en volumen (rango de corrimiento al rojo  $0.008 \leq z \leq 0.018$ ). Una prueba  $V/V_{max}$  (Schmidt 1968) da un valor de  $0.47 \pm 0.05$  (rms). Puesto que el BIRG Survey es altamente completo, se espera que esta muestra también sea completa.

El límite  $z$  inferior (0.008) fue elegido para evitar objetos con un tamaño angular muy grande, mientras que el límite  $z$  superior (0.018) se estableció para incluir el mayor número de objetos y, al mismo tiempo, evitar tamaños angulares muy pequeños, especialmente para las compañeras, que pueden confundirse con estrellas (ver Cap. 2 para una discusión más detallada). Es importante señalar que todos los objetos elegidos con las restricciones anteriores yacen en el rango de luminosidad  $10^{10}L_{\odot} \leq L_{fir} \leq 10^{12}L_{\odot}$ , siendo las MIRGs la amplia mayoría ( $\approx 92\%$  son MIRGs y  $8\%$  LIRGs. Ver Fig. 5.1).

En la Tabla 5.3 se presenta la muestra con los siguientes datos para cada objeto (obtenidos del IRAS Bright Galaxy Survey y de NED): posición en coordenadas ecuatoriales (1950), magnitud aparente, corrimiento al rojo, diámetros aparentes mayor y menor en minutos de arco y tipo morfológico. Las distribuciones de magnitud a  $60\mu\text{m}$  y  $L_{FIR}$  de magnitud B, de tipo morfológico, de corrimiento al rojo y de diámetro real se presentan en las Figuras 5.1, 5.2, 5.3, 5.4 y 5.5 respectivamente. La luminosidad  $L_{FIR}$  está calculada a partir del flujo en el lejano infrarrojo, definido como  $F_{FIR} = 1.26 \times 10^{-14} [2.58F_{60}(Jy) + F_{100}(Jy)] W m^{-2}$ .

### 5.1.2 Muestra de Control

La muestra de control para este estudio fue extraída aleatoriamente a partir de una lista de más de 10 mil objetos del Catálogo CfA (Huchra et. al., 1983). Esta muestra de control coincide en: (1) el diámetro isofotal, (2) el corrimiento al rojo y (3) la distribución de tipo morfológico de Hubble de la muestra BIRG. Sólo los objetos con latitud galáctica  $|b_{II}| \geq 30^{\circ}$  fueron tomados en cuenta. La muestra de control consiste en 90 objetos. Una prueba  $V/V_{max}$  (Schmidt 1968) da un valor de  $0.48 \pm 0.04$  (rms). Los objetos de la muestra de control son bajos emisores infrarrojos, como puede verse en la Fig. 5.1. Su flujo a  $60\mu$  es sistemáticamente mucho menor que  $5.4 Jy$ , y su luminosidad a esta longitud de onda es sistemáticamente menor que la luminosidad de las BIRGs. Los objetos sin detección fueron tomados como límites superiores, utilizando los límites de densidad de flujo del satélite IRAS, y se representan mediante una línea punteada en la Fig. 5.1. La distribución de magnitud B absoluta no fue casada. La luminosidad B puede estar parcialmente correlacionada con la luminosidad IR, puesto que ambas se intensifican a través de procesos de formación estelar. Por consiguiente, cualquier intento de igualar la luminosidad B podría introducir un sesgo en la muestra de control hacia galaxias con

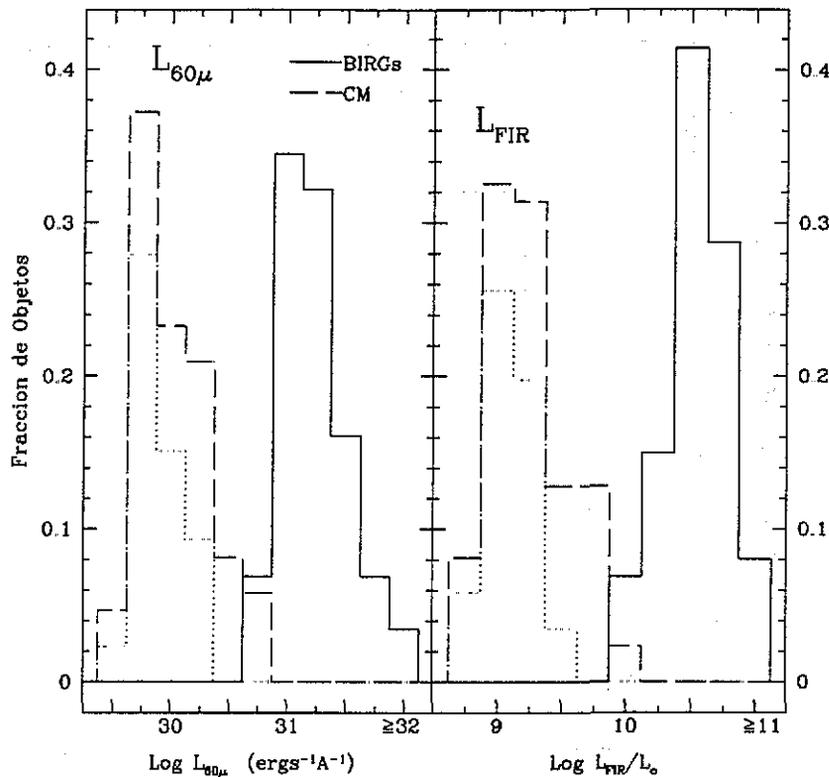


Figura 5.1: Izquierda: Luminosidad a  $60 \mu\text{m}$  para las galaxias BIRG y CM. Derecha:  $L_{FIR}$  para las galaxias BIRG y CM. La línea continua corresponde a la muestra BIRG, mientras que la discontinua se refiere a la muestra de control. La línea punteada representa la distribución de límites superiores para los objetos que no fueron detectados, tomando los límites de densidad de flujo en las bandas IRAS como límites superiores a la densidad de flujo de la fuente, y calculando a partir de éstos la luminosidad respectiva.

luminosidad infrarroja brillante, que es exactamente lo que queremos evitar.

La contramuestra aparece en la Tabla 5.4. Los datos presentados fueron obtenidos del catálogo CFA y de NED. Las distribuciones de las condiciones físicas comparativas entre la muestra BIRG y la contramuestra se presentan en las Figs. 5.1, 5.2, 5.3, 5.4 y 5.5.

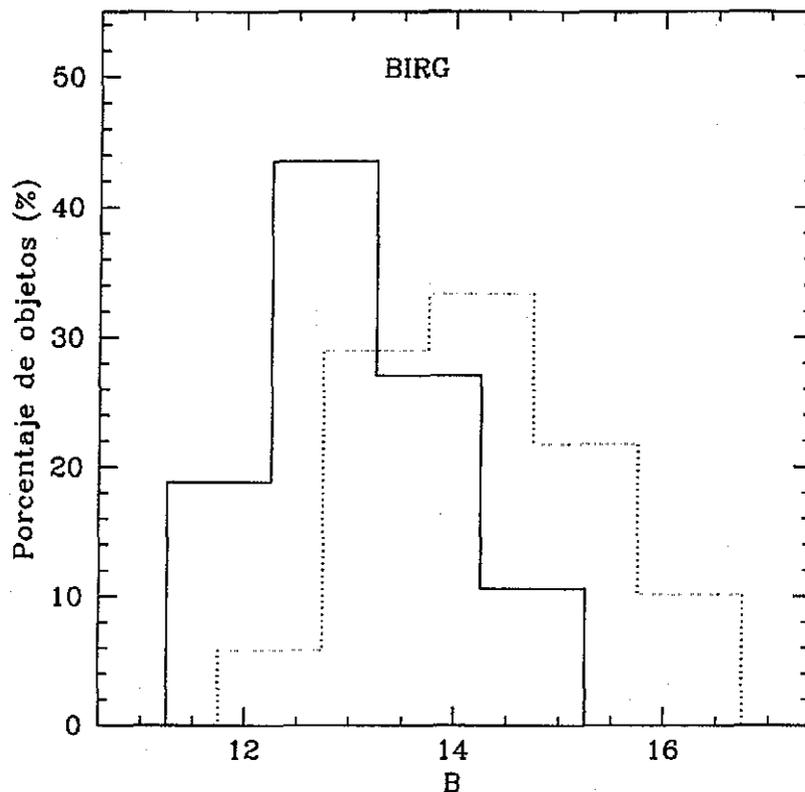


Figura 5.2: Distribución de magnitud aparente B para las galaxias BIRG y su contramuestra. La línea continua representa a la muestra BIRG, mientras que la punteada a la de control

## 5.2 Análisis

### 5.2.1 Identificación de las Compañeras

Como se ha hecho en previos estudios de medio ambiente (Krongold, Dultzin-Hacyan y Marziani (2001), Dultzin-Hacyan et al. (1999a) Caps. 3 y 4), la búsqueda de compañeras de galaxia se llevó a cabo de manera automática con la última versión (1998) de FOCAS (Faint Object Classification and Analysis System; Jarvis y Tyson (1981)). Se utilizó el DSS, pero en esta ocasión la segunda generación (DSS-II de aquí en adelante). El estudio se limitó a compañeras de galaxia que pudieran ser distinguidas de manera inequívoca de estrellas, mediante el algoritmo de FOCAS. Cada juego de píxeles con un valor de flujo mayor que el umbral celeste es considerado por FOCAS como objeto, y puede ser clasificado

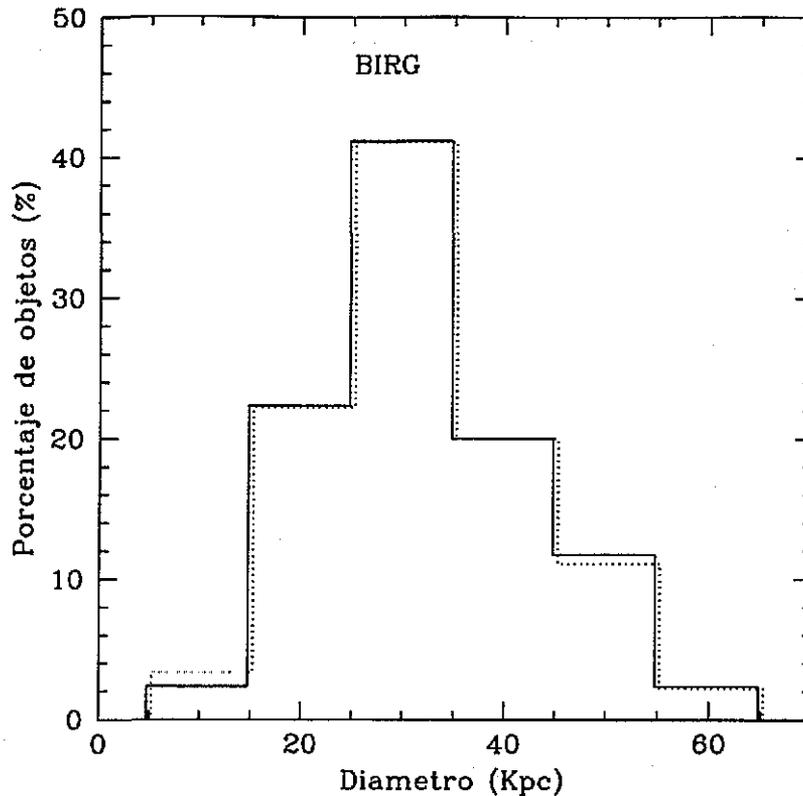


Figura 5.3: Distribución de diámetros (en kpc) para las galaxias BIRG y su contramuestra. La línea continua representa a la muestra BIRG mientras que la punteada a la de control

como galaxia o estrella sólo si su tamaño supera los 4 píxeles. Puesto que la escala de placa del DSS-II es  $\approx 1.0$  arcsec por píxel, el tamaño angular mínimo al que FOCAS puede clasificar objetos en el DSS-II es  $\approx 4$  arcsec. Esto corresponde a un tamaño real de  $\approx 2$  kpc. Sin embargo, debido a que la distribución de compañeras para este tamaño está dominada por compañeras ópticas, buscamos galaxias compañeras de diámetros  $D_C \geq 5$  kpc. El efecto de la calidad de placa, de la función de puntos extendidos (point spread function), del fondo celeste y de la identificación automática y medición de compañeras y galaxias de entorno ha sido discutido en el capítulo 2 para el DSS. No será nuevamente analizado aquí; los mismos efectos siguen influyendo el análisis del DSS-II.

Como es costumbre, la fracción de objetos con compañeras físicas  $f_{fis}$  es la fracción con una o más compañeras observadas  $f_{obs}$ , disminuida por la fracción de galaxias con una o más compañeras ópticas (derivada de la distribución de Poisson), a saber  $f_{fis} = f_{obs} - f_{opt}$ .

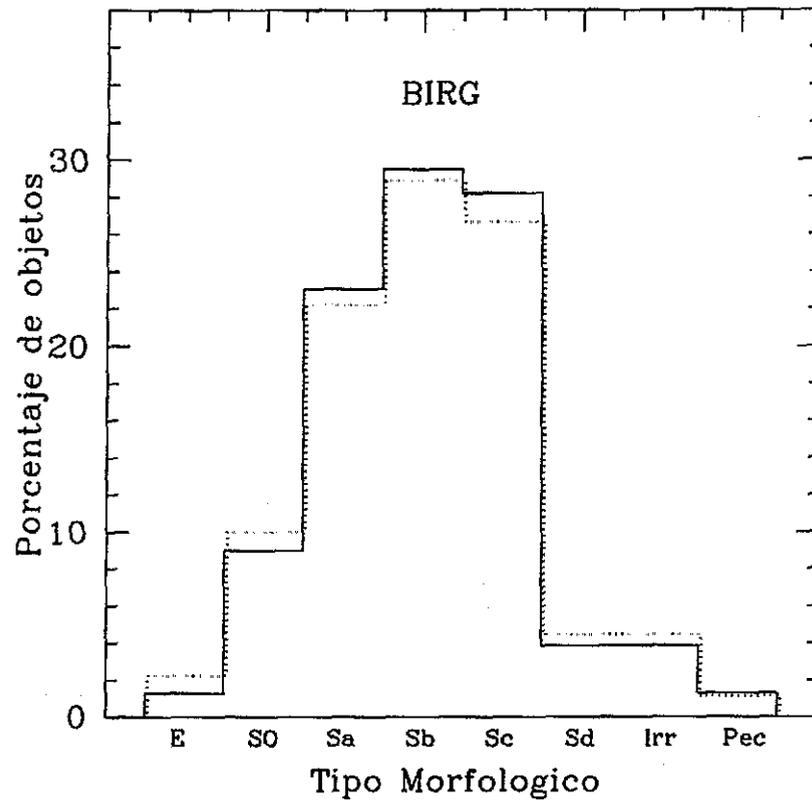


Figura 5.4: Distribución de tipo de Hubble para las galaxias BIRG y su contramuestra. La línea continua representa a la muestra BIRG mientras que la punteada a la de control.

El número de galaxias de fondo esperado, con base en las estadísticas de Poisson, se obtuvo a partir de la fórmula

$$P = 1 - e^{-\rho a} \quad (5.1)$$

en donde  $\rho$  es la densidad media alrededor del objeto y  $a$  es el área subtendida por el radio de búsqueda, tal y como fue descrito en el Cap. 2. La determinación de  $\rho$  se realizó en el DSS-II.

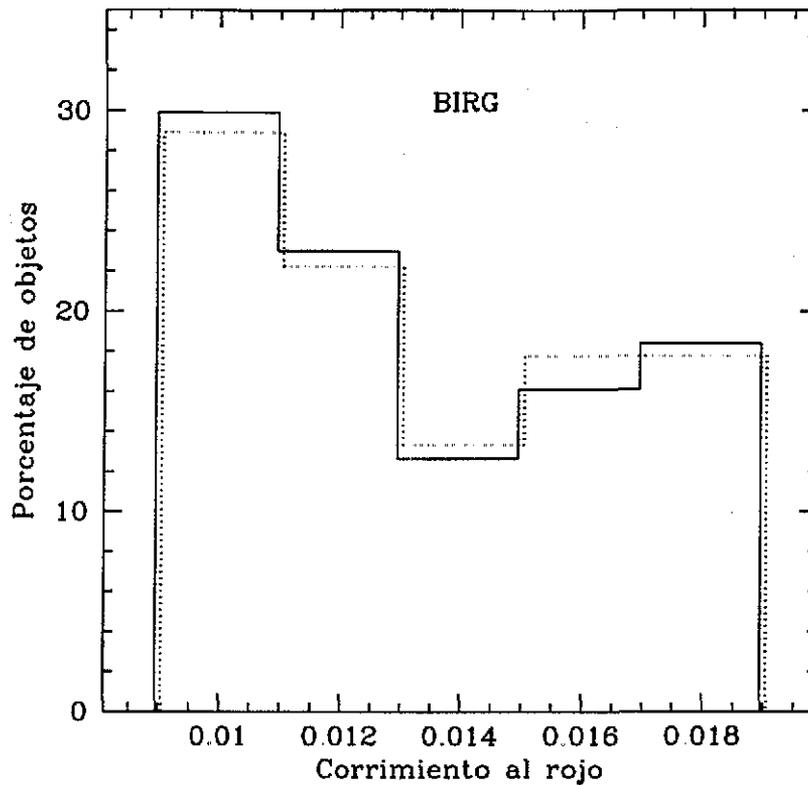


Figura 5.5: Distribución de corrimiento al rojo para las galaxias BIRG y su contramuestra. La línea continua representa a la muestra BIRG, mientras que la punteada a la de control.

## 5.3 Resultados

### 5.3.1 Compañeras dentro de $3D_S$

Buscamos compañeras en un área circular con radio igual a tres veces el diámetro del objeto central ( $3D_S$ ). Nuestros resultados se resumen en la Tabla 5.1.

**Diámetro de compañeras  $10kpc \geq D_C \geq 5kpc$**  De las 87 galaxias BIRG,  $\approx 40\%$  tiene al menos una compañera de diámetro  $10kpc \geq D_C \geq 5kpc$  dentro de  $3D_S$ , versus  $43\%$  de los 90 objetos de la muestra de control. El número esperado de compañeras ópticas a partir de las estadísticas de Poisson es  $36\%$  tanto para las galaxias BIRG como para la

Tabla 5.1: Fracción de compañeras observadas, ópticas y físicas

Muestra	Num de objetos	Objetos con compañera (%)			Nivel de confianza (%) <sup>1</sup>
		Observada	Óptica	Física	
Compañeras con diámetro $5 \text{ kpc} \leq D_C \leq 10 \text{ kpc}$					
BIRGs	87	40.3%	36.3%	4%	...
CS	90	42.6%	36.1%	6.5%	no signif.
Compañeras con diámetro $D_C \geq 10 \text{ kpc}$					
BIRGs	87	58.4%	20%	38.4%	...
CS	90	29%	18.4%	10.9%	99.9%

<sup>1</sup> Nivel de confianza para la hipótesis de que la contramuestra es estadísticamente diferente de la muestra BIRG.

muestra de control. Si las compañeras ópticas se substraen,  $f_{fis}$  es  $\approx 4\%$  y  $6.5\%$  para las BIRG y la CM, respectivamente. Estos resultados muestran que no existe un exceso significativo de compañeras entre las galaxias IRAS brillantes y las galaxias no activas, si todas las galaxias compañeras con  $5 \text{ kpc} \lesssim D_C \lesssim 10 \text{ kpc}$  son consideradas. Como  $f_{opt}$  es  $\gg f_{fis}$ , cualquier diferencia entre muestras puede probarse como significativa, sólo si  $f_{fis}$  se calcula a partir de mediciones de corrimiento al rojo para todas las galaxias compañeras. En este caso los métodos estadísticos no son efectivos.

**Diámetro de compañeras  $D_C \geq 10 \text{ kpc}$**  De las 87 galaxias BIRG,  $\approx 58.4\%$  tiene al menos una compañera de diámetro  $D_C \geq 10 \text{ kpc}$  dentro de un radio de búsqueda  $3 D_S$ , frente a  $\approx 29\%$  de los 90 objetos de control. El número esperado de compañeras ópticas, a partir de las estadísticas de Poisson, es  $20\%$  y  $18.4\%$  para las BIRG y la CM, respectivamente. Estos resultados evidencian un exceso de compañeras grandes ( $D_C \geq 10 \text{ kpc}$ ) en las galaxias IRAS brillantes, con respecto a galaxias no activas. Para este resultado, una prueba  $\chi^2$  ofrece un nivel de confianza de  $99.9\%$ .

### 5.3.2 Distribución Acumulativa de la Compañera más Cercana en la Muestra BIRG y en la Muestra de Control

**Compañeras observadas** El radio de búsqueda en todos los casos fue igual a  $250 \text{ kpc}$  de distancia lineal proyectada, por encima de la cual asumimos una "no detección". El lado izquierdo de la Fig. 5.6 presenta tres paneles con la distribución acumulativa de la compañera más cercana (sin corrección para compañeras ópticas) hasta una distancia lineal proyectada ( $d_p$ ) de  $140 \text{ kpc}$ . El panel superior muestra la distribución acumulativa de com-

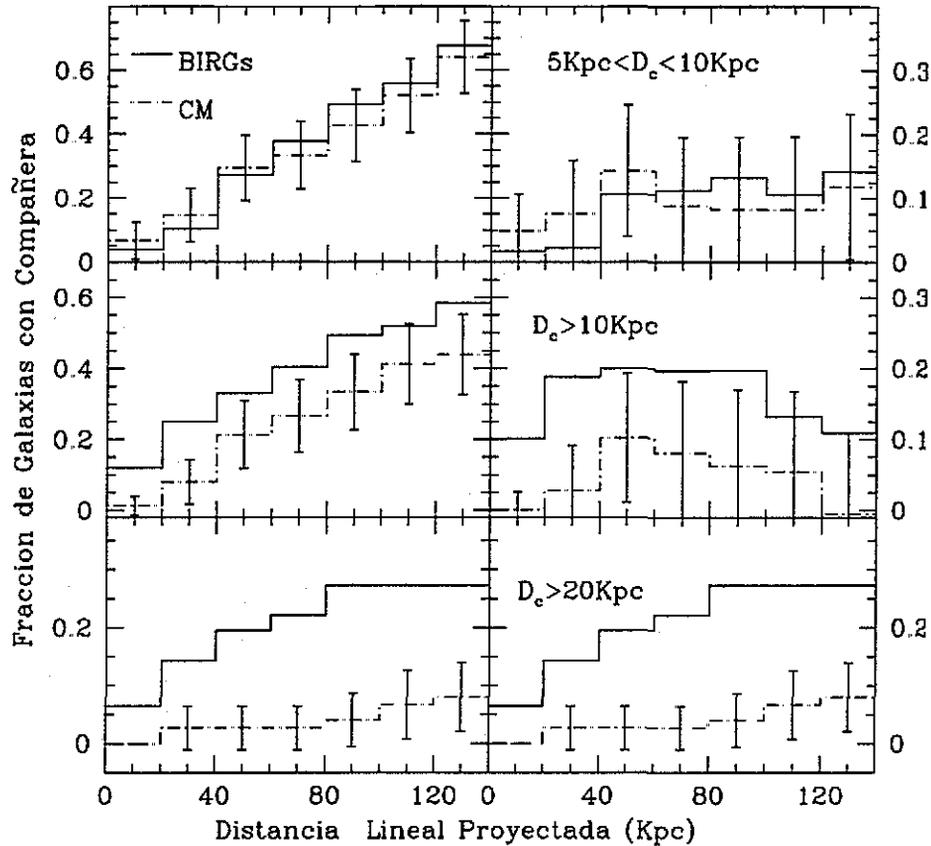


Figura 5.6: Izquierda: Distribución acumulativa de la compañera observada más cercana a las galaxias BIRG en pasos de 20 kpc, con un límite de distancia lineal proyectada de 140 kpc. Derecha: Distribución acumulativa de la compañera “física” más cercana. Los paneles superiores muestran la distribución para galaxias con diámetro  $5 \text{ kpc} \leq D_c \leq 10 \text{ kpc}$ , los intermedios muestran galaxias compañeras “brillantes” cuyos diámetros son  $D_c \geq 10 \text{ kpc}$  y los inferiores muestran compañeras con  $D_c \geq 20 \text{ kpc}$ . La línea continua corresponde a la muestra BIRG, mientras que la discontinua-punteada se refiere a la muestra de control. Las barras de error en la contramuestra están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

pañeras con diámetro en el rango  $5 \text{ kpc} \lesssim D \lesssim 10 \text{ kpc}$ , sin substracción de compañeras ópticas. El panel intermedio muestra la distribución acumulativa de compañeras con diámetro  $D \geq 10 \text{ kpc}$ , y el panel inferior la misma distribución para compañeras con  $D \geq 20 \text{ kpc}$ . Las barras de error en las frecuencias de las muestras de control se establecieron con una técnica de “bootstrap” (Efron y Tibshirani, 1993), reordenando de manera aleatoria la muestra de galaxias de control en un número mayor de muestras de pseudo-control (3 mil submuestras), y tomando una incertidumbre igual al doble de la desviación estándar, como

se ha venido realizando. Cuando se comparan los entornos de las galaxias BIRG y los de las galaxias de la muestra control, se observa un exceso estadísticamente significativo de compañeras brillantes ( $D_C \gtrsim 10kpc$ ) en los emisores infrarrojos. Para diámetros de compañeras  $5kpc \leq D_C \leq 10kpc$ , las muestras no presentan una diferencia significativa.

**Compañeras físicas** De las estadísticas de Poisson, calculamos  $f_{opt}$  a distancias de 20 kpc, 40 kpc, etc. Substrayendo este número a  $f_{obs}$ , construimos la distribución de la compañera “física” más cercana a 20 kpc, 40 kpc, etc. El lado derecho de la Fig. 5.6 presenta tres paneles con esta distribución, hasta  $d_p \approx 140$  kpc. El panel superior muestra la distribución de las compañeras “físicas” con diámetro en el rango  $5kpc \leq D_C \leq 10kpc$ . El panel intermedio muestra la distribución acumulativa de compañeras “físicas” con diámetro  $D_C \gtrsim 10kpc$ , mientras que el panel inferior la distribución acumulativa de compañeras físicas con diámetro  $D_C \gtrsim 20kpc$ . En el último caso, la densidad superficial de objetos por encima de este diámetro (20 kpc) es muy baja, y la probabilidad de encontrar compañeras ópticas es despreciable. Por lo tanto,  $f_{obs}$  es  $\approx f_{fis}$ . Las barras de error en las frecuencias de la muestra de control fueron nuevamente establecidas mediante la técnica de “bootstrap”. Como antes, los resultados indican un exceso estadísticamente significativo de compañeras “físicas” brillantes ( $D_C \gtrsim 10kpc$ ) en las galaxias BIRG. Para diámetros de compañeras  $\leq 10kpc$ , no existe una diferencia significativa entre las dos muestras.

### 5.3.3 BIRG versus Seyfert 1 y Seyfert 2

Con la finalidad de estudiar la diferencia entre el entorno de las galaxias BIRG, Seyfert 1 y Seyfert 2, utilizamos los datos obtenidos para los entornos de las galaxias Seyfert, compilados por Dultzin-Hacyan et al. (1999a), que se presentan en el Cap. 3. Debe señalarse que la comparación es directa, puesto que el rango de corrimiento al rojo de nuestra muestra BIRG es el mismo que el de la muestra Seyfert 2 de Dultzin-Hacyan et al. (1999a) y los límites de radio de búsqueda y diámetro fueron también los mismos. La distribución acumulativa para la distancia proyectada  $d_p$  de la primera compañera observada para estos objetos se presenta en la Fig. 5.7. Las barras de error se establecieron mediante la técnica bootstrap, y se encuentran a un nivel de confianza  $2\sigma$ . Como puede observarse a partir del panel inferior de la Fig. 5.7, entre las galaxias BIRG y las Sy2s prácticamente no hay diferencia en la distribución de la distancia de la primera compañera. Por el contrario, el panel superior muestra que existe un exceso estadísticamente significativo de compañeras en la muestra BIRG, con respecto a las galaxias Sy1. Una diferencia similar se encontró entre las galaxias Sy1 y las galaxias Sy2 (Dultzin-Hacyan et al. 1999).

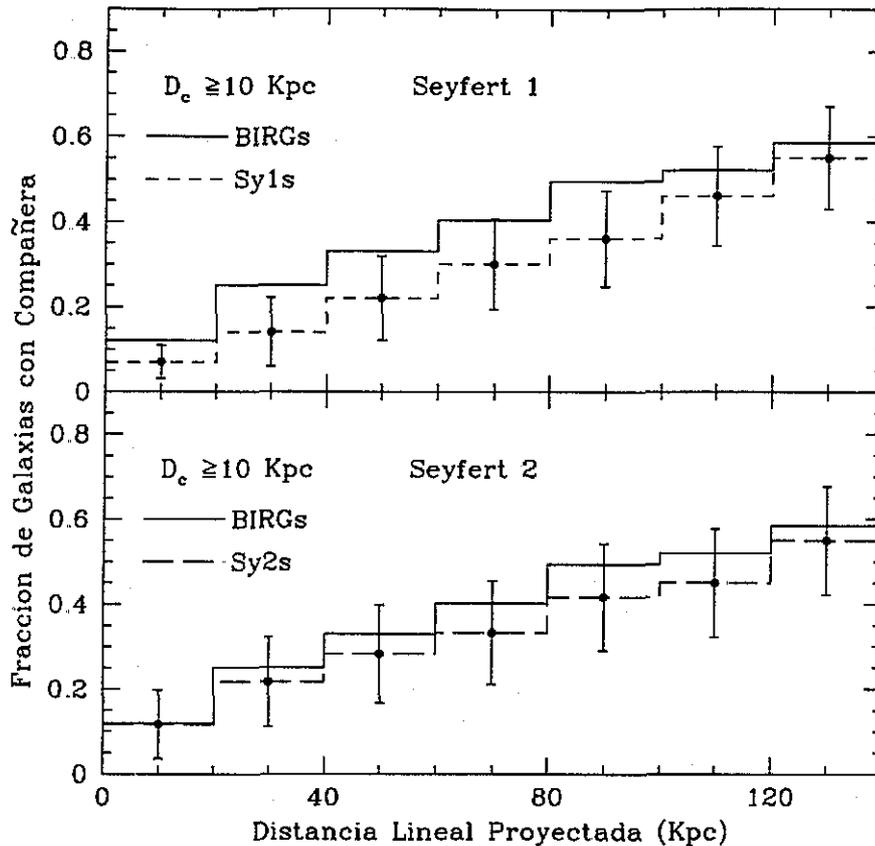


Figura 5.7: Distribución acumulativa de la distancia proyectada (en kpc) a la primera compañera para las galaxias BIRG, Seyfert 1 y Seyfert 2. Panel superior: BIRG vs. Seyfert 1. Panel inferior: BIRG vs. Seyfert 2. Los paneles muestran a las compañeras brillantes ( $(D_c \geq 10 \text{ kpc})$ ), hasta una distancia proyectada de 140 kpc. La línea continua representa a la muestra BIRG, mientras que la discontinua a la muestra Seyfert respectiva. Las barras de error en las muestras Seyfert están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

### 5.3.4 Pertenencia a un Grupo

Buscamos más de una galaxia en el entorno de nuestros objetos, para determinar si pertenecían a una asociación de galaxias. Consideramos cualquier objeto con al menos dos compañeras de diámetro  $D_C \geq 10 \text{ kpc}$ , dentro de un círculo con radio igual a 200 kpc, como miembro de un grupo de galaxias. El 25% de las 87 galaxias de la muestra BIRG coincidió con los criterios anteriores (43% de las galaxias BIRG con al menos una compañera de  $D_C \gtrsim 10 \text{ kpc}$ ). Sólo el 4.3% de los objetos de la muestra de control resultó ser

miembro de un grupo, como se define aquí (10% de las galaxias de la muestra de control en pares con  $D_C \gtrsim 10$  kpc). Los resultados implican que las galaxias BIRG se encuentran de manera más frecuente como miembros de grupos que las galaxias de baja emisión IR.

Sólo  $\approx 14\%$  de los objetos BIRG en asociación pertenece a grupos compactos del Catálogo de Hickson (Hickson, Kindl y Auman 1989) (esto es,  $\approx 3.5\%$  de los 87 objetos de la muestra). Verificamos si otras galaxias BIRG en grupo coincidían con los criterios de Hickson, pero no encontramos ninguna. Las BIRG parecen ser preferencialmente miembros de grupos, aunque de grupos que se encuentran más sueltos que los compactos de Hickson.

### 5.3.5 Fuerza de Interacción y Emisión Infrarroja

**Luminosidad FIR** ¿La emisión FIR depende directamente de -o es incluso proporcional a- la fuerza de interacción? Nuestra muestra BIRG abarca un rango limitado en  $L_{FIR}$ ,  $10^{10} - 10^{11} L_{\odot}$ . Adicionalmente, varios objetos tienen compañeras cuya separación angular es menor que la mitad del ancho máximo de la apertura IRAS. Esto implica el posible surgimiento de una correlación falsa tan sólo porque, en los pares más cercanos, estamos midiendo el flujo infrarrojo de dos galaxias. Ciertamente, si  $L_{FIR}$  de todos los sistemas de separación pequeña ( $\lesssim 1'$ ) se trata como un límite superior, no existe una correlación significativa entre la separación lineal proyectada y la luminosidad infrarroja lejana (y la correlación es significativa si los límites superiores se consideran detecciones!) Una correlación significativa aparece sólo si un rango más ancho de  $L_{FIR}$  es tomado en cuenta. Añadimos a la muestra BIRG datos de las tres muestras para las que se encuentra disponible información del entorno. No consideramos sistemas con una compañera cuyo diámetro estuviera en el rango  $5 \text{ kpc} \lesssim D_C \lesssim 15 \text{ kpc}$ , puesto que la Fig. 5.6 muestra que la mayoría de ellas puede ser una compañera óptica. Las muestras son:

- Nuestra muestra de control
- La muestra de galaxias IR "muy luminosas" por Wu, Zou, Xia y Deng (1998), definidas como galaxias con  $\log L_{IR} \gtrsim 11.15$  en unidades solares.
- La muestra de LIRG y ULIRG seleccionada por Sanders, Surace e Ishida (1999), que resulta estar compuesta por mergers de etapa temprana y tardía.

La Fig. 5.8 muestra  $L_{FIR}$  versus  $d_P$  para las galaxias de las muestras antes mencionadas. Es necesario considerar tres límites principales en relación con los datos:

- Para varios objetos, la apertura de los detectores IRAS fue mayor que la separación

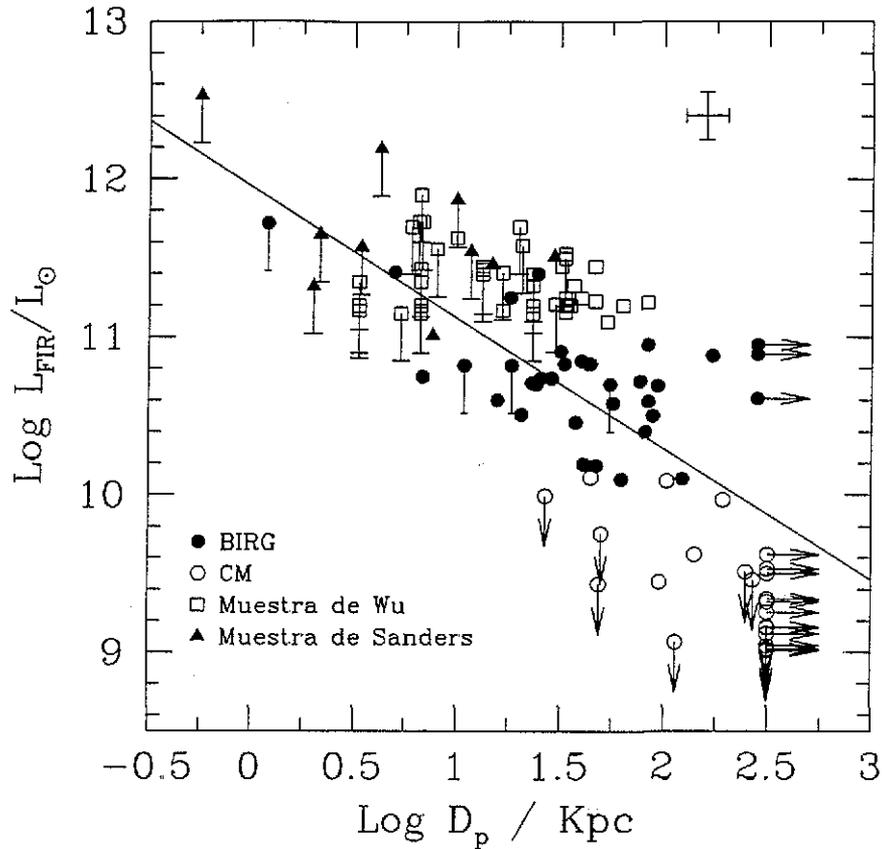


Figura 5.8: Luminosidad en el lejano infrarrojo  $L_{FIR}$  vs. separación proyectada -para datos de Wu, Zou, Xia y Deng (1998), de Sanders, Surace e Ishida (1999), de galaxias BIRG y de galaxias CM con compañeras brillantes 107 objetos en total.

entre la galaxia y la compañera más cercana, por lo que la  $L_{FIR}$  medida es la del sistema binario (esto es, incluye la emisión infrarroja de las dos galaxias).

- El radio de búsqueda en el DSS-II se limitó a 250 kpc. Existen algunos objetos ("aislados") para los que no existe compañera de diámetro mayor que 5 kpc dentro de este radio de búsqueda
- Para varias galaxias de la muestra de control, sólo límites superiores a los flujos se establecen. Los flujos FIR no se encontraron disponibles para 11 de 22 galaxias (aisladas o con compañera de  $D_c \gtrsim 15$  kpc).

Todas estas limitaciones introducen una censura en nuestros datos. Consideramos un límite superior para la  $L_{FIR}$  de los 11 objetos de la CM que no fueron detectados. Para estos objetos, tomamos los límites de densidad de flujo en las cuatro bandas IRAS como límites superiores para la densidad de flujo original. Los "objetos aislados" se consideraron como censados en separación proyectada a la primera compañera, y un límite menor para  $d_p$  fue establecido en nuestro radio de búsqueda de 250 kpc (las fuentes "aisladas" se encuentran marcadas con flechas horizontales en el lado inferior derecho de la Fig. 5.8). Claramente, los valores de  $d_p$  son límites inferiores para la separación lineal verdadera, que sería el parámetro más importante a ser correlacionado. Sin embargo, el efecto de la proyección azarosa consiste en dispersar horizontalmente los puntos hacia la izquierda en el diagrama de la Fig. 5.8, pero no crea una correlación espuria. Para objetos con  $d_p$  pequeña, una contribución por una compañera a la luminosidad infrarroja es, en el peor de los casos,  $\approx 0.5$ , pues de otra forma, el principal emisor infrarrojo en el sistema es la galaxia "compañera" (y, en realidad, ésta sería la galaxia BIRG). Por tanto, adoptamos dos acercamientos al problema de contaminación en el flujo infrarrojo para objetos con poca distancia de separación: en primer lugar, consideramos  $L_{FIR}$  como límite superior; en segundo lugar, tomamos  $\frac{1}{2} L_{FIR}$  como la luminosidad real del objeto, caso que más se acerca a la emisión real (en la Fig. 5.8, los objetos con poca distancia de separación se rotulan con una media barra de error de longitud 0.3). Después aplicamos la prueba Spearman de correlación de jerarquías, con inclusión de datos censados. La correlación es estadísticamente significativa, con un coeficiente de correlación  $\lesssim -0.4$ , considerando a los objetos con poca distancia de separación como límites superiores, y  $\lesssim -0.65$  considerando  $\frac{1}{2} L_{FIR}$  su luminosidad real (para 107 fuentes, la probabilidad de una correlación azarosa es  $\lesssim 10^{-5}$  en ambos acercamientos).

La mejor concordancia para los puntos, utilizando el método de regresión binning de Schmitt, resulta en la relación  $\log L_{FIR}/L_{\odot} \approx -0.83 \log[d_p/(1kpc)] + 11.95$  (ver Fig. 5.8).

**Colores FIR** Es importante comparar las propiedades IR de las galaxias con distintas fuerzas de interacción (y, por tanto, con distinta separación proyectada  $d_p$ ). Para permitir que resultados significativos emerjan a pesar del sesgo introducido por los efectos de proyección, consideramos cuatro clases de interacción: (1) "mergers" (5 objetos de Sanders + "mergers" de la muestra BIRG), (2) sistemas fuertemente interactivos (galaxias con compañera a una distancia más cercana que 30 kpc ( $\log d_p < 1.5$ , donde  $d_p$  se encuentra en kpc), 5 objetos de Sanders + la muestra BIRG), (3) sistemas débilmente interactivos (galaxias con una compañera más allá de 30 kpc ( $\log d_p > 1.5$ ) y (4) objetos aislados (objetos sin una compañera dentro de nuestro radio de búsqueda de 250 kpc). Los objetos fueron divididos entre las muestras BIRG y de control para las distintas clases de interacción.

La Figura 5.9 muestra el diagrama color-color  $F(60\mu m)/F(100\mu m)$  vs.  $F(12\mu m)/F(25$

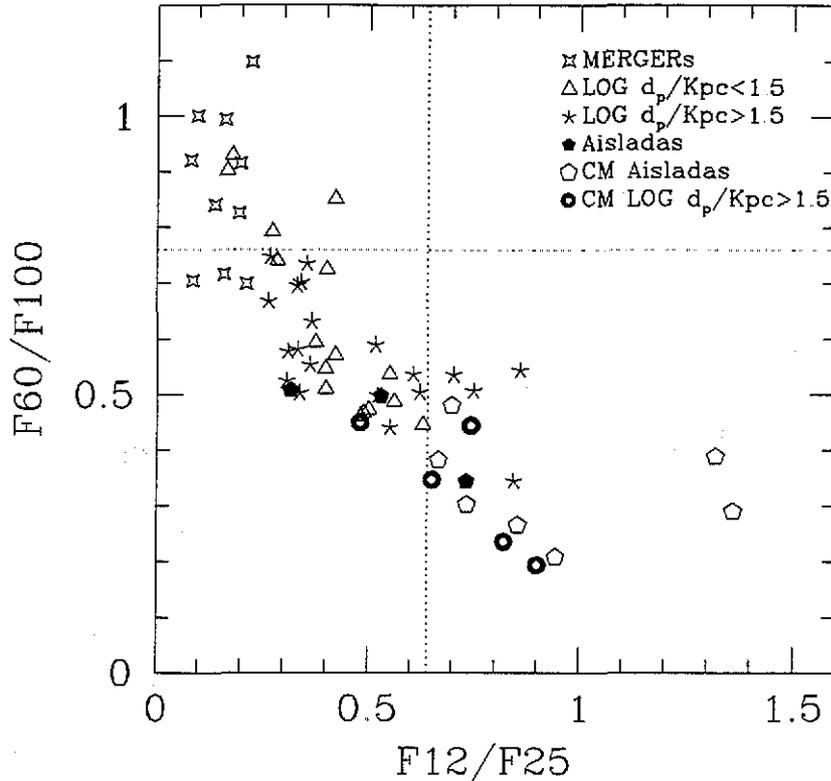


Figura 5.9: Diagrama color-color para objetos en distintas clases de interacción, dividido entre galaxias BIRG y CS. La figura se divide en tres regiones. En la primera ( $F60/F100 \gtrsim 0.75$  and  $F12/F25 \lesssim 0.65$ ), casi todos los objetos son mergers y fuertemente interactivos. En la segunda región ( $F60/F100 \lesssim 0.75$  and  $F12/F25 \lesssim 0.65$ ), existe una aglomeración de objetos pertenecientes a todas las clases de interacción. La tercera región ( $F60/F100 \lesssim 0.75$  and  $F12/F25 \gtrsim 0.65$ ) muestra sólo objetos con una compañera más allá de 30 kpc y galaxias aisladas.

$\mu\text{m}$ ) para las cuatro clases de interacción. Los “mergers” y los sistemas fuertemente interactivos muestran valores más altos de  $F(60\mu\text{m})/F(100\mu\text{m})$  y valores más bajos de  $F(12\mu\text{m})/F(25\mu\text{m})$ , mientras que los objetos aislados muestran valores más bajos de  $F(60\mu\text{m})/F(100\mu\text{m})$  y valores más altos de  $F(12\mu\text{m})/F(25\mu\text{m})$ . La Figura 5.9 se divide en tres regiones. En la primera, en donde ( $F(60\mu\text{m})/F(100\mu\text{m}) \gtrsim 0.75$  y  $F12/F25 \lesssim 0.65$ ), casi todos los objetos son “mergers” y fuertemente interactivos. En la segunda región, en donde ( $F(60\mu\text{m})/F(100\mu\text{m}) \lesssim 0.75$  y  $F(12\mu\text{m})/F(25\mu\text{m}) \lesssim 0.65$ ), existe una aglomeración de

objetos de todas las clases de interacción (salvo por los “mergers”, ya que sólo hay tres de estos objetos, y muy cercanos a la región anterior). Esta región del diagrama bicolor probablemente sea en la que es más difícil discernir lo que ocurre, debido a los efectos de separación proyectada. La tercera región, en donde  $F(60\mu\text{m})/F(100\mu\text{m}) \lesssim 0.75$  y  $F(12\mu\text{m})/F(25\mu\text{m}) \gtrsim 0.65$ , muestra sólo objetos con una compañera más allá de 30 kpc y galaxias aisladas. En esta región esperamos encontrar a los objetos cuyas compañeras son ópticas.

**Propiedades generales** La Tabla 5.2 presenta valores promedio y de desviación estándar de los parámetros considerados en nuestro análisis (columna 1), para distintas clases de fuerzas de interacción. Las columnas 2-5 presentan el promedio y la desviación estándar para las galaxias aisladas de la CM y la muestra BIRG ( $d_P \gtrsim 250$  kpc). Las columnas 6-9 presentan valores para galaxias BIRG y CM débilmente interactivas, con  $d_P \gtrsim 30$  kpc. Las siguientes columnas enlistan el promedio y la desviación estándar para la muestra BIRG, en cuanto a las dos clases de interacción restantes: fuertemente interactivas y “mergers” (no hay galaxias de la CM con  $d_P \lesssim 30$  kpc ni tampoco “mergers”). Las últimas cuatro líneas proporcionan cálculos estándar de parámetros relacionados con la formación estelar: (1) la Tasa de Formación Estelar (de aquí en adelante SFR, por sus siglas en inglés), calculada a partir de la luminosidad  $L_{FIR}$  utilizando la relación estándar  $SFR \approx 4.5 \times 10^{-44} L_{FIR,erg} s^{-1} M_{\odot} yr^{-1}$  (Kennicutt 1998); (2) masa molecular de hidrógeno  $M_{H_2}$  (reunida a partir de diversas fuentes en literatura y disponible para 41 objetos); (3) la relación  $L_{FIR}/M_{H_2}$ ; (4) el tiempo de consumo de gas en años, simplemente definido como la masa de gas molecular sobre la tasa de formación estelar, a saber  $\tau_H = M_{H_2} / SFR$ .

Existe una clara continuidad en las propiedades FIR y SFR, desde los objetos aislados hasta los “mergers” (a excepción de las tres BIRGs aisladas; el comportamiento de estos tres objetos se explica más adelante). La luminosidad  $L_{FIR}$  aumenta con la fuerza de interacción, como lo indica nuestro análisis de correlación. Diferencias sistemáticas en el color FIR también pueden apreciarse. El tiempo de vaciamiento es  $\lesssim 10^9$  años para todas las clases de interacción (incluyendo objetos aislados) en la muestra BIRG. En los objetos de control,  $\tau_H \sim 10^{10}$  años, comparable al tiempo de Hubble. Existe una tendencia monótona desde las galaxias aisladas hasta los “mergers”, en cuanto a una SFR creciente y un  $\tau_H$  decreciente, pero es notable que la masa  $M_{H_2}$  no sea estadísticamente diferente en las diversas clases de interacción.

Objetos aislados de la muestra de control y objetos aislados de la muestra BIRG tienen una  $L_{FIR}$  sorprendentemente distinta. Esta aparente contradicción necesita una explicación. Existen sólo 3 BIRGs aisladas. NGC 5937, NGC 7083 y NGC 5936 no mostraron una compañera mayor que 5 kpc en el DSS-II dentro de 250 kpc. Sin embargo, estas

galaxias presentan peculiaridades: (1) NGC 5937 tiene una morfología distorsionada, y puede tener un "loop" de gas, marca inequívoca de interacción. (2) NGC 7083 es una galaxia Sc con barra que hospeda un LINER. Su apariencia está perturbada debido a un "loop" no concéntrico. (3) NGC 5936 tiene una morfología altamente distorsionada, que indica una interacción reciente. Estas galaxias pueden haber sufrido una perturbación ante la presencia de una compañera pequeña desgajada o proyectada sobre la galaxia principal. Las galaxias de la CM aisladas no muestran distorsiones ni peculiaridades que pudieran hacerlas objetos especiales, en términos de morfología o interacción.

## 5.4 Discusión

El porcentaje de galaxias compañeras dentro de  $3D_S$  y las distribuciones acumulativas de compañeras observadas y físicas muestran un exceso altamente significativo para las BIRG. Si se consideran compañeras grandes con  $D_C \gtrsim 20$  kpc, la diferencia de medio ambiente entre las galaxias BIRG y la CM es especialmente sorprendente (las galaxias BIRG tienen entre tres y cuatro veces más compañeras dentro de  $\approx 140$  kpc; los sistemas fuertemente interactivos en las galaxias de la CM pueden constituir  $\lesssim 1\%$ ). Nuestros resultados indican también una relación directa entre la interacción y una intensificación de la emisión IR. Hemos considerado un muy alto rango en  $L_{FIR}$ ,  $\sim 10^{8.5} - 10^{12.5} L_\odot$ , algo sin precedente y probablemente suficiente para superar el sesgo introducido por la proyección aleatoria en separación. Esto puede explicar la razón por la que ninguna correlación convincente entre  $d_P$  y  $L_{FIR}$  se pudo encontrar en varios estudios previos de galaxias interactivas (salvo en Sanders y Mirabell 1996). Nuestro resultado extiende a un rango menor  $L_{FIR}$  y cuantifica los resultados cualitativos que se conocían para las ULIRG (Sanders, Surace e Ishida 1999).

### 5.4.1 Implicaciones para la Formación Estelar

Un incremento en la luminosidad infrarroja lejana puede observarse a lo largo de una secuencia desde galaxias aisladas hasta sistemas fuertemente interactivos. Las variaciones de color son consistentes con la emergencia de una componente de continuo FIR, cuya luminosidad y colores se correlacionan. Esta componente puede asociarse a la re-radiación térmica de la emisión del continuo de estrellas calientes, producida por polvo. En el más extremo de los casos, a saber, las galaxias de la CM aisladas, podemos tener sólo una componente fría de emisión de cirros, con  $T \sim 20^\circ$  K. En el otro extremo del diagrama FIR color-color, una componente "caliente", con un máximo de emisión alrededor de 60-100  $\mu\text{m}$ , se ha vuelto prominente. El incremento en  $L_{FIR}$  puede atribuirse en gran medida a un incremento en la SFR, como lo muestran muchos estudios previos (Kennicutt 1998 y referencias citadas ahí; Sauvage y Thuan 1992). Sin embargo, para las fuentes "más

calientes" ( $F(25\mu\text{m})/F(60\mu\text{m}) \gtrsim 0.2$ ), el continuo reprocesado puede deberse a una fuente no térmica (de Grijp et al., 1992).

La diferencia entre  $L_{FIR}$  y  $L_{FIR}/M_{H_2}$  para las distintas clases de interacción (un factor superior a 100 desde los "mergers" hasta los objetos aislados de la CM, ver Tabla 5.2) sugiere que las interacciones fuertes ( $d_P \lesssim 30$  kpc) son una condición necesaria y suficiente para una SFR extrema y para un "estallido estelar" (definido como un brote de formación de estrellas que no puede mantenerse por encima del tiempo de Hubble), al menos para las galaxias de nuestra muestra (este resultado puede no ser generalmente verdadero: no todas los "mergers" son muy luminosos en el infrarrojo). Una compañera que se ha aproximado a menos de 30 kpc a una galaxia puede necesitar un tiempo  $\gtrsim 3 \times 10^8 d_{30\text{kpc}} v_{100\text{Kms}}^{-1}$  años para moverse más allá de esta distancia. El tiempo de consumo del gas medio para galaxias fuertemente interactivas es  $\approx 5 \times 10^8$  años (Tabla 5.2). En este caso, el tiempo de interacción y el  $\tau_H$  son comparables. Esto significa que una galaxia puede agotar su gas antes de que termine un episodio de interacción, en un tiempo mucho menor que el de Hubble (esto es cierto aún considerando el H atómico, pues la cantidad de éste cuando mucho es comparable a la cantidad de H molecular).

Por otra parte, la SFR de galaxias débilmente interactivas (galaxias de la CM con  $d_P \gtrsim 30$  kpc) no muestran valores que puedan considerarse extraordinarios ( $SFR \approx 0.52 M_\odot/\text{año}$ ). Para objetos cuya compañera está separada por  $d_P \gtrsim 30$  kpc, la  $d_P$  promedio es aproximadamente 112 kpc y 67 kpc en las muestras CM y BIRG, respectivamente. La SFR es  $\approx 10$  veces mayor en la BIRG que en la CM, y esto es consistente con las fuerzas de marea ( $\propto d_P^{-3}$ ). Una interacción débil puede producir una intensificación moderada del SFR de una galaxia, pero no conducir a efectos dramáticos en su evolución secular. Una implicación importante de nuestros resultados es que, al menos parte de la gran dispersión (un factor  $\sim 10$ ) para la SFR en galaxias de un tipo morfológico particular (ver Kennicutt (1998)), puede explicarse por interacciones débiles (cfr. Hernández Toledo, Dultzin-Hacyan y Sulentic (2001)).

#### 5.4.2 Fuerza de Interacción y Emisión Infrarroja

Nuestro trabajo y muchos previos no dejan duda respecto a que la interacción gravitacional conduce a un aumento de la tasa de formación estelar en galaxias ricas en gas. Menos evidente es la relación entre interacción y el acontecimiento no térmico de actividad nuclear. En el diseño más sencillo de unificación Seyfert, las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2 son distintas debido a su orientación (ver, e.g., Antonucci (1993) para una revisión): un toro de material molecular hace del oscurecimiento un factor principal en la apariencia de un núcleo activo. Sin embargo, la interacción puede ser un factor conducente a la formación del toro oscurecedor mismo, así como a la producción de una vasta formación circumnuclear de

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

estrellas. Este papel significativo de la interacción introduce un grado adicional de libertad (Dultzin-Hacyan et al. 1999a, Cap. 3), relacionado con el entorno y, en un sentido más amplio, con la evolución de las galaxias.

**El entorno de las galaxias Seyfert** La pregunta principal es, entonces, ¿cómo es el entorno de las galaxias Seyfert? Los trabajos más recientes han descubierto un exceso positivo de compañeras grandes entre las galaxias Seyfert 2 (Sy2), pero no entre las Seyfert 1 (Sy1) (Dultzin-Hacyan et al. (1999a), Cap.3; Laurikainen y Salo (1995); de Robertis, Yee y Hayhoe (1998)). Esto desafía resultados previos, sugiriendo un exceso sin diferencias entre galaxias Sy1 y Sy2 (Dahari (1984); Rafanelli, Violato y Baruffolo (1995)). Aquí pueden surgir problemas debido a una falta de homogeneidad intrínseca en las técnicas de descubrimiento de las galaxias Sy2, como lo analiza explícitamente Marziani (1991). Adicionalmente, se tiene que tomar en cuenta que los métodos de descubrimiento para las galaxias Sy2, como el exceso UV y el color FIR, son sensibles a la formación estelar intensificada. Por ejemplo, Schmitt et al. (2001) eligieron una muestra limitada por el flujo FIR, con base en el color FIR. Encontraron que el  $31\% \pm 10\%$  de las Sy1 y el  $28\% \pm 7\%$  de las Sy2 tienen compañeras (ópticas y físicas) dentro de tres diámetros. Estas frecuencias son muy similares a la frecuencia encontrada para las Sy2 por Dultzin-Hacyan et al. (1999a, Cap. 3) (diámetro de compañera  $\geq 10kpc$  dentro de  $60 kpc$ , el caso más similar al considerado por Schmitt et al. (2001)). Al introducir un sesgo a favor de las Sy1 con formación estelar, su criterio de selección simplemente ha incrementado la fracción de galaxias Sy1 en interacción (¡Dultzin-Hacyan et al. (1999) encontraron 21%! con respecto a las Seyfert 2. Esto se evidencia debido a que casi todos los AGN de la muestra BIRG muestran signos de formación estelar significativa y pertenecen a sistemas interactivos (ver más adelante).

Puesto que se encuentra un exceso en muestras uniformemente distribuidas (Dultzin-Hacyan et al. 1999) y también en una muestra Seyfert elegida del survey de corrimiento al rojo del Center for Astrophysics (de Robertis, Yee y Hayhoe (1998)), consideramos como la representación más exacta del entorno Seyfert un exceso de compañeras brillantes entre galaxias Seyfert 2 y ningún exceso entre galaxias Seyfert 1, con respecto a una muestra de control adecuadamente elegida de galaxias no activas.

### 5.4.3 Formación Estelar y Galaxias Seyfert: ¿Secuencia Evolutiva?

El resultado de este análisis, relevante en este momento, es que las galaxias BIRG parecen tener, a un alto nivel de confianza, más compañeras de mayor tamaño y cercanía ( $D \geq 10 kpc$ ,  $d \leq 60kpc$ ) que las galaxias Seyfert 1, y parecen ser similares a las Seyfert 2 con respecto a su entorno (cfr. Dultzin-Hacyan et al. 1999a). Este resultado estadístico



fundamenta un esquema que varios autores han considerado (Heckman et al. (1989) y referencias ahí citadas; Sanders et al. (1988)). El esquema es una secuencia evolutiva para AGN detonada por interacción de galaxias:

$$\text{Interaction} \Rightarrow \text{Starburst} \rightarrow \underbrace{\text{Seyfert 2} \rightarrow \text{Seyfert 1}}_{(5.2)}$$

en donde la llave indica que las Sy1 y las Sy2 pueden, en realidad, ser el mismo tipo de objeto visto desde distintas orientaciones. Existen varias líneas de evidencia (reconocidamente circunstancial) que también respaldan este simple trayecto evolutivo: en primer lugar, la contribución de la emisión térmica a la luminosidad bolométrica parece disminuir a lo largo de la secuencia (Dultzin-Hacyan y Ruano (1996)). Los núcleos Sy1 han sido descubiertos en "mergers" evolucionados (por ejemplo, ver Rafanelli, Marziani, Birkle y Thiele (1993)). En segundo lugar, existen varias galaxias activas en la muestra BIRG. De 87 galaxias, 17% hospeda un núcleo Seyfert 2 (15 objetos), pero sólo 2.5% hospeda un núcleo Seyfert 1 (2 objetos). No existe diferencia estadística entre la  $L_{FIR}$  de galaxias activas y no activas, excepto por un valor sutilmente mayor en los objetos Sy1. El valor de  $F(25\mu\text{m})$ ,  $F(60\mu\text{m})$  para las Sy2 de la muestra BIRG es  $\approx 0.18$  y para las Sy1  $\approx 0.20$ , en comparación con  $\approx 0.13$  para galaxias no activas.  $F(25\mu\text{m})$ ,  $F(60\mu\text{m})$  es mayor en las Sy1 y las Sy2 debido a la contribución al continuo de una fuente no térmica (de Grijp et al. (1992)). Estimar, en forma cautelosa, la relación emisión térmica/no-térmica para las BIRG no es posible a partir de los datos publicados. Sin embargo, el 73% de las Seyfert 2 (11 de 15) muestra evidencia de formación estelar significativa (existe evidencia de estallido estelar circumnuclear en 45% de las Sy2 que forman estrellas). También las dos galaxias BIRG Seyfert 1 muestran evidencia de estallido estelar circumnuclear (esto hace que la selección de muestras de Seyfert 1 y Seyfert 2 a partir de la luminosidad  $L_{FIR}$  sea incluso más inadecuada para estudios de entorno que su selección a partir de catálogos!).

La secuencia evolutiva descrita arriba puede entenderse en tres formas distintas.

1. Puede leerse como una secuencia de propiedades de oscurecimiento: (a) galaxias Seyfert 1 completamente oscurecidas (es decir, vistas como una Seyfert 2 desde todos los ángulos de visión), (b) oscurecimiento dependiente del ángulo de visión (el escenario de "unificación" Sy1-Sy2), (c) galaxias Seyfert 1 prácticamente no oscurecidas.
2. Puede ser una secuencia de potencia de AGN; una posibilidad es que el ritmo de acreción sea insuficiente para mantener una Región de Líneas Anchas (BLR, por sus siglas en inglés) en algunas Sy2.
3. Una potencia baja de AGN también puede ocurrir en las etapas más tempranas, sólo porque el hoyo negro central es más bien de masa reducida, o quizá porque el hoyo negro originalmente no se encontraba presente.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Un caudal de información revelada por rayos X muestra que la mayoría de las Seyfert 2 son consistentes con un espectro de rayos X producido por un AGN, espectro que a energías  $\gtrsim 10$  KeV es cada vez menos absorbido. Esto significa que un AGN ya ha sido encendido en muchas, si no en todas, las galaxias Seyfert 2 (Moran et al. 2001; Matt 1997). Estos resultados respaldan la secuencia de oscurecimiento (puesto que el poder del AGN será aproximadamente el mismo en distintos tipos). En este esquema, las Seyfert 2 pueden aparecer como los objetos análogos de baja luminosidad de las ULIRG, a las cuales se les atribuye ser precursoras de los cuásares.

Tran (2001) estudió una muestra de galaxias Seyfert 2 para determinar cuántas de ellas eran Sy1 oscurecidas, es decir, cuántas de ellas mostraban una BLR oculta (HBLR, por sus siglas en inglés) en luz polarizada. Concluyó que las Sy2 sin HBLR no se encuentran más oscurecidas que las Sy2 con HBLR, sino que son AGN menos poderosos. Este resultado contradice el escenario de oscurecimiento y favorece el de poder de los AGN (puntos 2 y 3). Gu, Dultzin-Hacyan y de Diego (2001) estudiaron las propiedades de 51 Sy2 con evidencia de SFR circumnuclear elevada. Descubrieron que mientras las Sy2 con HBLR tienen propiedades Infrarrojas-Radio similares a las de las Sy1, las Sy2 sin HBLR tienen propiedades similares a los Starbursts. Estos resultados pueden ser entendidos claramente en el contexto de un esquema evolutivo. Si bien los objetos sin una HBLR son Sy1 "muy jóvenes" (ya sea muy oscurecidas o con un poder de AGN muy bajo), las Sy2 con una HBLR son Sy1 "jóvenes" que pueden seguir formando estrellas en su región nuclear, pero que se encuentran menos oscurecidas o tienen un poder de AGN mayor.

Un oscurecimiento excesivo, una baja tasa de acreción o una pequeña masa de agujero negro central pueden ser, por tanto, el parámetro físico principal detrás de la secuencia evolutiva. Sin embargo, actualmente no se cuenta con la evidencia suficiente para decidir en favor de alguno de estos factores.

**Efectos del entorno como detonadores de cualquier secuencia evolutiva** El tiempo que una Sy1 necesita para emerger (ya sea no oscurecida o con alto poder de AGN) podría ser mayor que el tiempo utilizado por una compañera no ligada para escapar del entorno cercano, o comparable al tiempo necesario para tener un "merger" evolucionado ( $\sim 10^9$  años). Esto explicaría, en forma natural, la razón por la que los Starbursts y las Sy2 se encuentran más frecuentemente con compañeras cercanas.

Para que un AGN se dispare en una galaxia rica en gas, el suceso de una perturbación de marea puede ser más relevante que su duración (Keel 1996). Un encuentro hiperbólico bien puede detonar un flujo radial de material en las regiones más profundas de una galaxia rica en gas. El tiempo que la compañera necesita para alejarse 30 kpc es  $\sim 1. \times 10^8 d_{30kpc} \Delta v_{300Kms}^{-1}$  años. La escala de tiempo para que una nube de gas caiga de

las regiones externas del núcleo (unos cuantos cientos de parsecs) al pc central es  $\gtrsim 0.1$  Gyaños (Bekki 2000), y esto puede considerarse un límite inferior al tiempo necesario para la aparición de un núcleo activo. Por lo tanto, un encuentro hiperbólico con  $\Delta v$ , moderada puede ser tal que la compañera escape de la vecindad cercana ( $\approx 60$  kpc) de la galaxia Seyfert, dejando un núcleo Seyfert 1 no interactivo. Si el oscurecimiento es significativo, o si el poder de AGN es pequeño (debido a un ritmo de acreción bajo o a un hovo negro central poco masivo), entonces una escala de tiempo mayor puede ser necesaria antes de que el núcleo de una Seyfert 1 se detecte realmente. Mientras las galaxias BIRG y Sy2 tienen entornos más ricos que las Sy1 a distancias  $\lesssim 60$  kpc, la distribución acumulativa de la separación proyectada para la primera compañera (Fig. 5.7) muestra que la diferencia en el entorno para las Sy1, con respecto a las Sy2 y a las BIRG, disminuye dramáticamente más allá de  $\approx 120$  kpc. Esto significa que, mientras las Sy2 y las BIRG tienen compañeras cercanas, las Sy1 también tienen compañeras, pero a mayores distancias ( $d_p \gtrsim 100$  kpc). Las Sy1 no presentan compañeras cercanas simplemente debido a que una interacción detonante de actividad sucedió en el pasado y, en promedio, las galaxias Sy1 no serían consideradas interactivas, de acuerdo con nuestros criterios estadísticos.

Las limitaciones de nuestro análisis con respecto a galaxias con compañeras pequeñas ( $D_C \lesssim 10$  kpc) dejan abierta otra importante posibilidad capaz de explicar la actividad de tipo 1. Se ha propuesto que las Sy1 pueden ser el resultado de un “merger menor” que no conduzca a una tasa de formación estelar dramática cerca del centro de las galaxias y, por tanto, tampoco a un oscurecimiento marcado (de Robertis, Yee y Yahoe (1998), Taniguchi (1999)). Simulaciones de  $N$  cuerpos de “mergers” menores muestran que estos últimos pueden ser responsables de perturbaciones en la morfología de la galaxia mayor, en el primer Gyaño de la aparición del “merger”, pero no de la destrucción del disco galáctico (Walker, Mihos y Hernquist (1996)). Corbin (2000) no encontró mayores niveles de asimetría en galaxias Seyfert que en galaxias normales (en concordancia con nuestro trabajo, descubrió que las galaxias más asimétricas eran sistemas interactivos con espectros de tipo III). Concluyó que, si los “mergers” menores detonan AGNs, parecen hacerlo sólo en sus últimas etapas ( $\sim 1$  Gyaño tras la aparición del “merger”). Los “mergers” menores también disparan la formación estelar de la galaxia mayor, pero este proceso no necesariamente es muy dramático (la SFR inducida puede ser tan baja como  $2M_{\odot}/\text{año}$ ), especialmente después de los primeros 0.5 Gyaños (Rudnick, Rix y Kennicutt (2000)).

Los mecanismos previos plantean una revisión que complementa al esquema de unificación para galaxias Seyfert, y favorecen la idea de una escala de tiempo larga para permitir que sujan los AGN de tipo 1. Es interesante enfatizar que los tiempos para la aparición de este tipo de actividad concuerdan con el tiempo necesario para permitir que cualquier compañera no ligada se aleje al menos unas cuantas docenas de kpc, o para dar lugar a un “merger” (o “merger menor”) evolucionado ( $\sim 1$  Gyaño).

**La alternativa poco probable: Efecto nulo en la detonación de AGN por las fuerzas de marea** Una interpretación alternativa para los resultados de entorno de las galaxias BIRG, Sy2 y Sy1 consiste en que las interacciones pueden detonar sólo una SFR elevada, pero ninguna actividad nuclear no térmica. Las Seyfert 2 pueden mostrar una intensificación -inducida por interacción- en la SFR, como lo hace cualquier otra galaxia interactiva, al menos en promedio. Esto implica dos poblaciones de galaxias Sy2 (Storchi-Bergmann et al 2001):

- Sy2 interactivas con SFR elevada. La morfología de estas galaxias debe distorsionarse debido a la interacción, y la interacción podría ser responsable del toro de polvo oscurecedor, si existe. Las propiedades de estas galaxias Sy2 deben ser similares a las de galaxias con formación estelar.
- Sy2 aisladas y sin estallido estelar circumnuclear. Debido a la falta de interacciones, la morfología de estos objetos debe ser muy simétrica, sin distorsiones y, como las Sy1, estas galaxias no deben tener exceso de compañeras en relación con galaxias normales.

Si esta distinción es correcta, las interacciones fuertes y la actividad no térmica podrían ser fenómenos sin relación alguna (Corbin 2000). El problema sufriría un retroceso de 30 años. La prueba crucial es, entonces, si el exceso de Seyfert 2 interactivas, con respecto a galaxias normales, es real para una muestra completa de Seyfert 2. Si no, entonces no habría fundamento para una relación entre interacción y actividad de tipo Seyfert. En caso contrario, la secuencia evolutiva arriba descrita podría ser apropiada. Definir una muestra completa de galaxias Seyfert 2 es engañoso, pero, como ya se ha mencionado, los resultados basados en una muestra adecuadamente elegida sugieren que la diferencia entre las Seyfert 2 y las Seyfert 1 es real. Como se señaló anteriormente, el valor de  $F(25\mu\text{m})/F(60\mu\text{m})$  para las Sy2 es  $\approx 0.18$  y para las Sy1  $\approx 0.20$ . Este resultado contradice dos poblaciones de Sy2, puesto que las Sy2 interactivas y con SFR elevada (como las Sy2 de la muestra BIRG) deberían tener propiedades más similares a las galaxias con brotes intensos de formación estelar que a las galaxias Sy1 (es decir, cocientes  $F(25\mu\text{m})/F(60\mu\text{m})$  menores).

## 5.5 Conclusiones

Estudiamos el entorno de galaxias IRAS brillantes y lo comparamos con el de emisores bajos en el FIR, así como con el de galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2. Encontramos que, en promedio, las galaxias BIRG se encuentran en interacción con más frecuencia, y que su "fuerza de interacción" es mayor que en una muestra de galaxias seleccionadas ópticamente. Nuestros resultados muestran una anticorrelación entre la separación proyectada de la primera

compañera y la luminosidad FIR de una galaxia, lo que significa una anticorrelación entre  $d_P$  y la tasa de formación estelar. Las propiedades FIR muestran una continuidad clara y uniforme en función de la fuerza de interacción, que va de actividad FIR muy baja en galaxias normales aisladas, a actividad muy alta en "mergers". Una consecuencia es que la función de luminosidad FIR para un tipo morfológico dado tiene sentido sólo para sistemas estrictamente aislados, sin perturbación alguna. El entorno similar descubierto para galaxias Seyfert 2 y BIRG respalda la posibilidad de un vínculo evolutivo entre Starburst, Seyfert 2 y Seyfert 1.

Tabla 5.2: Características de los conjuntos de objetos con distintos niveles de interacción

Parámetro	Objetos Aislados			Sep > 30kpc			Sep < 30kpc			Mergers		
	CM	D.E. <sup>3</sup>	BIRG	D.E.	CM	D.E.	BIRG	D.E.	BIRG	D.E.	BIRG	D.E.
Número de Objetos	11	> 250	3		11		20		16		10	
$< d_p >$ (kpc)	> 250	0.13	> 250	2.53	111.73	71.50	66.94	35.05	18.20	7.42	1.81	1.17
$< L_{FIR} >$ ( $10^{10} L_{\odot}$ )	0.21	0.15	6.92	2.53	0.92	0.47	3.83	2.30	16.8	18.8	71.6	103.2
$< L_{12\mu} >$ ( $10^{30} \text{ ergs}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ )	0.27	0.15	1.35	0.20	0.34	0.21	1.19	0.71	5.16	8.76	9.43	1.99
$< L_{25\mu} >$ ( $10^{30} \text{ ergs}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ )	0.29	0.12	2.98	1.71	0.39	0.30	2.61	1.44	14.6	22.2	48.6	88.4
$< L_{60\mu} >$ ( $10^{30} \text{ ergs}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ )	1.02	0.51	19.4	8.70	3.38	2.80	20.2	10.5	70.3	67.7	275.1	374.2
$< L_{100\mu} >$ ( $10^{30} \text{ ergs}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ )	3.40	2.27	42.3	13.1	9.85	6.84	37.1	22.0	103.2	79.1	285.3	344.4
$< F_{12}/F_{25} >$	0.94	0.29	0.53	0.21	0.72	0.16	0.48	0.19	0.41	0.13	0.16	0.05
$< F_{60}/F_{100} >$	0.33	0.09	0.45	0.09	0.34	0.12	0.57	0.10	0.63	0.17	0.87	0.14
$< M_{\text{CO}}/M_{\text{H}_2} >$ ( $10^9 M_{\odot}$ )	3.77	1.68	2.95	...	7.12	2.11	6.40	5.89	7.55	6.81	9.60	9.04
$< L_{\text{far}}/M_{\text{CO}} >$ ( $L_{\odot}/M_{\odot}$ )	0.52	0.42	26.30	...	0.85	0.53	13.56	12.65	31.47	35.94	118.0	105.77
$< SFR >$ <sup>1</sup> ( $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ )	0.36	0.23	12.10	4.42	1.45	1.15	6.71	4.03	29.56	32.95	125.34	180.09
$< \tau_{\text{H}} >$ <sup>2</sup> ( $10^9 \text{ yr}$ )	19.6	17.9	0.22	...	8.39	5.22	0.91	0.86	0.51	0.59	0.09	0.08

<sup>1</sup>  $SFR \approx 4.5 \times 10^{-44} L_{FIR, \text{ergs}} \cdot M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ <sup>2</sup>  $\tau_{\text{H}} = M_{\text{H}_2} / SFR$ .<sup>3</sup> D.E. = Desviación Estándar

Tabla 5.3: Muestra BIRG

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1	D2	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
NGC 0023	00	7.00	18.40	25.00	38.00	44.00	12.85	0.015	2.10	1.30	Sa
ESO 079-G003	00	12	24	-39	28	0	12.6	0.009	2.7	0.4	Sb
NGC 0174	00	34.00	30.99	-29.00	45.00	10.60	13.79	0.012	1.40	0.60	S0 a
UGC 00556	00	52.00	7.54	28.00	58.00	27.30	15.12	0.015	1.00	0.50	S
UGC 00903	01	19.00	6.37	17.00	19.00	52.00	14.50	0.008	1.80	0.40	S
ESO 353-G020	01	32	37.3	-36	23	30	14.1	0.016	1.4	0.5	S0
NGC 643B	01	38	25.3	-75	15	45	14.6	0.013	1.5	0.3	S0
NGC 0716	01	50	18.8	12	27	43	13.77	0.015	1.8	0.8	Sa
UGC 01451	01	55	41.1	25	6	57	14.27	0.016	1.2	0.6	Sb
NGC 0835	02	6	57.2	-10	22	19	12.91	0.014	1.3	1	Sap
NGC 0873	02	14	6.1	-11	34	48	13.00	0.013	1.6	1.3	Sc
NGC 0877	02	15	15.3	14	19	1	12.58	0.013	2.4	1.8	Sbc
NGC 0922	02	22	48	-25	0	54	12.45	0.010	1.9	1.9	Scd
NGC 0992	02	34	35.6	20	53	4	13.65	0.014	0.9	0.7	S
NGC 1083	02	43	18.3	-15	34	5	14	0.014	1.6	0.3	Sb
NGC 1134	02	50	56.9	12	48	43	13.05	0.012	2.5	0.9	S
UGC 02403	02	53	23.08	0	29	28.1	14.63	0.014	1.3	0.5	Sa
NGC 1204	03	2	17.00	-12	32	3.8	15	0.015	1.1	0.3	S0 a
ESO 420-G013	04	11	53.2	-32	7	59	13.3	0.012	1	0.9	Sa
NGC 1614	04	31	35.52	-8	40	56.3	13.63	0.016	1.3	1.1	Sc
ESO 484- G 036	04	33	34.77	-25	14	4.8	15.00	0.017	1.4	0.3	Sb
ESO 485- G 003	04	37	0.4	-24	16	54.5	14.00	0.015	1.3	0.6	Sb
NGC 1667	04	46	10.48	-6	24	24.2	12.77	0.015	1.8	1.4	Sc
NGC 2782	09	10	53.63	40	19	15.5	12.3	0.009	3.5	2.6	Sa
NGC 2785	09	12	3.07	41	7	32.6	14.73	0.009	1.5	0.5	Irr
NGC 2856	09	20	53.19	49	27	49.0	14.1	0.009	1.1	0.5	S
NGC 2990	09	43	39.80	5	56	26.0	13.1	0.010	1.3	0.7	Sc
NGC 3147	10	12	39.3	73	39	2	11.43	0.009	3.9	3.5	Sbc
NGC 3221	10	19	35.32	21	49	17	13.8	0.014	3.2	0.7	Scd
NGC 3367	10	43	55.4	14	0	58	12.05	0.010	2.5	2.2	Sc
NGC 3508	11	0	30.8	-16	1	9	13.20	0.013	1.1	0.9	Sb
NGC 3597	11	12	14.20	-23	27	20.0	13.6	0.012	1.9	1.5	S0
NGC 3690	11	25	42.42	58	50	16.9		0.010	1.2	1	Pec
NGC 3735	11	33	4.8	70	48	42	12.5	0.009	4.2	0.8	Sc
NGC 3994	11	55	2.42	32	33	20.9	13.3	0.010	1.0	0.6	Sc
NGC 4174	12	9	54.9	29	25	36	14.31	0.013	0.8	0.3	S0
NGC 4194	12	11	41.2	54	48	15	13.01	0.008	1.8	1.1	Irr
NGC 4332	12	20	27.6	66	7	15	13.12	0.009	2.1	1.5	Sa
NGC 4388	12	23	14.56	12	56	17.4	11.76	0.008	5.6	1.3	Sb
NGC 4433	12	25	3.9	-8	0	13	13.27	0.010	2.2	1.0	Sap
NGC 4783	12	51	59.20	-12	17	14.9	12.54	0.015	1.8	1.7	E
ESO 443-G017	12	55	2.6	-29	29	51	13.8	0.010	1.4	0.9	S0 a
MCG-02-33-098	12	59	41.3	-15	29	59	14.5	0.016	1.7	0.5	Sc
A1309	13	9	54.6	-17	16	33	12.5	0.009	1.4	0.2	Sc
NGC 5020	13	10	11.00	12	51	53.0	12.50	0.011	3.20	2.70	Sbc

D1 Eje Mayor

D2 Eje Menor

Tabla 5 3 cont.

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1 arcmin	D2 arcmin	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
IC 0860	13	12	39.52	24	52	58.3	15.40	0.013	0.50	0.30	Sa
NGC 5073	13	16	41.20	-14	34	50.0	13.00	0.009	4.14	0.58	Sc
NGC 5135	13	22	56.7	-29	34	26	12.9	0.014	2.6	1.8	Sap
IC 4280	13	30	7.9	-23	57	4	13.5	0.016	1.1	0.9	S
NGC 5371	13	53	33.98	40	42	20.0	11.32	0.009	4.4	3.5	Sbc
NGC 5394	13	56	25.09	37	41	45.7	13.70	0.011	1.7	1.0	Sb
NGC 5430	13	59	8.50	59	34	16.0	12.72	0.010	2.2	1.1	Sb
NGC 5433	14	0	23.91	32	45	2.3	14.10	0.015	1.6	0.4	Sd
NGC 5427	14	0	48.60	-5	47	27.0	11.93	0.009	2.8	2.4	Sc
NGC 5595	14	21	28.10	-16	29	51.0	12.56	0.009	2.2	1.2	Sc
NGC 5597	14	21	42.00	-16	32	14.0	12.60	0.009	2.1	1.7	Scd
NGC 5653	14	28	1.20	31	26	11.0	12.86	0.012	1.7	1.3	Sb
NGC 5728	14	39	36.80	-17	2	26.0	12.37	0.009	3.1	1.8	Sa
NGC 5734	14	42	18.4	-20	39	37	13.7	0.014	1.5	1	S0
NGC 5757	14	44	57.42	-18	52	11.9	12.68	0.009	2.0	1.6	Sb
NGC 5793	14	56	37.10	-16	29	40.0	14.30	0.012	1.7	0.6	Sb
UGC 09668	15	0	32.68	83	43	16.2	13.82	0.013	1.5	0.8	S
CGCG 049-057	15	10	45.90	7	24	41.0	15.50	0.013	0.4	0.2	Irr
NGC 5900	15	13	16.85	42	23	35.0	14.76	0.008	1.70	0.5	Sb
NGC 5929	15	24	18.93	41	50	40.8	14.10	0.009	1.00	0.9	Sap
NGC 5936	15	27	39.70	13	9	40.0	13.11	0.013	1.40	1.3	Sb
NGC 5937	15	28	9.90	-2	39	33.0	13.17	0.009	1.90	1.1	Sb
NGC 5990	15	43	44.80	2	34	11.0	13.30	0.013	1.5	0.9	Sa
NGC 6052	16	3	1.40	20	40	37.0		0.016			Sc
A2020-44	20	20	33.3	-44	9	23	12.6	0.010			
NGC 6907	20	22	8	-24	58	20	11.9	0.011	3.3	2.7	Sbc
IC 5063	20	48	11.7	-57	15	27	12.9	0.011	2.1	1.4	S0
ESO 402-G026	21	19	23.9	-36	53	50	13.5	0.009	2.8	0.8	Sb
NGC 7083	21	31	50	-64	7	41	11.9	0.010	3.9	2.3	Sc
NGC 7130	21	45	19.7	-35	11	4	13	0.016	1.5	1.4	Sa
NGC 7172	21	59	7	-32	6	42	12.9	0.009	2.5	1.4	Sa
IC 5179	22	13	12.9	-37	5	39	12.4	0.011	2.3	1.1	Sbc
ESO 534-G009	22	35	56.3	-26	6	38	13.5	0.011	2.9	0.8	Sap
NGC 7469	23	00	44.43	08	36	16.1	13.00	0.016	1.50	1.10	Sa
NGC 7541	23	12	10.30	04	15	43.0	12.42	0.009	3.50	1.20	Sbc
NGC 7591	23	15	43.70	06	18	45.0	13.86	0.017	1.90	0.80	Sbc
NGC 7673	23	25	12.05	23	18	59.3	13.17	0.011	1.30	1.20	Sc
NGC 7678	23	25	58.05	22	08	44.3	12.41	0.012	2.30	1.70	Sc
NGC 7714	23	33	40.59	01	52	42.3	13.00	0.009	1.90	1.40	Sb
NGC 7771	23	48	52.13	19	50	01.2	13.08	0.014	2.50	1.00	Sa
UGC 12914	23	59	04.39	23	12	22.1	13.07	0.015	2.30	1.30	Scd
UGC 12915	23	59	08.4	23	13	00.1	13.95	0.014	1.50	0.50	S

Tabla 5.4: Contra Muestra

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1 arcmin	D2 arcmin	Tipo Morf
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
08430+3553	8	43	2.2	35	52	47	16.5	0.0135	1	0.1	Sc
N5994	15	44	36	18	1	0	16	0.0108	0.35	0.1	Sb
09420+6912	9	42	0	69	12	0	16	0.0148	2.1	0.2	Sc
23145-0326	23	14	25.9	3	26	15	15.7	0.0105	1.7	0.2	
00310+0224	0	31	0	2	24	0	15.7	0.0146	2.1	1.5	Scd
02504+1250	2	50	27.4	12	49	44	15.5	0.0120	1.7	1.2	Irr
00150+2956	0	15	0	29	55	40	15.5	0.0160	2.4	1.2	Sc
A0323-4004	3	23	25	-40	4	18	15.01	0.0143	1.6	1.5	Scd
N 197	0	36	45.1	0	37	1	15	0.0137	1.4	1.4	Sc
00194+2328	0	19	24	23	28	0	15	0.0149	1.3	0.4	Sb
01121+0055	1	12	3.2	0	55	0	15	0.0157	1	0.9	Sc
N7715	23	33	48	1	53	0	14.9	0.0092	3.2	0.4	Irr
N3419A	10	48	41.3	14	17	20	14.9	0.0103	1.7	0.1	
09427+0959	9	42	42	9	59	49	14.8	0.0110	1.8	0.8	Sd
I 208	2	5	48	6	10	0	14.8	0.0115	2.1	2	
12098+2905	12	9	52.5	29	5	54	14.8	0.0130	0.8	0.3	Sa
21465+0013	21	46	32.5	0	12	40	14.8	0.0158	1.6	1.5	Sbc
N4644	12	40	24	55	25	0	14.8	0.0159	1.7	0.7	Sb
I 193	1	59	50.3	10	50	47	14.7	0.0155	1.9	1.9	Sc
13422+3526	13	42	12	35	26	0	14.5	0.0083	1.3	0.4	Sbc
A2208-3408	22	8	47	-34	8	0	14.5	0.0087	1.5	0.3	S0
00206+2710	0	20	36	27	10	0	14.5	0.0129	0.7	0.5	Sc
11477+2615	11	47	42	26	15	0	14.4	0.0125	1.8	0.8	Sap
07521+6644	7	52	6	66	45	0	14.4	0.0136	0.9	0.3	Pec
11595+3007	11	59	30	30	7	0	14.3	0.0103	2.1	1.1	Scd
N3731	11	31	36	12	48	0	14.3	0.0107	1	0.9	E
II721	1	38	48	8	15	0	14.3	0.0143	1.2	0.5	Sc
N 92	0	19	5	-48	54	12	14.29	0.0112	3.2	1.2	Sa
N6385	17	27	12	57	33	38	14.2	0.0112	1.4	1.4	Sa
N3933	11	49	24	17	5	0	14.2	0.0123	1.4	0.7	Sa
I 947	13	50	6	1	3	0	14.2	0.0147	1.5	1.1	S0
I5269A	22	53	9.2	-36	36	58	14.19	0.0096	1.6	1.2	Sc
A0131-3438	1	31	44	-34	38	36	14.14	0.0126	1.9	0.4	Sb
N3701	11	26	48	24	21	0	14.1	0.0093	2	0.9	Sbc
I3289	12	22	20	-25	45	12	14.04	0.0111	1	1	S0, Sa
00132+1548	0	13	16.3	15	48	45	14	0.0140	1.5	0.4	Sc
12364+3223	12	36	24	32	23	0	14	0.0144	1	0.8	Sb
N7820	0	2	0	4	55	0	13.9	0.0102	1.6	0.7	S0, Sa
N2691	8	51	30	39	44	0	13.9	0.0135	1.6	1	Sa
A1213-2846	12	13	20	-28	46	36	13.86	0.0111	1.2	0.3	Sb
N6111	16	13	54	62	40	0	13.8	0.0098	1.6	0.4	Sap
N5368	13	52	42	54	35	0	13.8	0.0155	0.9	0.7	Sap
14395+3904	14	39	33.7	39	3	51	13.8	0.0157	1.4	1.2	S0
09402+0943	9	40	12	9	43	0	13.7	0.0107	3.3	1.1	Irr
A2237-4555	22	37	59	-45	55	18	13.6	0.0095	2.1	0.5	

Tabla 5.4 cont.

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	D1 arcmin	D2 arcmin	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg					
08471+7641	8	47	11	76	40	26	13.5	0.0096	3.5	1	Sc
A2357-4045	23	57	54	-40	45	41	13.47	0.0104	2.8	0.7	Sap
N5326	13	48	42	39	49	0	13.4	0.0088	2.2	1	
N5653	14	28	0	31	26	17	13.39	0.0117	1.8	1.5	Sa
I1759	1	55	43	-33	13	48	13.39	0.0128	2.2	2.2	Sa
N7126	21	45	38	-60	50	34	13.23	0.0099	3.5	1.6	
N4224	12	14	0	7	44	0	13.21	0.0088	2	0.9	
I5156	22	0	19	-34	4	48	13.2	0.0092	2.4	0.8	
N4332	12	20	24	66	7	0	13.2	0.0095	2.4	1.7	Sa
N5320	13	48	12	41	37	0	13.1	0.0087	3.6	1.8	Sc
A0027-1123	0	27	36	-11	23	0	13.1	0.0117	2	0.8	Sa
N1288	3	15	12	-32	45	30	13.07	0.0151	2.5	2.5	Sbc
A1440-2415	14	40	43	-24	15	18	13.05	0.0121	2.6	1.1	S0
N4521	12	30	36	64	13	0	13	0.0085	2.7	0.6	S0/Sa
N1558	4	18	42	-45	9	0	12.98	0.0151	3.5	1.3	Sb
N3689	11	25	31.8	25	56	15	12.9	0.0093	1.6	1	Sc
N3450	10	45	38.1	-20	35	6	12.72	0.0131	2.5	2.2	Sb
N2782	9	10	54	40	19	0	12.66	0.0085	4.2	3.2	Sa
N7125	21	45	37	-60	56	42	12.65	0.0105	3.5	2.6	
N7029	21	8	26	-49	29	36	12.64	0.0091	2	1.4	E
N 877	2	15	18	14	19	0	12.5	0.0131	2.3	1.8	Sbc
A2335-4746N	23	35	3	-47	46	54	12.3	0.0109	3	1.6	Sa
N5850	15	4	35.4	1	44	12	12.25	0.0084	5	4.5	Sb
N5339	13	51	22	-7	41	7	12	0.0090	1.5	1.5	
A2135-4409	21	35	0	-44	9	30		0.0084	2.3	0.4	Scd
A2030-5309	20	30	18	-53	9	0		0.0085	1.9	1.9	
A0947-1153	9	47	30	-11	53	0		0.0088	0.8	0.1	Sb
I5171	22	7	48	-46	20	0		0.0093	3.8	0.6	
A2214-4930	22	14	39	-49	30	42		0.0093	1.9	1	
A1308-2336	13	8	4	-23	36	0		0.0095	3.3	3	Sc
0902+2149	9	2	28.5	21	49	30		0.0102	0.8	0.8	Irr
A2216-4055	22	16	51	-40	55	12		0.0107	1.5	0.6	Sa
A2235-2606	22	35	56.3	-26	6	0		0.0113	3.6	0.9	
A2251-7053	22	51	57	-70	53	54		0.0125	1.3	0.7	S0/Sa
N6862	20	4	55	-56	32	30		0.0140	1.5	1.5	Sc
A0048-0847	0	48	51.4	-8	47	26		0.0141	1.3	0.7	Sd
A2018-4810	20	18	10	-48	10	0		0.0148	1.2	0.9	Sc
N1616	4	31	7	-43	49	15		0.0149	1.8	1	Sbc
A1348-3014	13	48	47.6	-30	14	33		0.0151	1.2	0.6	S0
A0245-1026	2	45	54	-10	26	0		0.0152	1.2	0.6	S0
A2024-5233	20	24	2	-52	33	0		0.0154	2	0.9	Sb
A2024-5233	20	24	2	-52	33	0		0.0154	2	0.9	Sb
N1585	4	25	55	-42	16	30		0.0155	1.3	0.8	Sb
A2027-5246	20	27	22	-52	46	54		0.0156	1.7	0.8	
N2012	5	26	10	-79	53	42		0.0159	1.2	0.7	S0



## Capítulo 6

# El Entorno Circumgaláctico de las Galaxias LINER

En este capítulo, estudiamos el entorno circumgaláctico de 193 LINERs a partir del catálogo Multifrequency Catalog of LINERs (MCL, Carrillo et al 1999). Con base en la fenomenología de líneas de emisión, pensamos que los LINERs pueden dividirse en tres grupos principales: (1) LINERs puros (los llamados LINERs 2), que muestran sólo líneas angostas de emisión, satisfaciendo la condición de cocientes establecida por Heckman; (2) objetos de transición, es decir, sistemas LINERs/HII, para los cuales la ionización mediante fuentes térmicas parece desempeñar el papel principal (Ho, 1997); y (3) los llamados LINERs 1s, que muestran evidencia de emisión de líneas anchas de Balmer. Comparamos el entorno de estos subconjuntos de LINERs con aquellos de galaxias anfitrión Seyfert 1 (Sy1), Seyfert 2 (Sy2) e IRAS brillantes (BIRG).

### 6.1 Selección de la Muestra

Generamos una muestra LINER de 193 objetos a partir del catálogo elaborado por Carrillo et al, y después la dividimos en tres grupos. El primero consiste en 103 objetos y contiene solamente LINERs de tipo 2 (a partir de ahora, L2). La segunda muestra incluye 63 LINERs de transición (a partir de ahora, TL). El tercer grupo incluye 27 LINERs con emisión  $H\alpha$  ancha (a partir de ahora, L1). Consideramos sólo objetos con corrimiento al rojo dentro del rango  $0.003 \leq z \leq 0.02$  (excepto para los TL, en donde el límite superior es ligeramente más alto). El límite  $z$  inferior (0.003) fue elegido para evitar objetos con tamaño angular muy grande, mientras que el límite  $z$  superior (0.02) fue establecido para

Tabla 6.1: Características de las tres muestras de LINERs

Parámetro	LINER 2		TL		LINER 1	
	Prom	D.E.	Prom	D.E.	Prom	D.E.
B	12.040	1.320	12.080	1.430	11.320	1.090
V	11.260	1.510	10.560	0.710	10.730	0.890
(U-B)	0.324	0.206	0.231	0.239	0.436	0.133
(B-V)	0.836	0.136	0.780	0.157	0.861	0.116
J	9.651	1.270	9.328	0.982	9.038	1.500
(J-H)	0.715	0.083	0.739	0.050	0.754	0.050
(H-K)	0.252	0.058	0.262	0.041	0.246	0.036
OIII, HB	1.674	0.723	1.407	0.749	2.699	2.108
OI/H $\alpha$	0.264	0.164	0.109	0.040	0.506	0.280
NII/H $\alpha$	1.623	0.786	0.956	0.439	1.808	0.882
SII/H	1.119	0.520	0.586	0.280	1.417	0.539
$L_{\text{H}\alpha} / L_{\odot}$	1.031E+10	1.887E+10	3.022E+10	6.475E+10	8.263E+09	2.091E+10
$L_{60} \text{ ergs}^{-1}$	6.035E+30	1.290E+31	2.247E+31	5.220E+31	4.827E+30	1.410E+31
$L_{25} \text{ ergs}^{-1}$	8.481E+29	1.602E+30	3.231E+30	7.818E+30	5.997E+29	1.398E+30
F25/F60	0.334	0.360	0.159	0.100	0.241	0.259
F60/F100	0.423	0.336	0.383	0.199	0.347	0.108
F12/F25	0.765	0.384	0.819	0.351	0.939	0.461

incluir un mayor número de objetos y, al mismo tiempo, evitar tamaños angulares muy pequeños, especialmente para las compañeras, que podían ser confundidas con estrellas (ver Cap. 2). Sólo objetos cuya latitud galáctica fuese  $|b_{\text{IT}}| \geq 35^\circ$  se tomaron en cuenta para evitar la zona de oscurecimiento causada por el plano galáctico.

Aunque el MCL incluye objetos de varias muestras de LINERs, nuestra muestra incluye objetos principalmente de Ho et al. (1997), Kim et al. (1995), Veilleux et al. (1995) y Wu, Zou, Xia y Deng (1998). Todos los LINERs en la muestra de Ho (completa para galaxias más brillantes que  $B_T = 12.5 \text{ mag}$  ( $\delta \geq 0^\circ$ )) se incluyen en nuestra muestra (además de una diversidad de otros objetos dentro de este límite de magnitud del cielo meridional). Una prueba  $V/V_{\text{max}}$  (Schmidt 1968) arroja un valor de  $0.476 \pm 0.021$  hasta una magnitud límite  $B_T = 12.5 \text{ mag}$  para nuestra muestra. Por lo tanto, la muestra es muy completa para galaxias más brillantes que  $B_T = 12.5 \text{ mag}$ . Sólo  $\lesssim 15\%$  de los 193 LINERs es más débil que este límite de magnitud.

Como se explicará en la sección 6.4,  $\approx 33\%$  de las galaxias normales contiene un núcleo LINER. Detectar este núcleo resulta en muchas ocasiones muy difícil pues se encuentra oculto en la emisión de continuo de las galaxias. Por esta razón resulta extremadamente peligroso tratar de generar una muestra de control, es decir, una contramuestra de galaxias sin características LINER, pues tendríamos que estar completamente seguros de que cada galaxia que la conformara realmente careciera de líneas de emisión, lo cual evidentemente no es posible. Por esta razón, hemos decidido no tener objetos de control para los LINERs

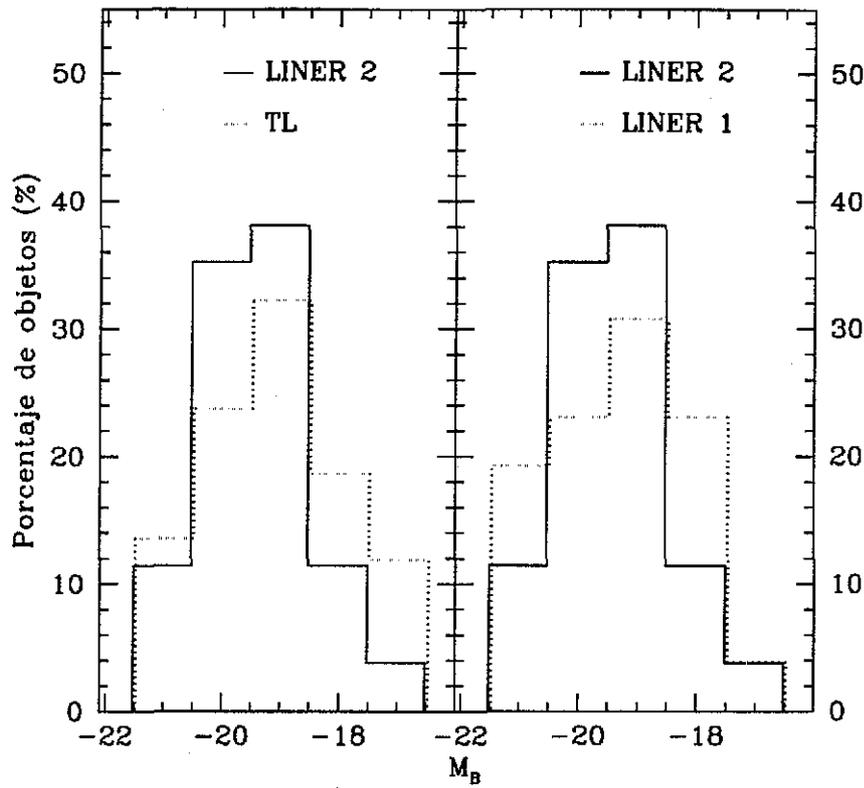


Figura 6.1: Distribución de magnitud absoluta B para los L2s, TLs y L1s. La línea continua representa a la muestra de L2s, mientras que la punteada a la de TLs (izquierda) y a la de L1s (derecha).

La comparación de medio ambiente se hará entre las tres categorías de LINER mencionadas anteriormente y los objetos estudiados en capítulos previos.

En las Tablas 6.3, 6.4 y 6.5 se presentan las muestras para los L2, TL y L1, respectivamente. Las tablas contienen los siguientes datos para cada objeto (obtenidos del MCL y NED): posición en coordenadas ecuatoriales (1950), magnitud absoluta  $M_B$ , corrimiento al rojo y tipo morfológico. Las distribuciones para las muestras de magnitud, tipo morfológico y corrimiento al rojo se presentan en las Figuras 6.1, 6.2, 6.3, respectivamente. La tabla 6.1 presenta las características de emisión de las muestras.

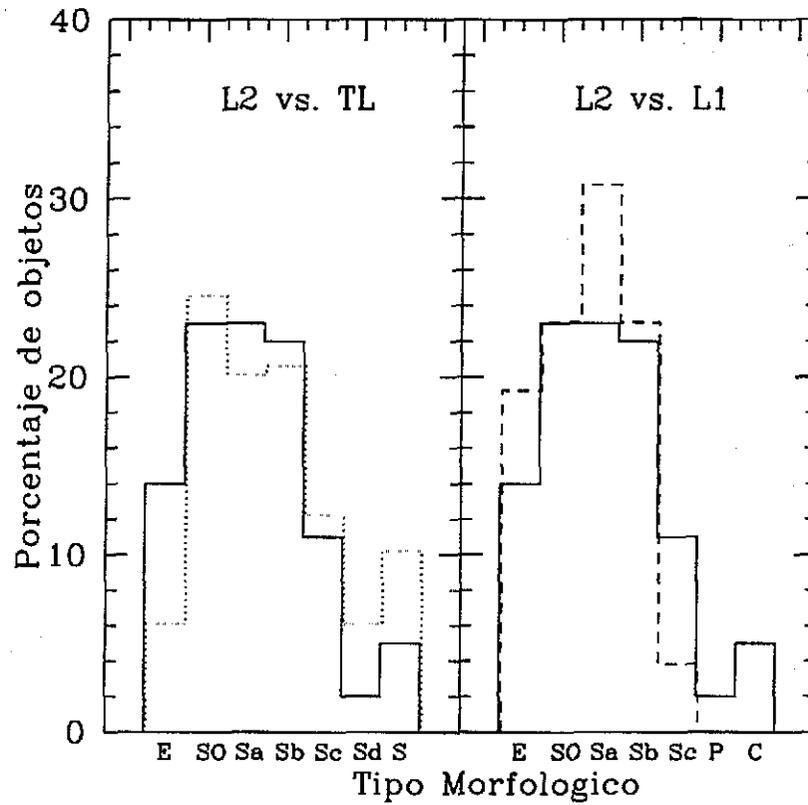


Figura 6.2: Distribución de tipo de Hubble para los L2s, TLs y L1s. La línea continua representa a la muestra de L2s, mientras que la punteada a la de TLs (izquierda) y a la de L1s (derecha)

## 6.2 Análisis

### 6.2.1 Identificación de las Compañeras

La búsqueda de compañeras de galaxia se realizó automáticamente en el DSS con la última versión (1998) de FOCAS (Faint Object Classification and Análisis System; Jarvis y Tyson 1982), y se limitó a compañeras que pudieran ser distinguidas, de manera inequívoca, de estrellas mediante el algoritmo de FOCAS (i.e.  $\approx 7$  arcsec, que al límite de corrimiento al rojo de la muestra corresponde a  $\approx 4$  kpc; ver Cap. 2 para detalles). Los métodos utilizados, así como el efecto de la calidad de placa, de la función de dispersión de puntos, del entorno celeste y de la identificación y medición automáticas de compañeras y galaxias de fondo han sido discutidos en el Cap. 2. Como es costumbre (e.g. Dultzin-Hacyan et al

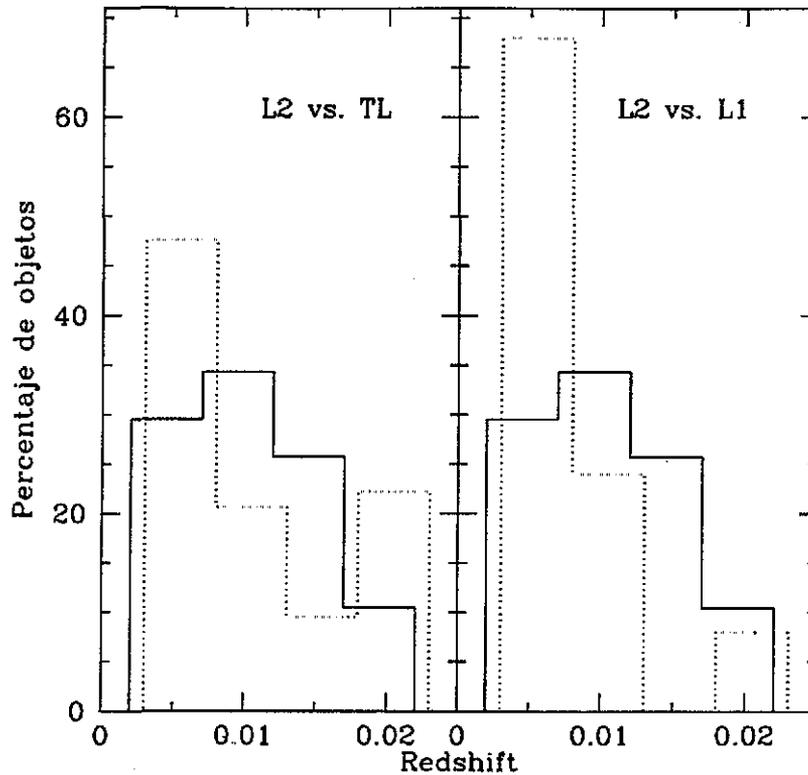


Figura 6.3: Distribución de corrimiento al rojo para los L2s, TLs y L1s. La línea continua representa a la muestra de L2s, mientras que la punteada a la de TLs (izquierda) y a la de L1s (derecha)

2001; Krongold, Dultzin-Hacyan y Marziani 2002a, Krongold, Dultzin-Hacyan y Marziani 2002b), la fracción de objetos con compañeras físicas  $f_{fis}$  es la fracción con compañeras observadas  $f_{obs}$  disminuida por la fracción de galaxias con una compañera óptica, a saber  $f_{fis} = f_{obs} - f_{opt}$ .  $f_{obs}$  ha sido obtenida a través de una distribución de Poisson como se describe en el Cap. 2.

Tabla 6.2: Fracción de compañeras observadas, ópticas y físicas

Muestra	Num. de objetos	Objetos con compañera (%)			Nivel de confianza (%) <sup>1</sup>
		Observada	Óptica	Física	
Compañeras con diámetro $D_C \geq 4\text{kpc}$					
LINER 2	103	72.9%	34.4%	38.5%	no signif 99
TL	63	61.9%	34.5%	27.4%	
LINER 1	27	48.5%	38.0%	10.5%	
Compañeras con diámetro $D_C \geq 10\text{kpc}$					
LINER 2	103	47.6%	13.6%	34.0%	no signif. 99.5
TL	63	40.4%	18.0%	22.4%	
LINER 1	27	25.0%	19.5%	5.5%	

<sup>1</sup> Nivel de confianza para la hipótesis de que la muestra LINER respectiva es estadísticamente diferente de la muestra L2

## 6.3 Resultados

### 6.3.1 Compañeras dentro de $3D_S$

Buscamos compañeras en un área circular con radio igual a tres veces el diámetro del objeto central ( $3D_S$ ). Los resultados principales se presentan en la Tabla 6.2

#### Compañeras con diámetro $D \geq 4\text{ kpc}$

De los 103 LINER 2s,  $\approx 73\%$  tiene al menos una compañera de diámetro  $D \geq 4\text{ kpc}$  dentro de  $3D_S$ , versus  $62\%$  de los 63 LINERs de transición (TLs) y  $49\%$  de los 27 L1s. El número esperado de compañeras ópticas, a partir de las estadísticas de Poisson, se presenta en la tercera columna de la Tabla 6.2. Si las compañeras ópticas se substraen,  $f_{fis}$  es  $\approx 39\%$ ,  $27\%$  y  $11\%$  para las muestras L2, TL y L1, respectivamente. De acuerdo con una prueba  $\chi^2$ , no hay un exceso significativo de objetos con compañeras entre los entornos de las muestras L2 y TL. Sin embargo, la misma prueba muestra que existe un exceso significativo de objetos con compañeras entre los L2s, cuando se comparan con los L1s (a un nivel de confianza del  $99\%$ )

#### Compañeras con diámetro $D \geq 10\text{ kpc}$

De los 103 L2s  $\approx 48\%$  tiene, al menos, una compañera de diámetro  $D \geq 10\text{ kpc}$ , dentro

de un área de  $3D_S$ . El 40% de los 63 TLs muestra esta propiedad. Por otra parte, sólo  $\approx 25\%$  de los 27 LINER 1s mostró una compañera con  $D \geq 10$  kpc, dentro de  $3D_S$ . Si las compañeras ópticas se substraen de acuerdo con los valores de la Tabla 6.2,  $f_{fis}$  es 34%, 22% y 6% para los L2s, TLs y L1s, respectivamente. Estos valores indican un claro exceso de objetos con compañeras grandes ( $D \geq 10$  kpc) entre L2s, con respecto a L1s. Una prueba  $\chi^2$  ofrece un nivel de confianza de 99.5% para este resultado.

### 6.3.2 Distribución Acumulativa de la Compañera más Cercana

**Entorno de los LINERs** El radio de búsqueda para compañeras fue, en todos los casos, igual a 300 kpc de distancia lineal proyectada, arriba de la cual asumimos una “no-detección”. En las figuras 6.4, 6.5 y 6.6, los paneles muestran la distribución acumulativa de LINERs en función de la distancia lineal proyectada a la compañera más cercana. Este cálculo se hizo sin sustracción de compañeras ópticas y se muestra en el lado izquierdo de las figuras. Las restricciones sobre los diámetros de la compañera más cercana son, de arriba abajo,  $D \geq 4$  kpc (todas las compañeras reconocibles como galaxias en el DSS),  $D \geq 10$  kpc y  $D \geq 20$  kpc.

A partir de las estadísticas de Poisson, calculamos la  $f_{opt}$  esperada a distancias de 20 kpc, 40 kpc, etc. Elaboramos la distribución acumulativa de la compañera “física” más cercana a partir del valor  $f_{fis}$ . El lado derecho de las figuras 6.4, 6.5 y 6.6 muestra esta distribución. La distribución acumulativa de compañeras físicas con  $D \geq 20$  kpc es muy similar a la distribución acumulativa de las compañeras observadas, puesto que la densidad de objetos con este diámetro es prácticamente cero, y, por tanto, la probabilidad de encontrar compañeras ópticas es despreciable.

Las barras de error en las frecuencias de las muestras de comparación se establecieron con una técnica “bootstrap”, reordenando aleatoriamente las galaxias de comparación en un gran número de pseudomuestras (3 mil para cada muestra), y tomando una incertidumbre igual al doble de la desviación estándar, como se ha hecho en varios capítulos previos.

**LINER 2s vs. LINERs de transición** La figura 6.4 compara los entornos de los L2s y de los TLs. Entre los L2s, existe un exceso apenas significativo de objetos con compañeras de diámetros menores a 20 kpc con respecto a los TL. Para compañeras grandes ( $D \geq 20$  kpc), esta diferencia definitivamente desaparece.

**LINER 2s vs. LINER 1s** Como puede deducirse a partir de la Figura 6.5 existe un exceso estadísticamente significativo de compañeras para la muestra L2, con diámetros

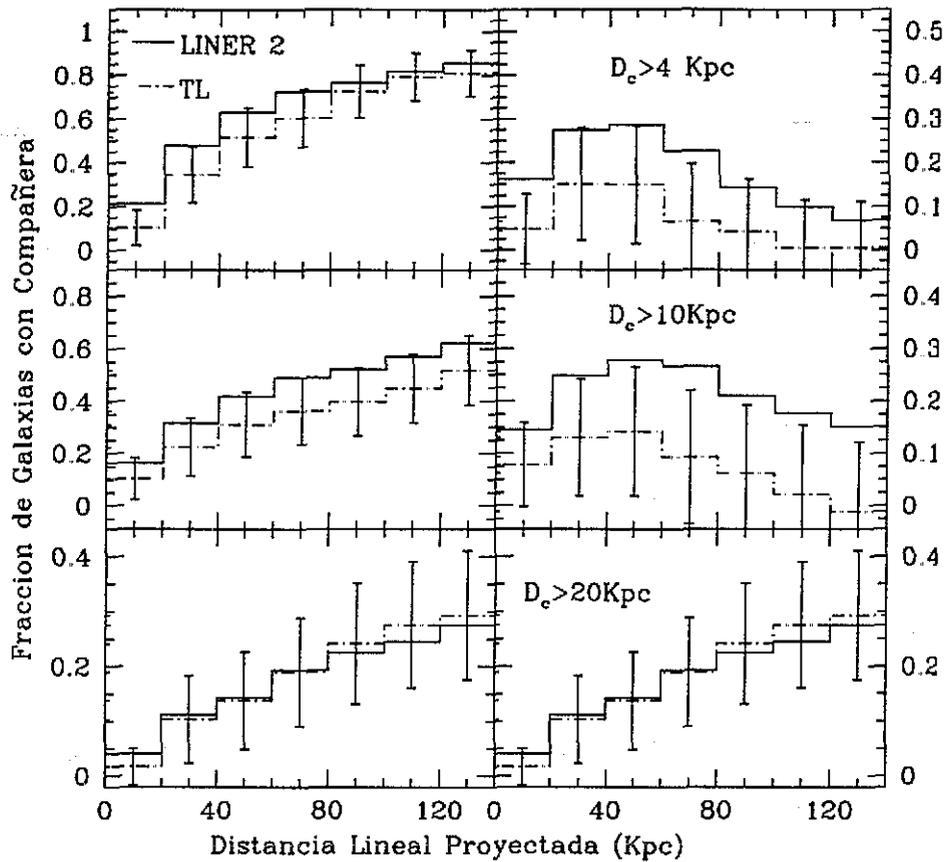


Figura 6.4: Izquierda: Distribución acumulativa de la compañera observada más cercana graficada en pasos de 20 kpc, dentro de un límite de distancia lineal proyectada de 140 kpc. Derecha: Distribución acumulativa de la compañera "física" más cercana. Los paneles superiores muestran la distribución para galaxias con diámetro  $D_c \geq 4$  kpc, los paneles intermedios muestran galaxias compañeras "brillantes" cuyos diámetros son  $D_c \geq 10$  kpc y los paneles inferiores muestran compañeras con  $D_c \geq 20$  kpc. La línea continua corresponde a la muestra LINER 2, mientras que la línea discontinua se refiere a la muestra TL. Las barras de error en la contramuestra están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

$D_C \geq 10$  kpc con respecto a los L1. Esto se aprecia tanto para las compañeras observadas como para las físicas hasta una  $d_p \approx 140$  kpc. Este resultado es especialmente sólido para  $d_p \lesssim 40$  kpc, puesto que es visible también para  $D_C \geq 20$  kpc. Aunque la diferencia entre los L1s y L2s permanece más allá de 40 kpc para  $D_C \geq 20$  kpc, no puede considerarse significativa. Esto se debe a que la muestra L1, por no ser numerosa, nos enfrenta a estadísticas de números pequeños.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

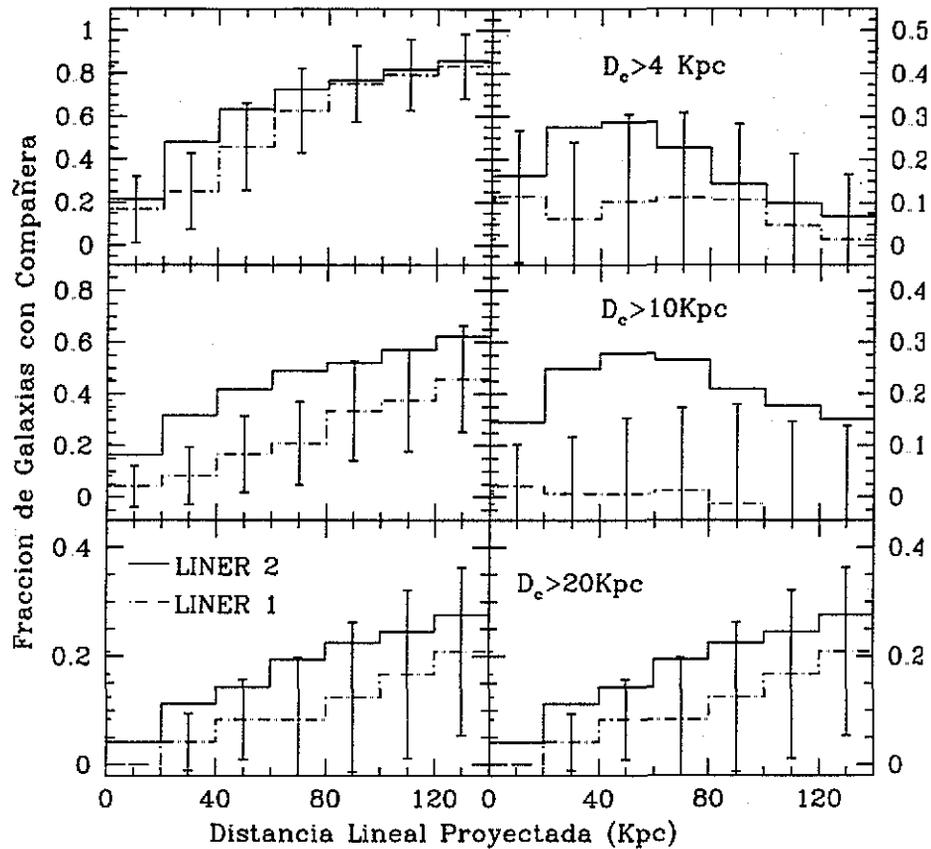


Figura 6.5: Izquierda: Distribución acumulativa de la compañera observada más cercana graficada en pasos de 20 kpc, dentro de un límite de distancia lineal proyectada de 140 kpc. Derecha: Distribución acumulativa de la compañera "física" más cercana. Los paneles superiores muestran la distribución para galaxias con diámetro  $D_c \geq 4$  kpc, los paneles intermedios muestran galaxias compañeras "brillantes" cuyos diámetros son  $D_c \geq 10$  kpc y los paneles inferiores muestran compañeras con  $D_c \geq 20$  kpc. La línea continua corresponde a la muestra LINER 2, mientras que la línea discontinua se refiere a la muestra LINER 1. Las barras de error en la contramuestra están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

**LINERs de transición vs. LINER 1s** La Figura 6.6 muestra la distribución acumulativa de la compañera más cercana para TLs vs. L1s. Si los entornos de los TLs y los L1s se comparan, un exceso de compañeras puede observarse en la muestra de TLs para diámetros de compañeras  $D \geq 10$  kpc, hasta una distancia lineal proyectada de  $\approx 40$  kpc.

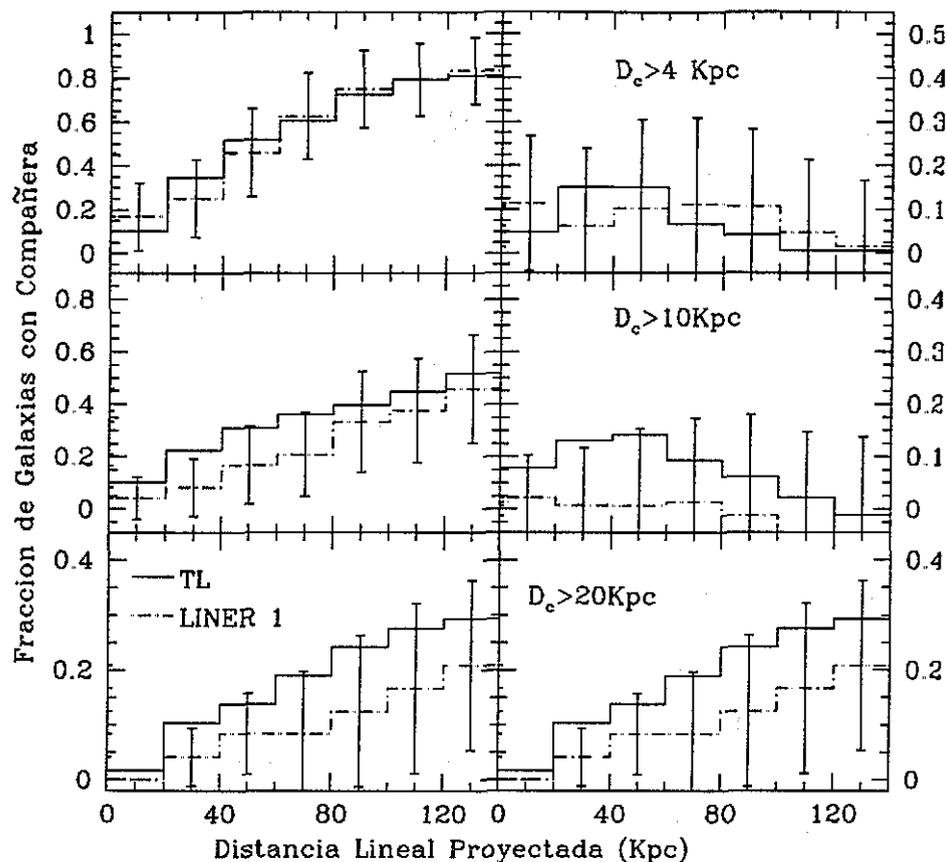


Figura 6.6: Izquierda: Distribución acumulativa de la compañera observada más cercana graficada en pasos de 20 kpc, dentro de un límite de distancia lineal proyectada de 140 kpc. Derecha: Distribución acumulativa de la compañera "física" más cercana. Los paneles superiores muestran la distribución para galaxias con diámetro  $D_c \geq 4$  kpc, los paneles intermedios muestran galaxias compañeras "brillantes" cuyos diámetros son  $D_c \geq 10$  kpc y los paneles inferiores muestran compañeras con  $D_c \geq 20$  kpc. La línea continua corresponde a la muestra LINER 2, mientras que la línea discontinua se refiere a la muestra LINER 1. Las barras de error en la contramuestra están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

### 6.3.3 LINERs vs. Sy1s, Sy2s y BIRGs

Con la finalidad de estudiar la diferencia entre el entorno de las galaxias LINER, Seyfert 1 y Seyfert 2, utilizamos los datos obtenidos para el entorno Seyfert, recabados por Dultzin-Hacyan et al. 1999b (Cap. 3). Una comparación similar entre las BIRG y los LINER es posible utilizando los datos de entorno recabados por Krongold, Dultzin-Hacyan & Marziani 2002 (Cap. 5). El rango de corrimiento al rojo de nuestras muestras LINER es el mismo

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

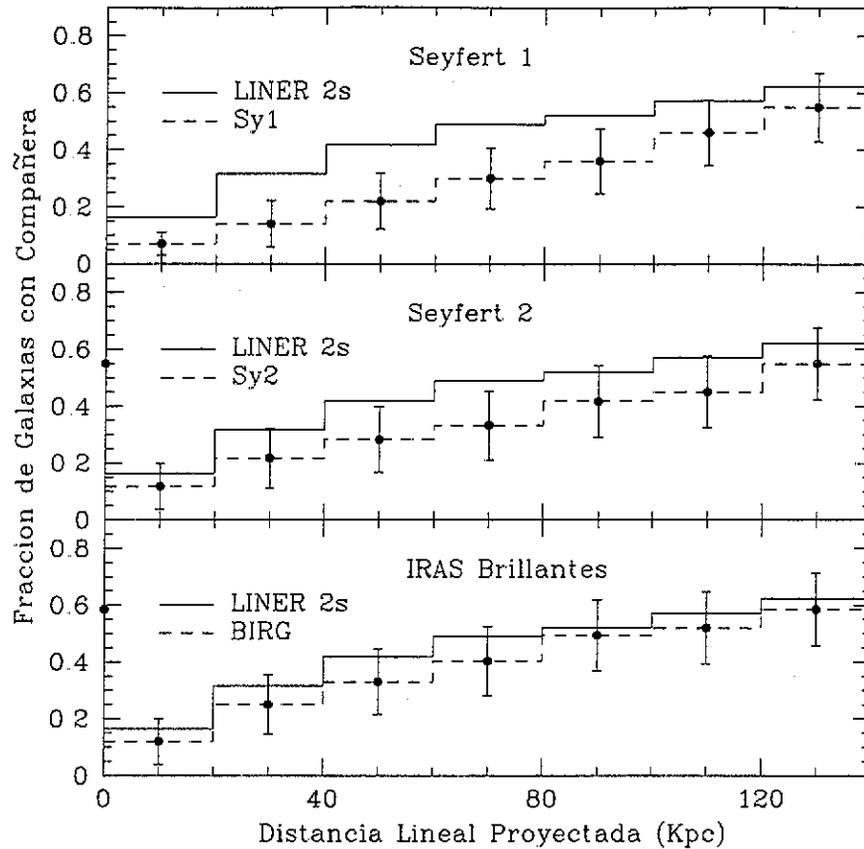


Figura 6.7: La distribución de la compañera más cercana con diámetro  $D_c \geq 10 \text{ kpc}$ , graficada en pasos de 20 kpc, hasta una distancia lineal proyectada de 140 kpc, para galaxias Sy1, Sy2, BIRG y LINER2. Panel superior: LINER 2 vs. galaxias Sy1. Panel intermedio: LINER 2 vs galaxias Sy2. Panel inferior: LINER 2 vs galaxias BIRG. La línea continua corresponde a la muestra LINER 2, mientras que la línea discontinua se refiere a la muestra Sy1 en el panel superior, a la Sy2 en el intermedio y a la BIRG en el inferior. Las barras de error en las muestras están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

que el de la muestra Seyfert 2 de Dultzin-Hacyan et al. (1999b) y de la muestra BIRG de Krongold et al. (2002). A partir de nuestro trabajo previo, la comparación entre LINERs, Sy1s, Sy2s y BIRGs es directa, puesto que en Dultzin-Hacyan et al. (1999b) y Krongold et al. (2002) también buscamos galaxias compañeras de diámetros  $D_C \geq 10 \text{ kpc}$ , dentro de un radio de búsqueda de hasta 140 kpc. Calculamos la distribución acumulativa para la distancia lineal proyectada de la primera compañera observada en los distintos grupos de objetos. Las barras de error se establecieron mediante la técnica de bootstrap, y se

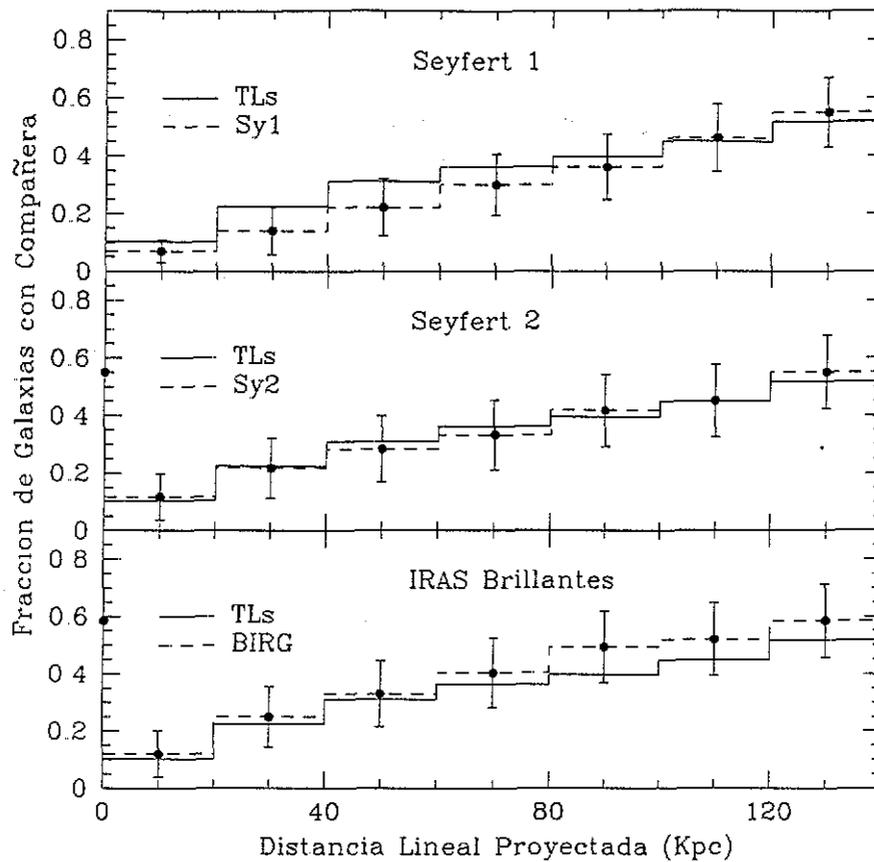


Figura 6.8: La distribución de la compañera más cercana con diámetro  $D_c \geq 10kpc$ , graficada en pasos de 20 kpc, hasta una distancia lineal proyectada de 140 kpc, para galaxias Sy1, Sy2, BIRG y TL. Panel superior: TL vs. galaxias Sy1. Panel intermedio: TL vs. galaxias Sy2. Panel inferior: TL vs. galaxias BIRG. La línea continua corresponde a la muestra LINER 2, mientras que la línea discontinua se refiere a la muestra Sy1 en el panel superior, a la Sy2 en el intermedio y a la BIRG en el inferior. Las barras de error en las muestras están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

encuentran a un nivel de confianza de  $2\sigma$ .

**LINER 2s** El panel superior de la Figura 6.7 muestra que existe un exceso significativo de compañeras en la muestra L2, con respecto a la Sy1, como se encuentra entre las Sy1s y las Sy2s. El panel medio muestra una diferencia marginal en la distribución de la distancia a la primera compañera, entre los L2 y las galaxias Sy2. La diferencia indica que los L2s pueden tener entornos incluso más ricos que las Sy2s. El panel inferior de la Figura 6.7

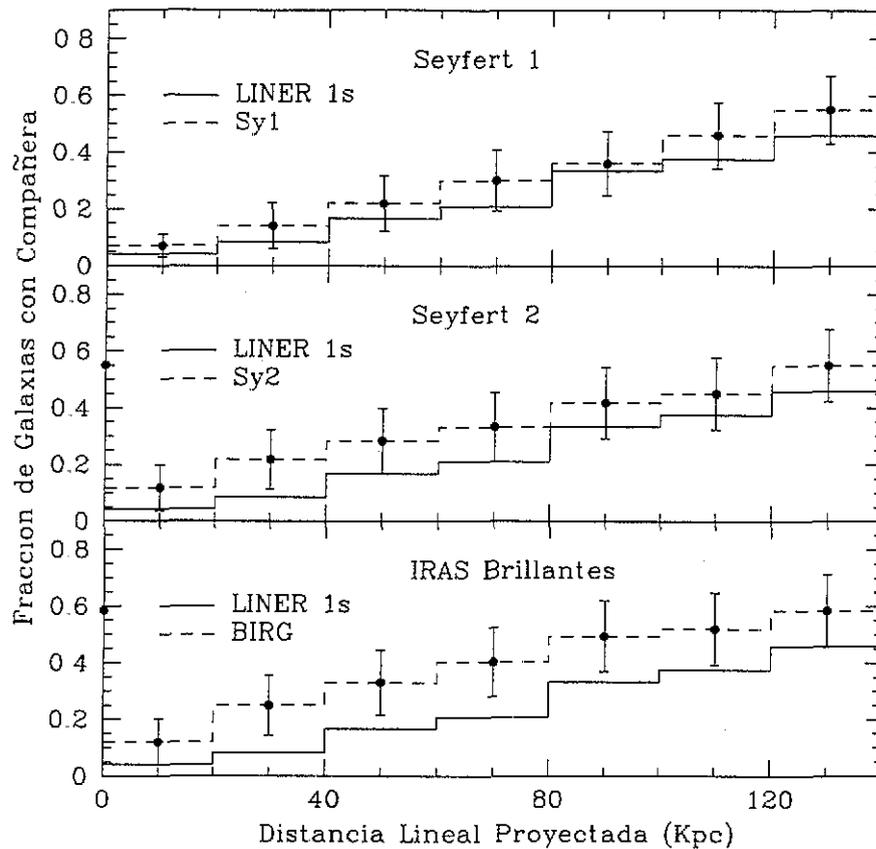


Figura 6.9: La distribución de la compañera más cercana con diámetro  $D_c \geq 10kpc$ , graficada en pasos de 20 kpc, hasta una distancia lineal proyectada de 140 kpc, para galaxias Sy1, Sy2, BIRG y LINER1. Panel superior: LINER 1 vs galaxias Sy1. Panel intermedio: LINER 1 vs. galaxias Sy2. Panel inferior: LINER 1 vs. galaxias BIRG. La línea continua corresponde a la muestra LINER 1, mientras que la línea discontinua se refiere a la muestra Sy1 en el panel superior, a la Sy2 en el intermedio y a la BIRG en el inferior. Las barras de error en las muestras están fijadas a un nivel de confianza  $2\sigma$ .

muestra que no existe una diferencia estadística entre el entorno de las galaxias BIRG y el de los L2s.

**LINERs de transición** Los paneles medio e inferior de la Figura 6.8 muestran que los entornos de las Sy2s, las BIRGs y los LINERs de transición son casi iguales. Por otra parte, existe un exceso de objetos con compañera en los TLs, con respecto a las Sy1s (panel superior de la Figura 6.8).

**LINER 1s** El panel superior de la Figura 6.9 muestra que no existe una diferencia estadística entre el entorno de los L1s y el de las galaxias Sy1. Por el contrario, los paneles medio e inferior de la figura muestran un exceso significativo de compañeras en el entorno de las Sy2s y las BIRGs, con respecto a los L1s

### 6.3.4 Mergers

También buscamos en el entorno muy cercano de nuestros objetos, y observamos cuidadosamente su morfología, con el fin de determinar si podían, o no, mostrar un proceso de fusión. En primer lugar, estudiamos los LINER que muestran evidencia inequívoca de un merger en una etapa temprana, es decir, pares muy cercanos que parecen estar en fusión (sólo tomamos en cuenta objetos cuya compañera más cercana tuviese un diámetro  $D_C \geq 10kpc$ ).  $\approx 16\%$  de los 103 objetos de la muestra L2 puede ser considerado un merger en etapa temprana, de acuerdo con nuestra definición un tanto burda. Por otra parte, se descubrió que  $\approx 7\%$  y  $4\%$  de los objetos en las muestras TL y L1, respectivamente, eran “mergers tempranos”. También buscamos evidencia de interacciones fuertes, así como características distintivas de mergers avanzados, en la morfología de los LINERs. De los 103 objetos de la muestra L2,  $\approx 10\%$  mostró una morfología muy distorsionada; por otro lado,  $\approx 10\%$  y  $4\%$  de las muestras TL y L1 lo hicieron. Esto significa que  $\approx 26\%$ ,  $16\%$  y  $8\%$  de las muestras L2, TL y L1, respectivamente, son galaxias fuertemente interactivas o mergers.

## 6.4 Discusión

El punto principal de nuestros resultados consiste en una diferencia intrínseca en la riqueza del entorno entre los L2s y los L1s, siendo los primeros los que presentan un entorno más rico, y una frecuencia de compañeras muy similar a la de las Sy2s, las BIRGs y los TLs. Antes de discutir las implicaciones de estos resultados, repasaremos brevemente nuestra presente comprensión de las tres clases de LINERs analizadas en este artículo.

### 6.4.1 Sobre la Naturaleza de los LINERs

**LINER 1s** A partir de observaciones en el rango de rayos X, de radio y óptico, es evidente que la mayoría de L1s son AGN de baja luminosidad (LL-AGN, por sus siglas en inglés). La luminosidad  $H\alpha$  de los L1s se correlacionó de manera positiva con la luminosidad de rayos X en la banda 2-10 KeV (Terashima 2001, Ho y Ptak 2000; Terashima et al 2001b), característica similar en las Sy1s. Fuentes compactas han sido detectadas en varios de estos

objetos en el dominio de rayos X fuertes, radio y rayos UV (Iyomoto et al. 1996; Terashima et al. 200; Weaver et al. 1999). Los espectros de rayos X de los L1s se representan en forma correcta mediante un modelo de dos componentes: un componente de ley de potencias más una emisión térmica suave (Terashima, Ho y Ptak 2000)

**LINER 2s** El origen de los L2s no se comprende de la misma manera. Los L2s son la forma más abundante de actividad de bajo nivel en galaxias cercanas. En el survey óptico-espectroscópico, realizado por Ho (1996), se detectó un L2s en 28% de las galaxias con  $B_T \leq 12.5$  mag del cielo septentrional. Por otra parte, en sólo 11% y 5% de estas galaxias, una Seyfert o un L1 fue detectado. Si los L2s también son LL-AGN genuinos, la emisión de su núcleo tendría que estar oscurecida, en analogía con las expectativas del Modelo Unificado para galaxias Seyfert (ver, por ejemplo, Halderson, et al. 2001). Una línea ancha polarizada  $H\alpha$  ha sido detectada, ciertamente, en algunos LINER 2s (e.g. Barth, Filippenko y Moran 1999), lo cual indica que el espectro de rayos X es absorbido por una densidad columnar  $> 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ . Como en los núcleos Sy2 oscurecidos, en estos objetos también se ha detectado una línea de emisión  $K\alpha$  de hierro fluorescente cuyo ancho equivalente es  $\approx 300 \text{ eV}$  (Weaver, et al. 1999). Las observaciones de radio de los L2s han mostrado la aparición de núcleos compactos (Nagar, et al. 2000). Todas estas características se parecen a las de las galaxias Sy2 luminosas. Por tanto, algunos L2s son los análogos de baja ionización y baja luminosidad de las galaxias Sy2.

Por otra parte, las líneas de emisión de gas de otros L2s pueden ser producidas por fuentes distintas de aquellas de los AGN. Entre los procesos que pueden explicar este tipo de espectros, se encuentra la ionización a partir de choques (Dopita y Sutherland 1995; Eracleous, Livio & Binette 1995), que es la idea más aceptada. También la fotoionización producida por un grupo de estrellas calientes y jóvenes puede explicar a los LINERs, sin embargo esta teoría presenta varios problemas (por ejemplo, ¿Porqué estos espectros no se observan en galaxias STARBURSTS?). Maoz et al. (1998) descubrieron, a partir de observaciones con rayos ultravioleta (UV), que al menos en algunos L2s la fuente de ionización es un grupo de estrellas masivas (¡pero requiere estrellas con masas mayores a  $100 M_{\odot}$ !) Estos autores también sugirieron que incluso en aquellos L2s en donde un LL-AGN ha sido detectado, una componente independiente a ésta (producida por estrellas o choques) es requerida, para explicar los cocientes de líneas de emisión observados. En este caso, la componente AGN sería más prominente sólo a energías elevadas. Terashima, Ho y Ptak (2000) descubrieron evidencia de emisión extendida de rayos X fuertes en los LINER 2s. Sugirieron que el origen de esta emisión puede deberse a una serie de fuentes discretas, y no necesariamente a un AGN.

**LINERs de Transición** El origen de los TLs se comprende incluso menos. La fotoionización de estrellas calientes puede reproducir muy bien los espectros ópticos de este tipo de objetos (Shields; Filippenko y Terlevich 1992), pero esto también es cierto para calentamientos por onda de choque (Dopita y Sutherland 1995). Adicionalmente, Ho, Filippenko y Sargent (1997) y Ho (1996) sugirieron que estos objetos pueden ser sistemas compuestos, en los que la señal óptica de un núcleo activo débil ha sido espacialmente combinada por regiones circunucleares de formación estelar. Para probar esta idea, algunos autores han observado TLs a frecuencias de radio, puesto que el rango de radio no se ve afectado por oscurecimiento de polvo ni por absorción fotoeléctrica. Por ejemplo, Filho, Barthel y Ho (2000) estudiaron las propiedades de radio de una muestra de LINERs de transición, e hicieron la comparación con galaxias HII. Encontraron que, a diferencia de las galaxias HII, algunos TLs no tienen núcleos compactos de emisión de radio. Concluyeron que los TLs pueden dividirse en dos categorías: la primera con sólo un extendido y pronunciado espectro de radio de baja luminosidad superficial; la segunda con una emisión de radio compacta, adicionalmente a la emisión extendida. En su estudio, uno de cinco TLs pertenece a la segunda categoría, y puede, por tanto, ser considerado un AGN de luminosidad oscurecida o baja. Como los autores enfatizan, los objetos sin una emisión de radio compacta aún pueden albergar un componente nuclear muy débil, enmascarado por una emisión dominante que proviene de regiones circundantes de formación estelar.

#### 6.4.2 Una Secuencia Evolutiva de Baja Luminosidad

La interacción con una galaxia compañera masiva muy probablemente afecta la evolución y el oscurecimiento de un AGN. Las propiedades resumidas en la sección previa pueden ser entendidas en términos de una secuencia evolutiva: al principio, un Starburst es inducido por una interacción, y se desarrolla gradualmente en un LINER 2, evolucionando posteriormente a una luminosidad no térmica mayor y a un menor oscurecimiento (LINER 1). La secuencia en función de la interacción puede esbozarse de la siguiente manera:

$$Interaccion \Rightarrow Sbrst \left\langle \begin{array}{c} TL \rightarrow L2 \rightarrow L1 \\ \hline Obscurecimiento/EmisionTermica \\ Sy2 + Sbrst \rightarrow Sy2 \rightarrow Sy1 \end{array} \right| PoderAGN \quad (6.1)$$

Existen varias líneas de evidencia que fundamentan esta simple trayectoria evolutiva para las galaxias Seyfert (revisadas extensivamente por Dultzin-Hacyan y Ruano 1996, y por Krongold et al. 2002). Básicamente, la contribución de emisión térmica a la luminosidad bolométrica parece disminuir a lo largo de la secuencia para las Seyfert. Éste también puede ser el caso para los LINERs. Por ejemplo, la emisión extendida de rayos X suaves

parece ser más relevante para los L2s que para los L1s (Halderson, et al. 2001). Los Starburst pueden evolucionar en LINERs de transición, y después en L2s y L1s. La secuencia evolutiva a baja luminosidad sería gobernada, quizá, por propiedades de oscurecimiento y cociente de potencia AGN a no-AGN, como en el caso de los núcleos Seyfert más luminosos.

**Propiedades de oscurecimiento** En la dirección horizontal, la secuencia va de actividad de tipo 1 completamente oscurecida (es decir, vista como un AGN de tipo 2 con propiedades de estallido estelar mixto: TLs con un núcleo detectado en radio), a un AGN de tipo 1 con oscurecimiento dependiente de la orientación (el escenario de “unificación”, es decir, objetos con una BLR oculta) y, por último, a un AGN de tipo 1 no oscurecido. El escenario de oscurecimiento queda fundamentado por la detección de componentes de líneas anchas polarizadas en varias Sy2s y L2s, y por la presencia de núcleos de radio compactos en Sy2, L2s e, incluso, en una minoría de TLs. Estas características pueden considerarse distintivas de un AGN oculto.

Sin embargo, evidencia de AGN oscurecidos no siempre ha sido encontrada en Seyferts 2s y en LINER 2s. La ausencia de líneas anchas polarizadas en varios objetos requiere de una densidad columnar  $\gtrsim 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ . Adicionalmente, no un AGN, sino muy probablemente choques de nubes de material pueden ser los responsables de la ionización en LINER 2s y TLs, como se explicó en el apartado anterior.

**Cociente de potencia AGN a no-AGN** En este caso, la dirección horizontal estaría relacionada con la proporción de la emisión AGN a no-AGN, y no al oscurecimiento. Terashima, Ho y Ptak (2000) descubrieron que la contribución de un AGN en los LINER 2s y los TL puede ser tan baja como un 5% de la luminosidad  $\text{H}\alpha$  observada (suponiendo que no haya oscurecimiento). Nagar, et al (2000) descubrieron que los TLs pueden tener una radioluminosis nuclear menor que los LINER 2s (los que, a su vez, tienen una luminosidad menor que los LINER 1s). A mayor luminosidad, un fuerte fundamento para esta idea es el descubrimiento, hecho por Cid Fernandes et al. 2001 (entre muchos otros), de que  $\approx 50\%$  de las Sy2s está constituido por objetos compuestos con características Starburst + Seyfert (el análogo de los TL).

La dirección vertical se relaciona con la potencia del AGN. Una baja potencia puede deberse a una pequeña masa central de agujero negro, o quizá debido a que el agujero negro originalmente no se encontraba presente. Otra posibilidad es que la tasa de acreción o la eficiencia en los LINERs sea más bien pequeña. Varios autores han sugerido que éste puede ser el caso. Por ejemplo, Terashima, Ho y Ptak (2000), basados en la relación de masa bulbo-agujero negro, descubrieron que los LINERs pueden no hospedar agujeros negros supermasivos en sus núcleos, o si lo hacen, la acreción de masa se da a una tasa

muy baja o es de eficiencia reducida. Por lo tanto, el esquema también puede leerse como una secuencia de luminosidad cambiante de AGN (no necesariamente en el sentido de luminosidad creciente; ver más adelante).

Un trayecto evolutivo como el siguiente puede ser típico para los LINERs: (a) la fuerte interacción produce una intensificación dramática de la SFR en una galaxia (e.g. Krongold et al 2002, y sus referencias, Cap. 5); (b) este Starburst puede evolucionar hasta convertirse en un LINER de transición. En estos objetos, procesos que no corresponden a AGN (ya sea choques o grupos de estrellas) dominan la emisión, y la contribución de un AGN desempeña un papel menos importante (si alguno, como en la mayoría de los TL); (c) conforme avanza el tiempo, la contribución de un motor nuclear puede volverse más importante, mientras la contribución no correspondiente a un AGN disminuye. Los objetos en esta etapa serán observados como L2s; (d) finalmente, el componente no térmico domina la emisión, y se observan AGN de tipo 1. La secuencia para las galaxias Seyfert sería paralela a la descrita arriba para los LINERs, pero con una mayor contribución del componente AGN desde el inicio (Sy2 con starbursts circumnucleares como los análogos de los TLs), debido a una mayor tasa de acreción y/o una mayor masa de agujero negro.

El escenario real más probable puede ser una combinación de las dos secuencias descritas arriba, puesto que el oscurecimiento y la potencia observada de un AGN pueden vincularse íntimamente: conforme el oscurecimiento decrece, la potencia observada de un AGN puede aumentar. Puesto que las galaxias infrarrojas ultraluminosas han sido consideradas las precursoras de los cuásares, y se las ha observado en sistemas fuertemente interactivos (Sanders, Surace e Ishida, 1999 y sus referencias), la secuencia evolutiva propuesta para los LINERs (así como la sugerida para las Seyfert y las BIRG en el Cap. 5) puede ser independiente de la luminosidad, y válida para todos los AGN.

Por otro lado, existe una mayor complejidad adicional, inherente a la baja potencia de los LINERs. Un espectro de líneas de emisión con baja ionización y relativamente baja luminosidad puede producirse en diversas circunstancias, como: (1) calentamiento por choque; (2) fotoionización producida por un AGN débil; (3) estrellas calientes en un medio denso; (4) una mezcla de gas ionizado térmica/no térmicamente; (5) un continuo de AGN en desvanecimiento. La fenomenología LINER se encuentra en casi un tercio de las espirales cercanas (Ho et al 1997). La posibilidad de un AGN en desvanecimiento, más que un AGN emergente, es intrigante y debe considerarse con más detalle. Si el continuo de un AGN se apaga, la emisión de ionización elevada de una NLR sería la primera afectada, dejando un espectro de baja ionización que podría clasificarse como uno de tipo LINER (Eracleous, Livio & Binette 1995). Por lo tanto, el núcleo de una Sy2 podría evolucionar en un L2. Adicionalmente, se debe considerar que existe suficiente ambigüedad en la Región de Líneas Angostas de las galaxias Sy1. Debido a los BCs prominentes, los cocientes de líneas angostas de emisión se conocen muy poco. En los últimos diez años, unos cuantos LINERs

han desarrollado un fuerte componente de líneas anchas de Balmer, por lo que ahora se clasifican como Seyfert 1 (o BLRGs; ver el caso de Pictor A: Sulentic, et al. 1995; Halpern y Eracleous 1994). A partir de nuestros datos, si nuestra interpretación en el escenario de interacción es correcta, un AGN en desvanecimiento puede no encontrarse presente entre los L2s, puesto que éstos son los que muestran el mayor exceso de compañeras brillantes, y deberían, por tanto, ser considerados, al menos en un sentido estadístico, como objetos jóvenes. La baja frecuencia de sistemas interactivos entre los L1s es, en cambio, consistente con que algunos L1s sean AGN de tipo 1 en desvanecimiento o inestables.

Como ya se dijo, una posible explicación para un calentamiento por choque de los LINERs es una colisión de nubes moleculares. Ejemplos intrigantes en los que esto puede estar ocurriendo se observan en pares de galaxias en colisión, como Kar 29 (Marziani, et al. 1994; Marziani et al. 2001). Si una galaxia anfitriona es de tipo morfológico Sc, el LINER producido por colisiones de nubes moleculares puede desvanecerse rápidamente, puesto que la formación de un agujero negro masivo parece no ocurrir en galaxias Sc sin bulbo. Esto puede explicar por qué los LINERs (y las Seyferts) son hospedadas preferentemente por galaxias de tipo morfológico temprano.

#### 6.4.2.1 El Papel del Entorno

Si las interacciones desempeñan un papel en la detonación de la actividad nuclear, una conclusión inevitable es que los AGN de tipo 1 requieren una larga escala de tiempo para emerger. El tiempo necesario para un AGN de tipo 1 podría ser comparable a la escala de tiempo necesaria para un merger evolucionado o mayor que el tiempo de escape que requiere una compañera no ligada para salir del entorno cercano ( $\sim 10^9$  años). Esto explica la razón por la que las BIRG y los AGN de tipo 2 se encuentran más frecuentemente con compañeras más cercanas.

Un resultado perturbador revelador, por el análisis del entorno LINER, consiste en que los L2s parecen tener con mayor frecuencia compañeras que los TLs (ver Figura 6.4). Consideramos que la mayor frecuencia encontrada para los L2s se debe a la mayor frecuencia de sistemas fuertemente interactivos y en fusión que se encontró en esta clase de objetos. Las interacciones fuertes y los mergers son una condición que favorece las colisiones de nubes moleculares (y, por tanto, un espectro LINER sin acreción). Como ha sido enfatizado por Marziani et al. (1994), una colisión entre galaxias es una manera muy eficiente de producir colisiones nube-nube en uno de los objetos. Las colisiones nube-nube son un agente que ayuda a la producción de gas calentado por choques, lo cual a su vez podría producir L2s. De acuerdo con Marziani et al., la producción de choques mediante este mecanismo puede sostenerse durante cantidades apreciables de tiempo ( $\approx 10^6$  años). Esto puede explicar el sutil exceso de L2s con respecto a TL, y la mayor frecuencia de mergers entre L2s que entre

TLs. Además, apoya la idea de que los L2s son producidos por choques y no por estrellas.

## 6.5 Conclusiones

Hemos enfatizado lo que parece ser una propiedad común de los AGN de tipo 2 (L2s y Sy2s): un entorno circumgaláctico significativamente más rico que el propio de los AGN de tipo 1. Una posible secuencia evolutiva de Starburst a Sy2 y a Sy1 parece ser también aplicable a los LINERs, en una trayectoria de TLs a L2s y a L1s. Sugerimos que esta secuencia puede ser general y básicamente independiente de la luminosidad, puesto que una secuencia análoga ha sido propuesta para cuásares luminosos (de ULIRG a QSO).

Sin embargo, los LINERs son los AGN menos energéticos; los LINERs pueden ser producidos sin acreción en fuentes compactas, mediante choques de galaxias fuertemente interactivas. Esto explica la razón por la que los L2s se observan en sistemas fuertemente interactivos incluso con mayor frecuencia que los TLs.

Tabla 6.3: Muestra LINER 2

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	Tipo Morf
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg			
NGC4594(M104)	12	37	22.8	-11	21	0	-21.8	0.004	Sa
NGC4486(M187)	12	28	17.6	12	40	2	-21.6	0.004	E
NGC4303(M61)	12	19	21.6	4	45	3	-21.4	0.005	Sbc
NGC3379(M105)	10	45	11	12	50	48	-20.2	0.003	E
NGC3992(M109)	11	55	0.9	53	39	11	-20.1	0.003	Sbc
NGC4125	12	5	36.3	65	27	6	-20.6	0.005	E
NGC4494	12	28	54.6	26	3	4	-20.5	0.004	E
NGC1808	5	5	58.6	-37	34	37	-19.9	0.003	Sb
NGC3607	11	14	16.1	18	19	35	-19.7	0.003	SO
NGC2768	9	7	45.2	60	14	40	-20.5	0.005	SO
IC1459	22	54	23.1	-36	43	47	-20.8	0.006	E
NGC5363	13	53	36.3	5	29	58	-19.9	0.004	Io
NGC3169	10	11	39.4	3	42	52	-20.0	0.004	Sa
NGC4762	12	50	25.2	11	30	7	-19.5	0.003	SO
NGC5322	13	47	34.8	60	26	18	-20.9	0.006	E
NGC3166	10	11	9.3	3	40	25	-19.9	0.004	SO/a
NGC5371	13	53	34	40	42	20	-21.3	0.009	Sbc
NGC4596	12	37	24.2	10	27	3	-20.6	0.006	SO
NGC1326	3	22	1	-36	38	24	-19.9	0.005	SO/a
NGC4261	12	16	50	6	6	10	-20.9	0.007	E
NGC4314	12	20	1.8	30	10	21	-19.1	0.003	Sa
NGC5813	14	58	38.9	1	53	57	-20.6	0.006	E
NGC5566	14	17	48.8	4	9	45	-20.1	0.005	Sap
NGC5921	15	19	27.2	5	14	53	-20.0	0.005	Sbc
NGC4666	12	42	34.7	0	11	18	-20.0	0.005	Sc
NGC5850	15	4	35.5	1	44	17	-21.1	0.009	Sb
NGC3898	11	46	36.1	56	21	42	-19.4	0.004	Sap
NGC5101	13	19	0.7	-27	10	6	-20.4	0.006	SO/a
NGC4589	12	35	28.6	74	27	59	-20.4	0.007	E
NGC3608	11	14	20.7	18	25	20	-19.1	0.004	E
NGC4643	12	40	46.9	2	15	6	-19.6	0.005	SO/a
NGC4394	12	23	24.3	18	29	26	-18.7	0.003	Sb
NGC3507	11	0	46.3	18	24	25	-18.9	0.003	Sb
NGC3626	11	17	25.9	18	37	56	-19.7	0.005	SO
NGC3945	11	50	36.7	60	57	17	-19.3	0.004	SO
NGC3193	10	15	39.5	22	8	37	-19.5	0.005	E
NGC5985	15	38	36.3	59	29	35	-20.8	0.008	Sb
NGC0428	1	10	21.5	0	43	1	-19.0	0.004	Sm
NGC5448	14	0	55.3	49	24	45	-20.2	0.007	Sa
NGC3414	10	48	31.8	28	14	24	-19.4	0.005	SO
NGC5353	13	51	19.7	40	31	43	-20.5	0.008	SO
NGC1241	3	8	48.8	-9	6	37	-21.7	0.014	Sb
NGC5982	15	37	38.5	59	31	3	-20.9	0.010	E
NGC3367	10	43	55.4	14	0	58	-21.0	0.010	Sc

Tabla 6.3 cont.

Galaxia	R.A (1950)			DEC (1950)			m	z	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg			
NGC4374(M84)	12	22	31.5	13	9	51	-18.5	0.003	I
NGC5395	13	56	29.8	37	40	5	-21.2	0.012	Sb
NGC3189	10	15	20.6	22	4	55	-19.1	0.004	Sa
NGC4866	12	56	57.7	14	26	26	-20.0	0.007	SO
NGC5350	13	51	14.7	40	36	35	-20.3	0.008	Sb
NGC3780	11	36	40.1	56	32	52	-20.4	0.008	Sc
NGC7626	23	18	10.3	7	56	35	-21.1	0.011	E
NGC3900	11	46	34.1	27	18	1	-19.7	0.006	SO
NGC5377	13	54	17.9	47	28	46	-19.7	0.006	Sa
NGC5970	15	36	8.2	12	20	57	-19.8	0.007	Sc
NGC3433	10	49	26.1	10	24	56	-20.5	0.009	Sc
NGC3301	10	34	12.1	22	8	33	-18.9	0.004	SO/a
NGC5485	14	5	27.9	55	14	21	-19.8	0.007	SO
NGC0474	1	17	31.7	3	9	17	-20.1	0.008	SO
NGC5297	13	44	18.4	44	7	18	-20.1	0.008	Sc
NGC5899	15	13	14.6	42	13	57	-20.2	0.009	Sc
NGC2911	9	31	5.1	10	22	30	-20.6	0.011	SO
NGC5614:	14	22	1.1	35	5	4	-21.1	0.013	Sap
NGC2639	8	40	3	50	23	11	-20.7	0.011	Sa
NGC0718	1	50	36.5	3	57	3	-19.2	0.006	Sa
NGC7135	21	46	46.3	-35	6	34	-20.1	0.009	SO
NGC5908	15	15	23	55	35	37	-20.4	0.011	Sb
NGC7285	22	25	52	-25	5	48	-21.0	0.015	Sa
NGC0600	1	30	35	-7	34	4	-19.0	0.006	Sd
NGC7130	21	45	19.9	-35	11	7	-21.1	0.016	Sa
NGC3921	11	48	28.6	55	21	26	-21.4	0.019	SO/a
NGC5218	13	30	27.8	63	1	27	-19.8	0.010	Sb
ESO481-G017	3	14	51.9	-23	2	52	-20.4	0.013	Sap
MRK1419	9	38	0.3	3	48	17	-20.8	0.016	Sa
NGC5953	15	32	13.2	15	21	40	-18.8	0.007	Sa
NGC3994	11	55	2.4	32	33	21	-19.8	0.010	Sc
NGC7465	22	59	32	15	41	44	-18.8	0.007	SO
IC5222	22	26	22.3	-65	55	1	-19.7	0.011	Sb
NGC5635	14	26	18.9	27	37	54	-20.3	0.014	S
NGC1510	4	1	53.9	-43	32	14	-17.0	0.003	SO
ESO534-G009	22	35	56.3	-26	6	44	-19.8	0.011	Sap
NGC0935	2	25	23	19	22	35	-20.1	0.014	Scd
IO196	2	1	7.4	14	30	0	-19.7	0.012	Sb
ARP318B(N0833)	2	6	53.5	-10	22	10	-19.9	0.013	Sa
NGC5675	14	30	36.3	36	31	19	-19.9	0.013	S
NGC7591	23	15	43.9	6	18	45	-20.2	0.017	Sbc
NGC1266	3	13	29.3	-2	36	40	-18.4	0.007	SO
NGC5544:	14	14	56.5	36	48	8	-19.0	0.010	SO/a
NGC5545	14	14	59	36	48	20	-19.1	0.010	Sbc

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Tabla 6.3 cont.

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg			
ESO203-G019	5	4	16.6	-49	39	49	-19.8	0.015	SO
NGC6286	16	57	44.7	59	0	40	-20.3	0.018	Sb
NGC5929	15	24	18.9	41	50	41	-18.6	0.009	Sap
NGC1301	3	18	19	-18	53	42	-19.5	0.013	Sb
IC4290	13	32	32	27	46	0	-19.9	0.016	Sa
IC1904	3	12	56.9	-30	53	33	-19.6	0.015	Sb
IC4249	13	24	20	-27	41	48	-17.5	0.006	S
ESO404-G015	21	57	33	-33	36	42	-19.4	0.015	S
NGC3303A	10	34	17.9	18	23	48	-20.0	0.020	Sb
KAZ069(IC1218)	16	16	34.2	68	19	28	-16.3	0.004	S
NGC5104	13	18	49.4	0	36	17	-19.8	0.019	Sa
ESO532-G012	21	59	3.7	-22	43	33	-19.5	0.018	SO/a
NGC4933A	13	1	17.1	-11	14	18	-18.2	0.011	E
MRK0945	0	23	21.5	-3	41	51	-18.9	0.015	SO
NGC1204	3	2	17.3	-12	32	4	-18.9	0.015	SO/a
CGCG074-129	14	8	16.3	13	47	35	-18.8	0.016	
IRAS1305-2407	13	5	59.6	-24	7	0	-17.7	0.014	

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Tabla 6.4: Muestra LINER de transición

Galaxia	R.A (1950)			DEC (1950)			m	z	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg			
IC1727	1	44	41.6	27	4	55	-16.19991954	0.003	SB(s)m
NGC0488	1	19	11	4	59	44	-21.25835940	0.008	SA(r)b
NGC0524	1	22	10.1	9	16	45	-21.24628151	0.008	SA(rs)0-
NGC0521	1	21	59.4	1	28	15	-21.58839686	0.017	SB(r)bc
CGCG436-030	1	17	23.4	14	5	59	-20.58302081	0.019	
NGC1055	2	39	11.2	0	13	44	-19.2172981	0.003	SBb;sp
MIRK1034A	2	20	23.5	31	58	7		0.014	GPair
NGC2541	8	11	1.8	49	12	51	-17.09201953	0.002	SA(s)cd
IC0520	8	48	22	73	40	50	-20.81381326	0.012	SAB(rs)ab?
NGC2859	9	21	15.5	34	43	44	-19.93168453	0.006	(R)SB(r)0-
UGC04881A	9	12	38.5	44	32	28	-21.08375405	0.014	S
NGC3489	10	57	40	14	10	15	-18.75669942	0.002	SAB(rs)0-
NGC3245	10	24	30.1	28	45	45	-19.59079097	0.005	SA(r)0
NGC3627(M166)	11	17	38.5	13	15	56	-20.28385867	0.002	SAB(s)b
NGC3675	11	23	24.4	43	51	28	-19.04980266	0.003	SA(s)b
NGC4013	11	55	56.6	44	13	31	-18.04442595	0.003	Sb
NGC3917	11	48	7.7	52	6	9	-18.04564018	0.003	SAcd
NGC3705	11	27	31.5	9	33	9	-18.80257917	0.003	SAB(r)ab
NGC3953	11	51	12.4	52	36	18	-19.90054429	0.004	SB(r)bc
NGC3681	11	23	52.6	17	8	22	-19.19162698	0.004	SAB(r)bc
NGC3692	11	25	48.9	9	40	55	-18.8712811	0.006	Sb
NGC3690B	11	25	42.4	58	50	17		0.010	GPair
UGC2810B	11	23	13	14	56	37	-20.27769856	0.014	
UGC2810A	11	23	8.6	14	57	7	-20.77833419	0.014	SB?
IRAS1154+0124	11	54	0	1	24	0		0.014	
NGC4150	12	8	1.2	30	40	53	-14.95715669	0.001	SA(r)0
NGC4552(M89)	12	33	8.4	12	49	56	-17.42924731	0.001	E
NGC4713	12	47	25.4	5	34	59	-17.51058933	0.002	SAB(rs)d
NGC4350	12	23	57.9	31	30	0	-18.94047157	0.002	SA(rs)c?
NGC4435	12	25	8.5	13	21	20	-18.40204283	0.003	SB(s)0
NGC4220	12	13	42.9	48	9	38	-18.25380083	0.003	SA(r)0+
NGC4145	12	7	30	40	9	40	-18.8806578	0.003	SAB(rs)d
NGC4429	12	24	54.1	11	23	5	-19.87143064	0.004	SA(r)0-
NGC4459	12	26	28.3	14	15	20	-19.72005574	0.004	SA(r)0-
NGC4350	12	21	26.1	16	58	16	-19.15530166	0.004	SA0
NGC4540	12	32	19.5	15	49	37	-18.73258642	0.004	SAB(rs)cd
NGC4321(M100)	12	20	22.9	16	5	58	-21.55695639	0.005	SAB(s)bc
NGC4324	12	20	33	5	31	38	-19.22606443	0.006	SA(r)0-
NGC4527	12	31	35.2	2	55	43	-20.44406778	0.006	SAB(s)bc
NGC4281	12	17	48.4	5	39	51	-20.54186261	0.009	S0+;sp
NGC5012	13	9	11.7	23	10	51	-19.83686308	0.009	SAB(rs)c
NGC5354	13	51	19.7	40	32	54	-20.39999728	0.009	E2

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Tabla 6.4 cont.

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			m	z	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg			
ARP240	13	37	21.6	1	5	19		0.021	GPair
UGC08335B	13	13	42.1	62	23	16	-20.47165675	0.019	Sc
NGC5701	14	36	41.5	5	34	50	-19.75511585	0.005	(R)SB(rs)0/a
NGC5746	14	42	24.2	2	9	53	-20.51901679	0.006	SAB(rs)b?,sp
NGC5678	14	30	37.3	58	8	25	-19.91492884	0.006	SAB(rs)b
NGC5656	14	28	20.6	35	32	34	-20.41643623	0.011	Sab
MRK1490	14	17	53.8	49	27	55	-19.64903852	0.019	
UGC09639	14	56	49	45	4	56	-21.33613345	0.014	Sab
IC4395	14	15	6.2	27	95	18	-21.15247807	0.014	S?
NGC5866(M102)	15	5	7	55	57	20	-19.023478	0.002	S0_3
NGC5879	15	8	29.2	57	11	25	-17.84418612	0.003	SA(rs)bc
NGC5838	15	2	54.6	2	17	37	-19.37844711	0.005	SA0
NGC5846	15	3	56.9	1	47	53	-20.87910344	0.006	E0-1
NGC5993	15	42	42.3	41	16	36	-21.6295937	0.019	SB(r)b
NGC6285	16	57	37.3	59	1	49	-19.05938184	0.019	S0
CGCG052-037	16	58	27	4	11	24	-19.91524388	0.019	S?
NGC6503	17	49	58.2	70	9	28	-12.93688663	0.005	SA(s)cd
NGC7177	21	58	18.5	17	29	50	-18.91969295	0.004	SA(r)b
NGC7742	23	41	43.1	10	29	25	-19.36763377	0.006	SA(r)b
NGC7769	23	48	31.2	19	52	19	-20.97651675	0.014	(R)SA(rs)b
IC5298	23	13	33.1	25	17	1	-20.25445135	0.019	Spiral

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Tabla 6.5: Muestra LINER 1

Galaxia	RA (1950)			DEC (1950)			z	m	Tipo Morf.
	hr	min	seg	grad	arcmin	arcseg			
NGC0266	0	47	5.5	32	0	18	0.015	-21.42853295	SB(rs)ab
NGC0315	0	55	5.6	30	4	57	0.016	-21.89310863	E
NGC1052	2	38	37.3	-8	28	9	0.004	-20.05260942	E4
NGC2681	8	49	58	51	30	14	0.005	-18.73647898	(R')SAB(rs)0-a
NGC3031(M81)	9	51	27.3	69	18	8	0.005		SA(s)ab
NGC2787	9	14	49.7	69	24	50	0.005	-18.01961103	SB(r)0-
NGC2985	9	45	52.6	72	30	45	0.006	-20.0524929	(R')SA(rs)ab
NGC3226	10	20	43.1	20	9	6	0.006	-18.63139052	E2;pec
NGC3718	11	29	49.9	53	20	39	0.005	-19.02337257	SB(s);pec
NGC3998	11	55	20.9	55	43	55	0.006	-19.10132146	SA(r)0?
NGC4036	11	58	53.6	62	10	23	0.006	-19.88222954	S0-
NGC3642	11	19	25.6	59	21	1	0.005	-19.98044982	SA(r)bc:
NGC3884	11	43	36.9	20	40	11	0.02	-21.3348364	SA(r)0 a
NGC4438	12	25	13.6	13	17	7	0.006	-13.86404169	SA(s)0.a;pc
NGC4258(M106)	12	16	29.4	47	34	53	0.005	-19.78205294	SAB(s)bc
NGC4278	12	17	36.1	29	33	29	0.005	-18.48758946	E1-2
NGC4143	12	7	4.8	42	48	43	0.005	-18.94363775	SAB(s)0
NGC4772	12	50	55.9	2	26	27	0.006	-18.75132146	SA(s)a
NGC4203	12	12	33.9	33	28	29	0.006	-19.00564163	SAB0-
NGC4636	12	40	16.5	2	57	44	0.006	-20.39354832	E, S0_1
NGC4565	12	33	52	26	15	46	0.006	-20.74548844	SA(s)b?;sp
NGC4579(M58)	12	35	12	12	5	34	0.005	-21.05405448	SAB(rs)b
NGC4750	12	48	19.4	73	8	51	0.005	-19.60106205	(R)SA(rs)ab
NGC4450	12	25	58	17	21	42	0.006	-21.18087174	SA(s)ab
NGC5005	13	8	37.6	37	19	29	0.005	-19.89598493	SAB(rs)bc
NGC5077	13	16	52.9	-12	23	38	0.009	-20.50676953	E3-4
NGC7479	23	2	26.4	12	3	11	0.007	-20.91076946	SB(s)c

TESIS CON  
 FALLA DE ORIGEN

## Capítulo 7

# Conclusiones Generales

Durante el presente trabajo hemos estudiado el entorno circum-galáctico de algunos Núcleos Activos de Galaxias, utilizando el programa FOCAS sobre las placas digitalizadas de Monte Palomar. En el Cap. 3 estudiamos el entorno de las galaxias Seyfert de tipo 1 y 2, en el Cap. 4 el de las galaxias Seyfert 1 de líneas delgadas, en el Cap. 5 estudiamos el de las galaxias IRAS brillantes y en el Cap. 6 el de los LINERs (divididos en tres grupos: LINERs 1, 2 y de transición). El resultado más importante de nuestro trabajo radica en el hecho de que, mientras las galaxias anfitrión de los Núcleos Activos de tipo 1 **no** muestran una mayor frecuencia de objetos con compañeras cercanas al compararse con galaxias no activas, los AGN de tipo 2 **si** lo hacen. Aun más, los AGN de tipo 2 muestran frecuencias comparables a las encontradas en objetos compuestos por una componente AGN y una Starburst. Este resultado resulta sumamente perturbador, particularmente dentro de un contexto de unificación para AGN de tipo 1 y 2. Además, desafía las ideas de una conexión entre actividad nuclear e interacciones galácticas, siendo la última la posible detonadora de la primera.

Este resultado puede ser interpretado a la luz de dos esquemas diametralmente opuestos. En el primero tendríamos que aceptar que la actividad nuclear (en particular la de tipo 1, pero también la de tipo 2 como se explicará adelante) no está interrelacionada con las interacciones galácticas, en este caso las últimas serían responsables sólo de los procesos violentos de formación estelar. Por otro lado, en el segundo esquema las interacciones sí serían los precursores de la actividad nuclear, pero la escala de tiempo en la cual aparecería un AGN de tipo 1 después de la interacción sería larga comparada con la escala de tiempo en la cual se lleva a cabo la perturbación gravitacional. Es decir, que para cuando podemos observar un AGN de tipo 1, la "huella" impresa sobre la galaxia anfitrión por la perturbación gravitacional de una compañera ya ha sido borrada. Este último punto abre la posibilidad

de una secuencia evolutiva entre Starburst y AGN

Entonces, también resulta de suma importancia estudiar los distintos tipos de interacción (fuerte, débil y merger), para discernir los procesos que cada uno de éstos puede producir sobre la galaxia perturbada, de acuerdo a sus condiciones físicas. Por ejemplo, una galaxia muy pobre en abundancia de gas puede no presentar ni siquiera un proceso violento de formación estelar tras una interacción fuerte, en la cual no haya transferencia de material. La respuesta de un objeto dada su relación bulbo a disco (y por lo tanto, su tipo morfológico) es otro factor digno de tomarse en cuenta. Estos factores pueden dar lugar a los distintos tipos de objetos observados (LINER, Starburst, etc.).

Por otro lado, es necesario relacionar los resultados para los tipos de AGN estudiados en el presente trabajo, con aquellos existentes para cuasares. Los estudios de medio ambiente de estos últimos se basan en imágenes tomadas con telescopios muy potentes. Si las interacciones también desencadenan actividad nuclear de alta luminosidad, el hecho de que no existan cuasares cercanos a nosotros necesita una explicación. Probablemente algún otro factor previene la formación de AGN luminosos en la época actual.

En las siguientes secciones abordaremos de manera más amplia los puntos planteados en esta discusión.

## 7.1 Implicaciones para los Modelos de Unificación

En su forma más simple, los modelos de unificación para AGN de tipo 1 y 2, predicen que ambos tipos de objetos son exactamente iguales, y las diferencias encontradas se deben única y exclusivamente al ángulo de visión que tiene el observador. Existe evidencia acumulada en contra de este modelo, que se ha discutido a lo largo de la tesis. Ésta no volverá a ser discutida aquí. Sin embargo, hacemos hincapié en que los resultados encontrados para el medio ambiente evidentemente van en contra de este esquema de unificación, pues si la única diferencia es el ángulo de observación, ¿Cómo es que los objetos de tipo 2 se encuentran en interacciones violentas más frecuentemente que los objetos de tipo 1?

La forma más simple del modelo de unificación no puede ofrecer una respuesta satisfactoria a esta interrogante, sin embargo, una versión modificada del esquema puede tratar de explicar esta diferencia: si las interacciones son las responsables de acarrear el gas a las regiones internas de las galaxias, también pueden ser las responsables del oscurecimiento y de los brotes circumnucleares de formación estelar (encontrados con mayor frecuencia en los AGN de tipo 2). El oscurecimiento puede ser total, como lo sugiere Shlosman et al. (1990), es decir, que de cualquier ángulo de visión el objeto sea detectado como de tipo 2, o puede ser dependiente de la orientación, en el caso en que se forme un toro. Sin embargo,

este esquema solamente es válido si suponemos que las interacciones no están relacionadas con los eventos de actividad nuclear (ver Sección 7.4), lo cual parece ser poco probable. Si suponemos lo contrario (una relación interacción-AGN), las diferencias encontradas sólo pueden ser explicadas a través de una secuencia evolutiva como la descrita en la Sección 7.5. En este caso, si bien los objetos de tipo 1 y 2 son los mismos, se encuentran en etapas completamente distintas de su vida activa, por lo que el modelo de unificación planteado con anterioridad no sería válido por sí solo, sino que se convertiría en un esquema evolutivo.

## 7.2 Tipos de Interacción

Un resultado sumamente importante del presente trabajo radica en el hecho de que las diferencias de medio ambiente entre los AGN de tipo 2, los objetos compuestos (Sbrst + AGN), los objetos de tipo 1 y las galaxias no activas se originan principalmente dentro de los primeros 40 kpc en torno a los objetos. Aún más, como se mostró en el Cap. 5, sólo las interacciones violentas (aquellas en que la separación entre objetos es  $\lesssim 30$  kpc) y los mergers parecen ser capaces de detonar una actividad infrarroja fuera de lo que se espera por la evolución secular de una galaxia. Estos resultados nos muestran un panorama bastante claro: si bien, existen contados ejemplos en los cuales una interacción débil puede cambiar de manera notable las condiciones de una galaxia (como los mencionados en la Sección 1.10 del Cap. 1), el efecto de este tipo de interacción parece no tener una repercusión drástica sobre las galaxias que lo experimentan. Al menos a un nivel estadístico, las interacciones violentas y los mergers son necesarios para desencadenar procesos violentos de formación estelar nuclear y/o actividad nuclear de tipo 2. A través de un esquema evolutivo como el planteado en las Sec. 7.5, esta afirmación sería válida también para la actividad de tipo 1. De cualquier forma, una interacción violenta parece afectar de manera irreversible la evolución secular de las galaxias que participan en ella.

## 7.3 Simulaciones de la Dinámica del Kpc Central De Galaxias con Potenciales Axisimétricos

Tanto los brotes nucleares de formación estelar como la acreción de material hacia un agujero negro tienen una eficiencia muy limitada en la conversión de masa en energía. Por lo tanto, una gran cantidad de material procesado (por cualquiera de los dos mecanismos) es necesario para reproducir las luminosidades observadas (tanto en Starbursts como en AGN). La cantidad de masa necesaria dado el tiempo de vida de estos fenómenos puede ser tan alta como  $\approx 10^{10} M_{\odot}$ , cantidad que representa una fracción pequeña de la masa total de la galaxia, pero una fracción medianamente considerable de la masa del medio

interestelar. Esta cantidad de masa se vuelve importante en la dinámica del kpc central de una galaxia (Julian & Toomre 1996; Bertin et al. 1989).

Estudiar la distribución del gas y su cinemática en galaxias se enfrenta a un serio problema de resolución angular, la resolución lineal típica que se puede obtener para estos objetos es  $\gtrsim 1$  kpc. Estos estudios se basan en la detección de la molécula de CO principalmente, que es una trazadora de gas de baja densidad. Para estudiar regiones más densas, que es probablemente el caso del kpc central, hay que acudir a moléculas como HCN. No existen muchas observaciones de alta resolución capaces de resolver escalas menores al kpc central, las que existen arrojan resultados muy interesantes, que muestran la presencia de perturbaciones morfológicas. El gas en estas regiones se encuentra acumulado en barras o en anillos. Se han encontrado estructuras barradas en escalas menores a 100-300 pc (de semeje mayor). Estas barras son unas cuantas veces menores que las barras encontradas a mayor escala, lo cual es un soporte importante para los modelos de “barra en barra” propuestos por Shlosman, Begelman & Frank (1990). Estos modelos son capaces de explicar la pérdida de momento angular del material hasta distancias muy pequeñas en el núcleo. Por todas estas razones se ha considerado de suma importancia modelar la región nuclear de las galaxias y su respuesta a las perturbaciones. La década pasada estos modelos tuvieron un auge (e. g. Bekki 2000; Heller & Shlosman 1994; Byrd & Valtonen 2001; Barnes & Hernquist 1991; Mihos & Hernquist 1994, 1996). Se realizaron modelos con y sin brotes de formación estelar y con y sin la presencia de un agujero negro central supermasivo. A continuación describiremos brevemente los resultados encontrados.

Primeramente describiremos los modelos que cuentan con un agujero negro supermasivo en el centro. Uno de los resultados fundamentales es que la presencia de brotes de formación estelar altera dramáticamente la evolución del gas en el disco interno a escalas menores a un kpc. En los modelos sin brotes de formación estelar se encuentra que la dinámica de esta región está dominada por unas cuantas nubes masivas de gas que evolucionan finalmente hacia el objeto central. En este caso la acreción de material hacia el agujero negro tiene un carácter esporádico como resultado de la captura e ingestión de alguna nube cuya órbita se aproxime dramáticamente al centro. Los remanentes de estas nubes forman un disco de material con radios de 60 a 80 pc.

Los modelos que sí consideran brotes de formación estelar están caracterizados por un reacomodamiento del gas confinado a la barra, lo que se traduce en una mayor pérdida de momento angular, y por lo tanto en una mayor cantidad de gas que cae hacia el núcleo galáctico (por un factor  $\approx 3$ ). Estos modelos forman un disco en escalas de 1 kpc debido a la pérdida de material de la barra. La mayoría del material en el disco está concentrado en el borde, formando la imagen de un anillo. Con la formación de estos discos la SFR decrece lo que produce que el disco se contraiga hasta unos cuantos cientos de parsecs del centro. La fase Starburst puede tener luminosidades tan altas como  $\approx 10^{46} \text{ erg s}^{-1}$  y de

una duración aproximada de  $\approx 10^7 - 10^8$  años (lo cual es consistente con lo que se espera de las observaciones). En estas simulaciones se observa una relación entre la SFR y la tasa de acreción hacia el agujero negro: la primera declina cuando la segunda entra en auge. El crecimiento del agujero negro se vuelve dramático cuando la fracción de gas dentro de 1 kpc es  $\approx 0.2 - 0.3$  del total de gas (estrellas + gas + masa del halo). Este comportamiento se observa en los modelos sin formación estelar sólo si la proporción de gas es mucho mayor.

Remover el agujero negro masivo del núcleo galáctico no tiene mayor efecto en el comportamiento del gas a mayor escala, es decir a distancias mayores a 1 kpc. Sin embargo, en la región interna si se observan cambios importantes. En el caso de simulaciones que no consideran procesos de formación estelar, las nubes masivas que se formaban con la presencia del agujero negro se vuelven a formar. Estas nubes tienden a colapsar en un solo objeto en el centro galáctico, es decir que con estos modelos el agujero negro se puede formar a través de una evolución lenta. Por lo demás, los resultados encontrados con la presencia del agujero negro se mantienen, incluido el carácter esporádico de la acreción de material hacia el objeto central recién formado. Los modelos con formación estelar y carencia de agujero negro central muestran algunas características diferentes a sus similares con agujero negro. La principal diferencia es que la SFR no declina como en el caso anterior, sino que sigue creciendo monótonicamente. Como resultado de esto el disco nuclear se calienta y se vuelve más grueso, soportado por la presión del gas y la rotación. Un disco con estas características ha sido observado en forma de un toro de gas molecular en la galaxia Starburst NGC 1808 (Koribalski, Dickey & Mebold 1993). Si la tasa de formación estelar decae, el disco se enfría de manera muy rápida y se vuelve inestable. Estos discos contienen  $\approx 50\%$  de la masa dinámica total dentro de 500 kpc. La evolución posterior consiste en una mayor cantidad de gas arrojada al núcleo, que puede terminar formando un agujero negro central o un agujero negro binario.

En todos los modelos (con y sin formación estelar, con y sin agujero central) se observa una evolución importante de la concentración de masa en una región de  $\approx 100$  pc, en un lapso de tiempo menor a dos periodos de rotación, es decir en  $\approx 6 \times 10^8$  años.

## 7.4 AGN Como Parte de la Evolución Natural de una Galaxia

Los resultados encontrados en este trabajo (confirmados ya para galaxias Seyfert) indican que los AGN de tipo 1 no tienden a encontrarse con mayor frecuencia entre sistemas interactuando, mientras que los de tipo 2 sí. De haber una conexión entre interacciones y actividad nuclear el exceso sería esperado en ambos tipos. Por lo tanto la pregunta sobre la validez de la conexión interacción-AGN resulta pertinente. De resultar falsa, habría que

echar marcha atrás con gran parte de lo que se creía sobre el origen de la actividad nuclear. En esta sección presentamos una interpretación de los resultados en la cual se plantea esta última como parte de la evolución “natural” de una galaxia, tal y como Corbin (2000) lo ha sugerido y como lo exponemos a continuación.

Ideas recientes han sugerido que el espectro nuclear de una galaxia, así como las asimetrías encontradas en su morfología, están más relacionadas con el tipo de Hubble que con el medio ambiente. Se ha encontrado que las galaxias Seyfert prefieren hospedarse en galaxias de tipo temprano (Moles, Márquez & Perez 1995; Ho, Filippenko & Sargent 1997). Estudios recientes de la cinemática y la emisión de radio de los núcleos de galaxias elípticas y S0 han indicado que muchas contienen un agujero negro supermasivo dormido o acretando materia muy débilmente (Magorrian et al. 1998; Kormendy & Bender 1999).

Esto nos plantea un escenario muy interesante como el que estudiaron Norman & Scoville (1988), en el que la formación de un agujero negro masivo o supermasivo ocurre como parte de la formación natural de muchos núcleos galácticos, sin la necesidad de un evento de interacción. En este escenario se podría dar una secuencia evolutiva en la cual las galaxias S0 y elípticas han terminado de formar sus agujeros negros y sus bulbos y han finalizado su etapa activa, las galaxias espirales tempranas se encuentran cerca de, o en su fase activa y formando su agujero negro por lo que son clasificadas como Seyfert o LINER, y las galaxias espirales tardías tienen que formar, o nunca formarán un agujero negro masivo o supermasivo (probablemente porque el gas se convertirá en estrellas) capaz de producir actividad no térmica. En favor de este modelo evolutivo se ha argumentado que la secuencia de Hubble es una secuencia de formación estelar (Kennicutt 1992), con las espirales tardías en el extremo de alta formación estelar. Además, Veilleux et al. (1995) encontraron que los perfiles de absorción en  $H\beta$  y  $MgI$  en las galaxias infrarrojas luminosas que hospedan un núcleo activo son más intensos que en aquellas infrarrojas luminosas que sólo muestran evidencia de formación estelar, lo cual sugiere que la población estelar de las primeras es más vieja. En favor de esta secuencia se añade la idea de que el combustible de los AGN es local y no proviene ni de inestabilidades de barra ni de efectos de marea por una interacción (McLeod & Rieke 1995). Entonces, dado que un AGN consume una gran cantidad de material, su periodo de vida con este modelo es relativamente corto.

En este modelo los cuasares pueden ser explicados como aquellos AGN en los cuales el efecto de una interacción ha incrementado la cantidad de combustible nuclear y la tasa de acreción. Esta idea está soportada por el hecho de que los cuasares habitan cúmulos más ricos que las galaxias Seyfert (Ellingson, Yee & Green 1991; Hutchings 1995). La evolución de los cuasares en este contexto podría explicarse de manera natural a través de la evolución cosmológica de la tasa de ocurrencia de mergers (ver Carlberg 1990).

Dado que las galaxias Seyfert 2, LINER 2, TL y BIRG (muchas de las cuales muestran evidencias de Starbursts) tienen un exceso de compañeras, la única explicación posible para

este efecto es que las interacciones sí están ligadas a eventos violentos de formación estelar y no a la actividad nuclear (Storchi-Bergman et al. 2001). Esto explicaría de manera natural porqué los objetos de tipo 2 muestran brotes violentos de formación estelar más frecuentemente que los de tipo 1. Esta idea da pie a una separación natural entre objetos de tipo 2 (dos poblaciones, una con Starburst y la otra sin) como la que se explicó en el Cap. 5.

Sin embargo, este modelo experimenta una serie de dificultades serias, que parecen irresolubles. Por ejemplo, las simulaciones más recientes muestran que parece imposible la formación de un agujero negro masivo, aun en el universo temprano, si no es a través de un merger entre galaxias de masa comparable (e.g. Cattaneo, Haehnelt & Rees 2000; Cattaneo 2001). En otras palabras, la acreción de material en un agujero negro no puede explicar la cantidad de masa contenida por éste, aún en galaxias no activas en las cuales un hoyo negro ha sido detectado. Este resultado es particularmente impactante en cuasares (que tienen agujeros negros supermasivos). Por lo tanto, la formación de un hoyo negro como parte “natural” de la evolución de una galaxia parece ser muy poco probable. Además, también se ha demostrado (ver Sec. 7.6) que la evolución de la tasa de ocurrencia de mergers a través del tiempo (corrimiento al rojo) no puede explicar satisfactoriamente la evolución de la ocurrencia de cuasares después de  $z \approx 2$ . Por otro lado, si bien la secuencia de Hubble es una secuencia de formación estelar, se ha demostrado que las galaxias Starburst son más frecuentes entre tipos tempranos, lo cual va en contra de la secuencia evolutiva. Además, la idea de que el material acretado es de carácter local y no proviene de inestabilidades de barra ni de interacciones no parece tener muchos adeptos, la idea con mayor popularidad es exactamente la contraria. Como se explicó en la sección 7.3, los potenciales no axisimétricos, entre ellos los producidos por interacción de galaxias, son condición necesaria para la caída del gas al núcleo.

Nuestros resultados claramente se muestran contrarios al modelo planteado en este punto. Este modelo falla al tratar de explicar porqué los LINERs de transición (que tienen espectros entre LINER 2 y galaxias  $H_{II}$ , y por tanto características más cercanas a galaxias Starburst) se encuentran con menor frecuencia en sistemas en interacción y mergers que los LINER 2.

## 7.5 Actividad Nuclear Inducida por Interacciones Galácticas

Como ya se mencionó, nuestros resultados para AGN de tipo 1 y 2 son compatibles con la idea de que las fuerzas de marea inducen actividad nuclear sólo si la escala de tiempo en la que podemos observar un núcleo de tipo 1 es mayor que la escala de tiempo que

dura la perturbación gravitacional. Como se discutió en los Caps. 5 y 6 existe evidencia observacional de que este puede ser el caso. Este escenario también se ve favorecido por resultados teóricos (e.g. Byrd & Valtonen 2001 entre muchos otros).

Desde ya hace más de una década se tenía la idea de que los brotes circunnucleares de formación estelar y la actividad nuclear podrían seguir una secuencia evolutiva. Con este estudio hemos sugerido un modelo independiente de la luminosidad, que empieza con una interacción, que a su vez da pie a un Starburst, el cual evoluciona en un sistema compuesto y a un AGN de tipo 2, para finalizar en un AGN de tipo 1. Esta secuencia se muestra de manera esquemática a continuación.

$$Interaccion \Rightarrow Starburst \left\langle \begin{array}{l} TL \rightarrow L2 \rightarrow L1 \\ Sy2/Sbrst \rightarrow Sy2 \rightarrow Sy1 \end{array} \right\rangle Poder AGN \quad (7.1)$$

Como se explicó en el Cap. 6 esta ecuación puede ser leída como una secuencia de oscurecimiento en la dirección horizontal y como una secuencia de poder de AGN en la vertical, o como una secuencia de actividad Starburst-AGN en la dirección horizontal y una secuencia de luminosidad en la vertical (en este caso las dos direcciones no son completamente independientes). Por ejemplo, la diferencia entre la secuencia LINER y la Seyfert podría estar producida porque en la primera no existe un agujero negro supermasivo formado inicialmente y en la segunda sí, o bien por distintas tasas de acreción. En los Capítulos 5 y 6 hemos discutido ampliamente la evidencia observacional que da soporte a esta teoría (además de la evidencia relativa a interacciones encontrada en el presente estudio), ésta no volverá a ser discutida aquí. En esta sección pretendemos someter la secuencia evolutiva planteada con anterioridad a los resultados de las simulaciones sobre el movimiento del gas ante las perturbaciones no axisimétricas, en particular, ante las fuerzas de marea entre galaxias.

Como se mencionó en la sección 7.3 aquellos modelos en los que se incluyen los procesos de formación estelar no sólo pueden explicar los Starbursts, sino que además también explican de manera más adecuada la canalización del gas a los pcs centrales a través de una pérdida de momento angular más eficiente. Los modelos que no incluyen la formación de estrellas fracasan en predecir una acreción continua de material hasta el agujero negro, mientras que los modelos que sí toman en cuenta los procesos de formación estelar no sólo son capaces de predecir de manera más adecuada una acreción continua, sino que además muestran una intercorrelación entre la SFR y la tasa de acreción de masa. Todo esto brinda, evidentemente, un apoyo natural a la secuencia evolutiva que se ha planteado en el presente trabajo. Algunos modelos son capaces de predecir inclusive la formación de un toro de gas a unos 500 pc del centro. Si el polvo y el gas se encuentran acoplados, también esperaríamos encontrar el famoso toro oscurecedor de material en estas distancias.

Los modelos que predicen un decaimiento de la SFR al incrementarse la tasa de acreción parecen apoyar de manera más natural una secuencia horizontal en la Ec. 7.1 dominada por el peso de las componentes AGN-Starburst. Sin embargo, los modelos en los cuales la tasa de formación estelar es proporcional a la tasa de acreción de masa (algunos modelos predicen esto), esperaríamos tener actividad no térmica inducida desde las primeras fases evolutivas a partir de la perturbación. Por lo tanto, apelamos una vez más al oscurecimiento como una explicación *ad hoc* del por qué se observa una menor fracción de AGN de tipo 1 en interacción y con brotes circunucleares de formación estelar. Volvemos a hacer hincapié en que el escenario más probable es una combinación de las dos lecturas anteriores, es decir contribución Starburst-AGN más oscurecimiento, pues estos dos factores no son independientes sino que están íntimamente relacionados.

Por otro lado, la comparación de modelos con formación estelar que no contienen un agujero negro supermasivo al presentarse la perturbación, resulta sumamente interesante (en los modelos sin formación estelar esta comparación no tiene mucho sentido porque prácticamente no hay diferencias). Como se mencionó, la principal diferencia radica en que, a diferencia de cuando el agujero negro masivo ya se encuentra presente, sin la presencia de éste la tasa de formación estelar crece monótonicamente, por lo que se puede producir un Starburst de mayor luminosidad. Si la tasa de formación estelar no declina en algún punto, al agotarse el gas también se agotará la formación de estrellas y éste será el final evolutivo producido por la perturbación. Sin embargo, si la tasa de formación estelar sí declina, se provoca un movimiento de gas violento hacia el núcleo, que puede formar rápidamente un agujero negro poco masivo. Por lo tanto, aunque de manera muy circunstancial, la comparación de estos modelos también parece apoyar la secuencia vertical en la Ec. 7.1. Con la presencia de un agujero negro masivo la perturbación daría lugar a una galaxia Seyfert de tipo 1, con la carencia de este se podría llegar a observar un LINER 1. Para que el agujero negro se forme la SFR debe declinar, y esto no necesariamente tiene por qué ocurrir, por lo tanto esto puede explicar de manera, al menos cualitativa, por que el número de LINER 1s es bastante menor con respecto al número de Sy 1s y también de LINER 2s (ionizados por choques de gas y formación estelar). Desgraciadamente existen pocas simulaciones en las que no se encuentre un agujero negro presente al momento de la perturbación, y todas se han hecho con el fin de comparar con modelos con agujero negro.

Por último, deseamos enfatizar el hecho de que existe evidencia teórica y observacional de que el movimiento del gas hacia las regiones más cercanas al núcleo y la formación del agujero negro están íntimamente relacionados con el bulbo galáctico. Se ha sugerido (e.g. Clayton et al. 1996) que debido a que la formación de la región nuclear interna (tanto alta SFR como agujero negro) debe estar acompañada por procesos disipativos importantes, las nubes de gas pueden adquirir componentes de velocidad importantes en la dirección perpendicular al disco adentro de unos cuantos kpcs centrales, lo cual contribuye a la formación del bulbo. Por lo tanto, las galaxias Sc, en donde el bulbo no se encuentra

formado, muy probablemente tampoco pudieron formar estructura nuclear y agujero negro ante la presencia de potenciales no axisimétricos (muchas de ellas son barradas y no existe evidencia de que se encuentre más aisladas que las espirales tempranas). Por lo tanto, un modelo en el que las interacciones produzcan Starbursts y actividad nuclear es consistente con el hecho de encontrar estas características en galaxias de tipo temprano.

## 7.6 Comparación con el Medio Ambiente de AGN muy Luminosos

El medio ambiente de los cuasares ha sido extensamente investigado hasta un límite de corrimiento al rojo de  $\approx 0.7$  a través de potentes telescopios en tierra y del Telescopio Espacial. Estos estudios se han realizado tanto en la región del visible como en la infrarroja (e.g. Hutchings & Neff 1992, 1997; McLeod & Rieke 1995; Bahcall et al. 1997; McLure & Dunlop 2001; Smith, Boyle & Maddox 2000; etc.). Se ha escrito mucho sobre la evidencia de efectos de marea como disparadores de cuasares, así como de la morfología de sus galaxias anfitrión. La mayoría de los estudios han comparado el medio ambiente de cuasares radio callados con aquel de cuasares radiofuertes. Los estudios han seguido dos rutas principales, en la primera se ha tratado de obtener evidencia directa de interacciones, en la segunda se ha tratado de determinar si su medio ambiente global es más abundante que el de objetos no activos, es decir, se ha tratado de determinar si habitan en cúmulos más ricos.

Los estudios que se han enfocado en la riqueza del cúmulo presentan toda clase de resultados por demás inconsistentes. Muchos autores han encontrado diferencias significativas entre los cúmulos a los cuales pertenecen los objetos radiocallados y radiofuertes, con los últimos perteneciendo a las asociaciones más ricas (e.g. Yee & Ellingson 1993; Wold et al. 2001). Otros trabajos han obtenido resultados contrastantes, en los cuales no existe diferencia significativa entre la riqueza de los cúmulos de ambos tipos (e.g. McLure & Dunlop 2001; Smith, Boyle & Maddox 2001). En estos trabajos la riqueza media es la misma que la de las galaxias no activas a estos mismo redshifts

Por otro lado, existe evidencia de que las interacciones galaxia-galaxia juega un papel sustancial como disparadores de la actividad cuasar. Hasta hace poco, se creía que una fracción importante de cuasares había atravesado por eventos de perturbaciones de marea violentas o mergers (e.g. Disney et al. 1995). La alta magnitud absoluta de estos objetos (e.g. Carballo et al. 1998), así como la distribución de velocidad de las galaxias cercanas a cuasares (Ellingson et al. 1991) parecen apoyar esta idea (Yee & Ellingson 1993). Sin embargo, recientemente se ha encontrado un número inesperadamente alto de cuasares cuyas galaxias anfitrión no muestran señales de isofotas perturbadas por efectos de marea (Cattaneo 2001) y cuyas poblaciones estelares son viejas.

Los modelos para la formación de cuasares parecen indicar que el crecimiento de un agujero negro masivo en un cuasar precisa necesariamente de un evento merger entre dos galaxias masivas, pues de otra forma, las masas de agujero negro observadas no son reproducibles sólo con procesos de acreción. Cattaneo, Haehnelt & Rees (1999) demostraron a través de un modelo simple, que después de un evento merger de gran escala los agujeros negros de las dos componentes que fusionan terminan por formar un agujero negro supermasivo y que parte del gas frío en el remanente es acretado por éste. Todo esto, ha llevado a algunos autores a proponer que la escala de tiempo para encender la actividad cuasar a partir de la interacción es relativamente grande, pues el cuasar atraviesa por dos fases: una en la cual no se ha formado el agujero negro supermasivo y se observa un objeto con una muy alta SFR circumnuclear, y la segunda en la cual el agujero negro ya se ha formado y empieza a acretar material (la fase cuasar). También se ha sugerido que aun cuando el agujero negro supermasivo se forme rápidamente, los cuasares podrían estar oscurecidos por las regiones de formación estelar violenta (lo cual parece estar apoyado por el hecho de que en los cuasares no se ha observado enojecimiento). Al igual que en el caso de las galaxias Seyfert 1, se ha propuesto que en no menos de  $10^8$  años después de la perturbación se puede observar un cuasar. Además, estudios recientes de galaxias IRAS ultraluminosas han revelado que pueden contener un núcleo cuasar oscurecido, o que pueden evolucionar de objetos con altísimas tasas de formación estelar hacia objetos acretando material hacia agujeros negros supermasivos. Como también se ha descubierto que las ULIRGs habitan en mergers recientes y los mergers han sido considerados la semilla de los cuasares, el modelo evolutivo planteado en este trabajo para galaxias Seyfert y LINERs parece ser una constante para la formación de AGN, e independiente de la luminosidad (en la dirección horizontal de la ecuación 7.1)

Una de las propiedades más dramáticas de los cuasares es la violenta evolución de la densidad de objetos, cuya intensidad pico se encuentra en el rango  $z \sim 2-3$ . Los escenarios jerárquicos de formación de estructuras en un universo dominado por materia oscura pueden explicar de forma satisfactoria el decaimiento en la población cuasar a  $z \geq 3$ , siempre y cuando exista una conexión entre éstos y el colapso de los primeros halos de materia oscura (Efstathiou & Rees 1998; Haehnelt & Rees 1993). Sin embargo a redshifts bajos ( $z \leq 2$ ) este modelo falla al predecir el pronunciado decaimiento de la población. Esto ha sugerido que es necesario asociar a los cuasares directamente con los bulbos galácticos, y no con el halo galáctico. Muchas hipótesis tratan de explicar el decaimiento cuasar a partir de su relación con los bulbos galácticos. Entre ellas se encuentran el decaimiento de la tasa de mergers (Carlberg 1990), una evolución de la distribución espectral de energía (Cádiz, Petrosian & Wandel 1991), una transición desde el régimen de acreción de Eddington hasta un régimen sub-Eddington con acreción intermitente (Small & Blandford 1992), una tasa de acreción decreciente con el tiempo cósmico (Haiman & Menou 2000), una ineficiente formación de galaxias en halos a bajo redshift (Monaco et al. 2000) o agotamiento de las

reservas de gas por formación estelar. Una posibilidad a la que se le ha puesto particular énfasis es la que incluye que la fracción de masa acretaada disminuye con el redshift, en este caso los agujeros negros se forman en una escala de tiempo mucho más corta que la de Hubble, entonces, los agujeros negros que se formaron a alto redshift son más masivos porque en aquellas épocas las condiciones para el crecimiento de un agujero negro eran más favorables (Cattaneo 2001). Este resultado parecería estar apoyado por el trabajo de Merryfield, Forbes & Terlevich (2000), quienes encontraron una correlación entre la masa del agujero negro y la edad de la población estelar (aquí sin embargo, hay que tener cuidado, porque la posibilidad de que esta correlación exista debido a que el agujero negro masivo haya tenido más tiempo de acretar material no puede ser desechada).

Por otro lado, los modelos que tratan de explicar el decaimiento de la población cuasar a través del decaimiento de la tasa de mergers han sido muy criticados porque no toman en cuenta que a bajo redshift se han formado halos cada vez más brillantes, capaces de formar cuasares muy brillantes. Por lo tanto, se ha propuesto que el decaimiento de la población está relacionado únicamente con la tasa de mergers de galaxias ricas en gas (que son las únicas relacionadas directamente con la formación de cuasares). Esta tasa decae más rápidamente que la de la población global, por lo que se le ha considerado el principal elemento en el decaimiento de la población cuasar. Sin embargo aún esta tasa por sí sola no es suficiente. Existe un modelo muy reciente que toma en cuenta los dos modelos más aceptados, a saber, la tasa de formación de mergers por galaxias ricas en gas y la disminución de masa acretaada con el redshift (Cattaneo 2001). Este modelo parece ser el que reproduce de manera más adecuada el decaimiento de cuasares a bajo redshift, pero sólo es válido si la tasa de acreción a bajo redshift esta regulada por el consumo de gas por procesos de formación estelar (Kauffman & Haehnelt 2000; Cattaneo 2001), resultado consistente con el encontrado a través de modelar el kpc central. Un modelo paralelo al descrito con anterioridad fue desarrollado por de Robertis (1985) para interacciones no ligadas. El autor encontró que las interacciones capaces de producir cuasares decrecen exponencialmente a  $z < 2$ , debido a la virialización de los cúmulos ricos y a que en éstos, los sistemas ricos en gas se han agotado en épocas anteriores. Este resultado ha sido confirmado por Cavaliere & Vittorini (2000).

Por lo tanto, un escenario en el cual las perturbaciones sobre una galaxia producidas por una compañera (ya sean mergers o interacciones violentas) desencadene tanto los brotes violentos de formación estelar, como la actividad nuclear, parece ser válido a pesar de que no se observan cuasares cercanos a nosotros. En otras palabras, a pesar de la interacción, no se observan cuasares cercanos a nosotros por otras razones como son la carencia de agujeros negros supermasivos o la disminución de la tasa de acreción de masa. Este punto resulta sumamente importante en nuestro trabajo, dado que la secuencia Cuasar-Seyfert parece seguir el mismo sentido que la secuencia Seyfert-LINER de la Ec. 7.1 (dirección vertical de la ecuación), a saber, mayor tasa de acreción o mayor masa de agujero negro.

Este resultado parece estar favorecido por el hecho de que se ha encontrado una correlación entre la luminosidad del bulbo galáctico y la masa del agujero negro central (Magorrian et al. 1998 entre muchos otros) y porque los agujeros negros en galaxias espirales parecen ser menos masivos que los que se encuentran en galaxias elípticas (Salucci et al. 2000) (y los cuasares tienden a hospedarse en las últimas, mientras que las Seyfert en las primeras). Por lo tanto la secuencia evolutiva para AGN podría ser independiente de la luminosidad y podría expresarse de la siguiente forma:

$$\text{Interacción} \Rightarrow \text{Starburst} \left\langle \begin{array}{l} \text{LINER2} \rightarrow \text{LINER1} \\ \text{Seyfert2} \rightarrow \text{Seyfert1} \\ \text{ULIRG} \rightarrow \text{Cuasar} \end{array} \right. \begin{array}{l} | \\ | \\ \downarrow \end{array} \text{Poder AGN} \quad (7.2)$$

Con la dirección horizontal consistiendo en una secuencia temporal debida al peso de las contribuciones Starburst y AGN y al oscurecimiento y la dirección vertical debida al nivel de actividad nuclear que se desencadena de acuerdo a las condiciones de cada objeto al momento de la interacción.

## 7.7 Perspectivas a Futuro

Un complemento fundamental para el presente trabajo consiste en obtener los corrimientos al rojo de cada una de las galaxias compañeras, con el fin de determinar si efectivamente se trata de compañeras físicas. Recientemente se han actualizado los bancos de datos extragalácticos entre ellos NED, los cuales tienen información de algunos objetos. Para obtener información de objetos no listados en NED se pueden obtener espectros de baja resolución, que permiten obtener el corrimiento al rojo de galaxias débiles. Con la obtención de dichos corrimientos sería posible complementar los métodos estadísticos utilizados para la eliminación de compañeras ópticas. Actualmente, estamos realizando dichas observaciones con el LFOSC del Observatorio de Cananea, Sonora.

Con los datos que se obtengan se planea conformar un catálogo de compañeras físicas de galaxias activas, el cual estará a disposición de la comunidad astronómica y hará posible la realización de otros proyectos dirigidos hacia el estudio de la actividad nuclear. Por ejemplo, se pueden medir las intensidades de las líneas de emisión y buscar una posible correlación con el nivel de interacción. También se puede estudiar la frecuencia con la cual se observa actividad en los dos objetos que están interactuando, e intentar determinar las condiciones para que esto ocurra. A través del survey en el cercano infrarrojo 2MASS se

puede obtener la masa de las galaxias activas y sus compañeras, para tener determinaciones más exactas de las fuerzas de marea que actúan en cada objeto

Por otro lado, con el fin de determinar si la secuencia evolutiva planteada en este trabajo es adecuada o no, es interesante estudiar la SFR de las galaxias activas aisladas y de las galaxias activas en interacción. Las muestras para este estudio se derivan directamente de nuestro trabajo (pues sabemos cuales Seyfert tienen compañera y cuáles no, etc.). Otro estudio que podría ayudar a esclarecer la validez de la secuencia evolutiva, y el papel que puedan tener en ella el oscurecimiento y la razón entre las componentes térmica no térmica, consistiría en obtener, a través de técnicas de espectropolarimetría, la frecuencia con la cual los AGN de tipo 2 en interacción y los AGN de tipo 2 aislados muestran una región de líneas anchas escondida.

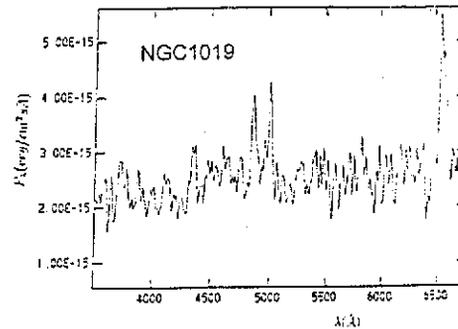
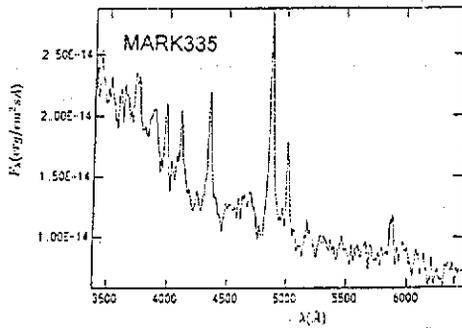
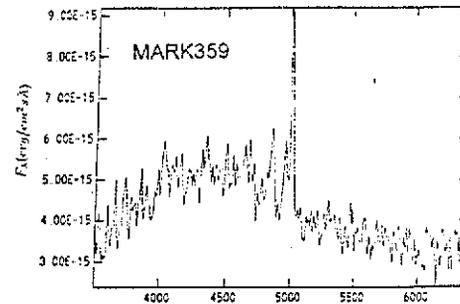
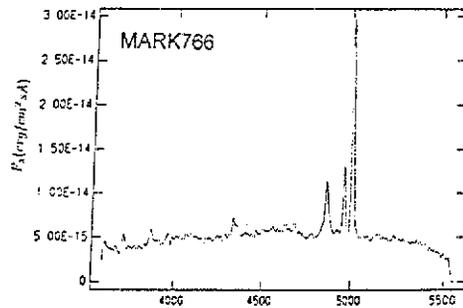
En un tema completamente distinto, se podría relacionar nuestro estudio con la estructura a mayor escala del universo para  $z < 0.03$ . Actualmente, el Catálogo de Galaxias Cercanas de Tully & Fisher muestra esta estructura hasta corrimientos al rojo de  $\approx 0.01$ . También resultaría sumamente interesante, intentar relacionar la frecuencia de interacciones con el tipo morfológico y, a su vez, éste con la actividad nuclear, ya que la evolución de un núcleo activo y la evolución del tipo morfológico (si ésta existe) podrían ir de la mano y ambas podrían ser producidas por efectos de marea.

Un último estudio que valdría la pena realizar, sería simular computacionalmente encuentros fortuitos de galaxias en regiones con distintas densidades galácticas y distintas dispersiones de velocidades, con el fin de reproducir nuestros resultados estadísticos para compañeras brillantes, y cotejar la tasa de ocurrencia de interacciones con la tasa de ocurrencia de núcleos activos

# Apéndice A

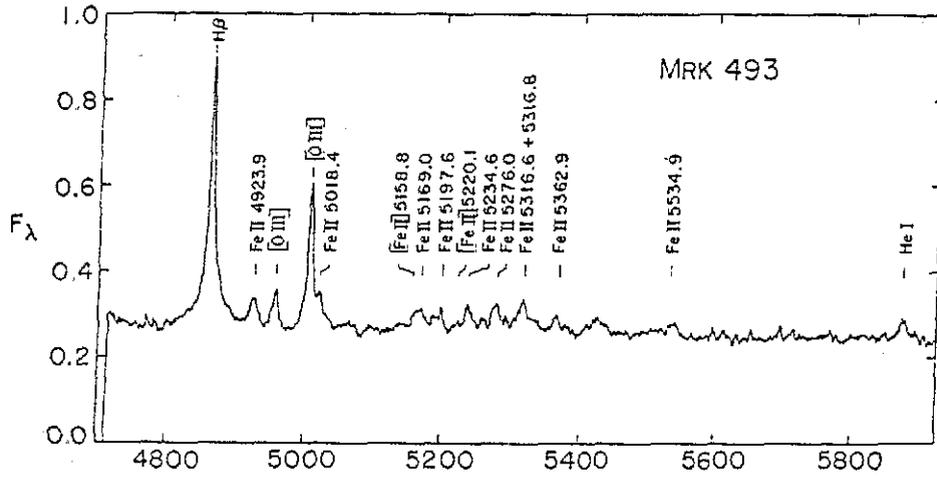
## Espectros de Galaxias Seyfert

### A.1 Seyfert 1

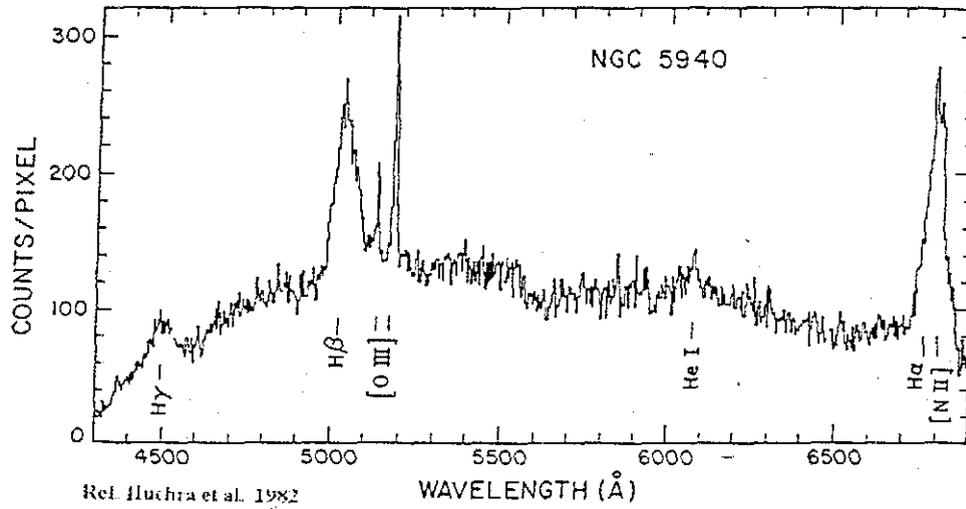


Ref. Cruz-Gonzales et al., 1995

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



Ref. Osterbrock & De Robertis 1985 WAVELENGTH ( $\text{\AA}$ )

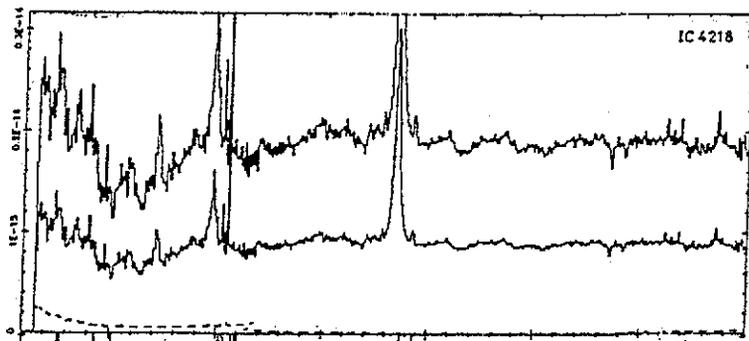


Ref. Huchra et al. 1982

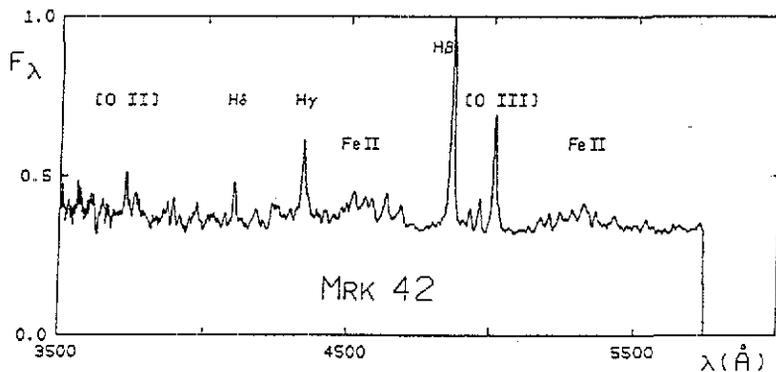
TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

LIBRARY  
UNIVERSITY OF CALIFORNIA

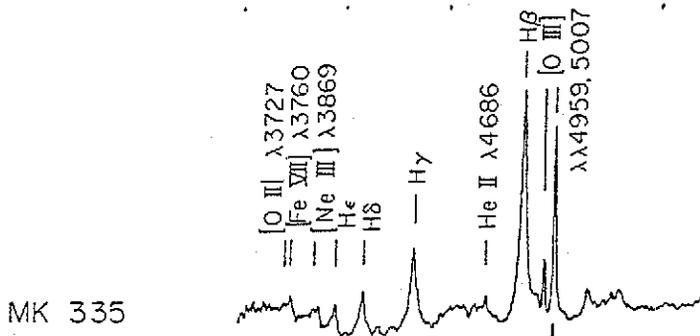




Ref. Morris & Ward 1988



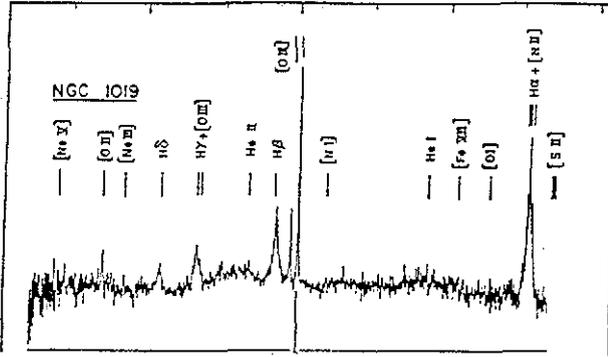
Ref. Osterbrock & Pogge 1985



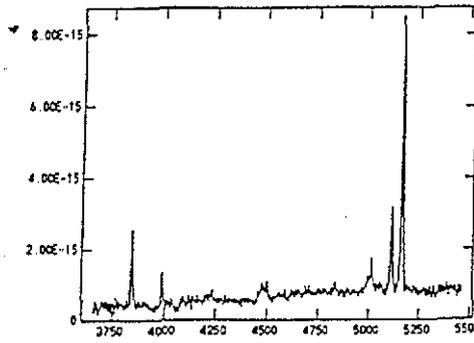
Ref. Aaronson & Boroson 1980

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

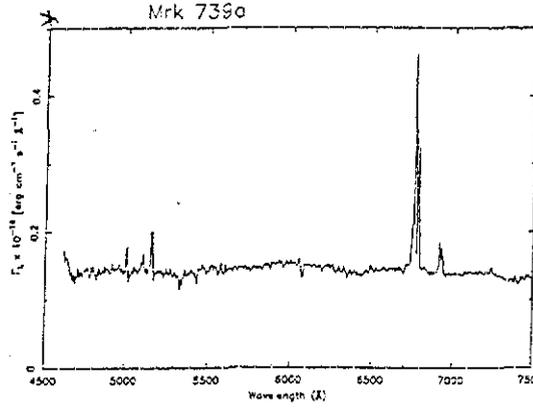
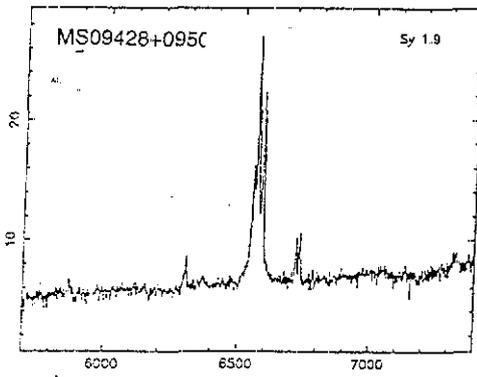
UM 614  $V_o = 9465$   $M_B = -19.44$  Sy 1



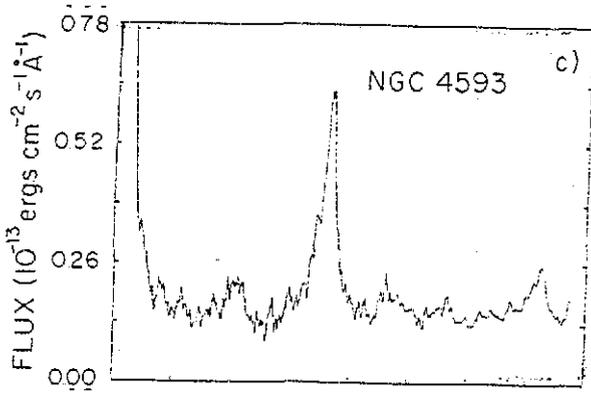
Ref. Phillips et al. 1983



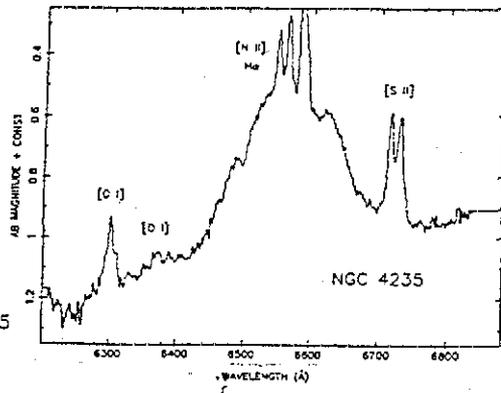
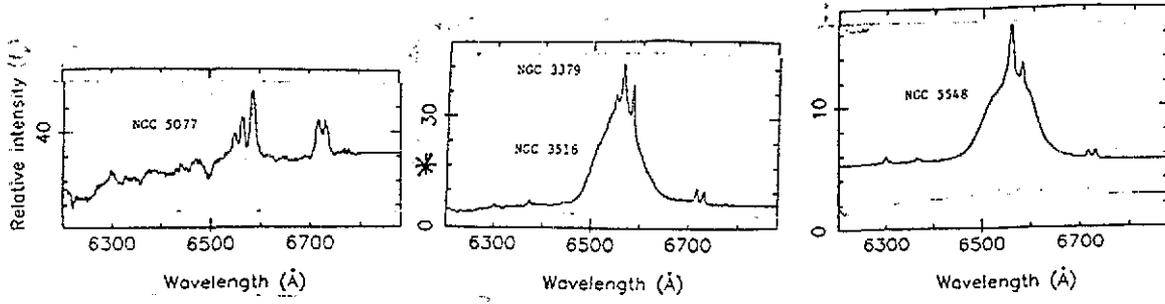
Ref. Salzer et al. 1989



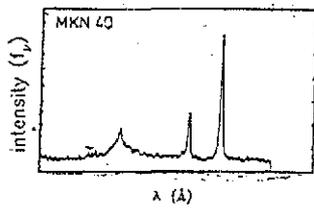
Ref. Chapman et al. 1985



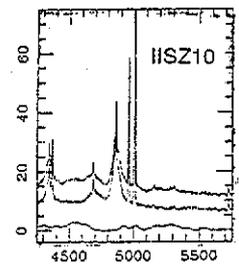
TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



Ref. Filipenko & Sargent 1985

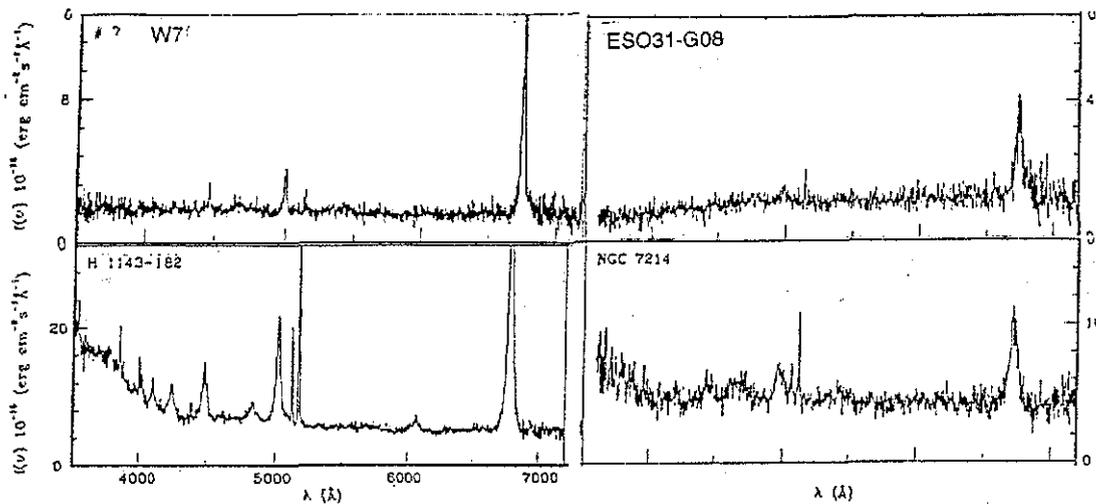


Ref. Heckman & Miley 1981

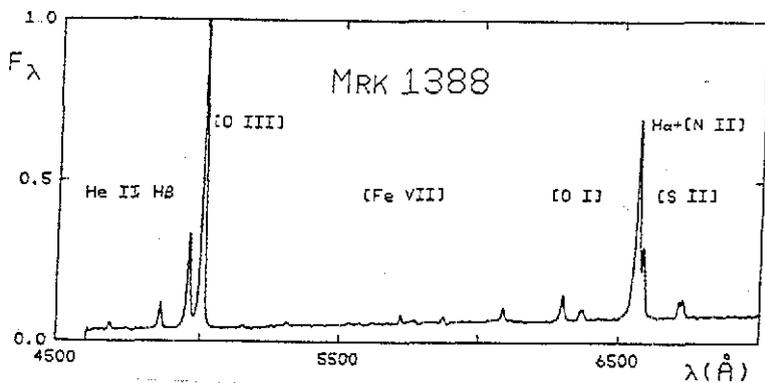


Ref. Boroson & Green 1992

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

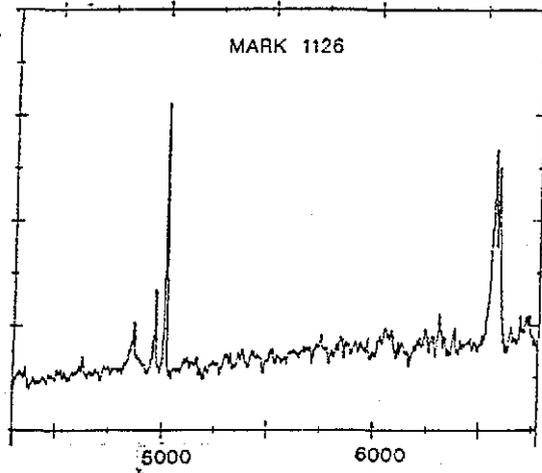
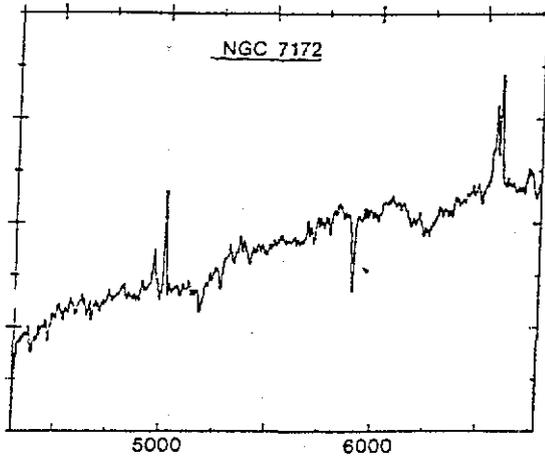


Ref. Winkler et al. 1992

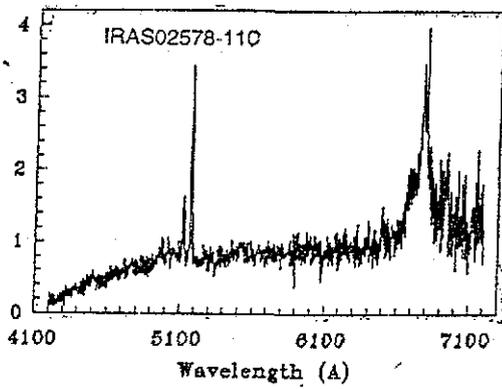


Ref. Osterbrock & De Robertis 1985

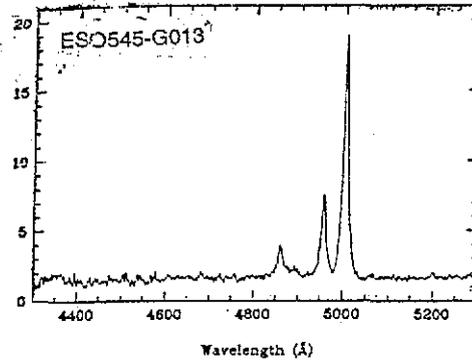
TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



Ref. Veron-Cetty & Veron 1986

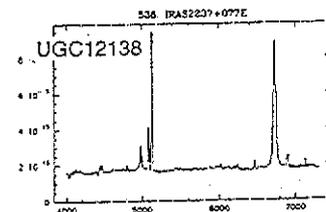
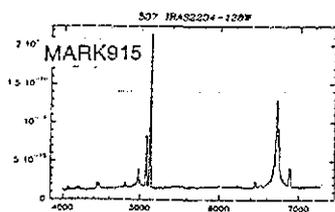
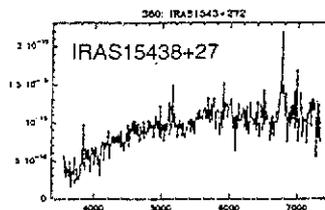
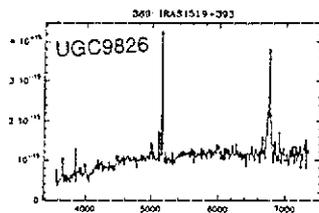
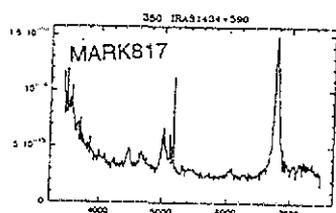
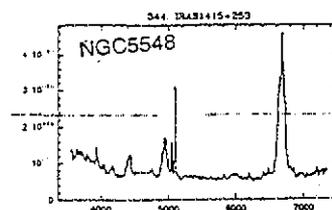
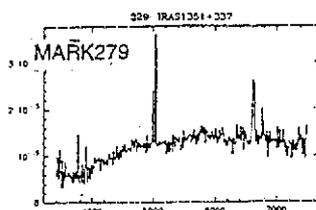
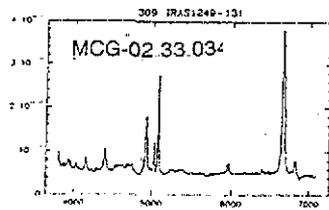


Ref. Kirtakos & Steiner 1990

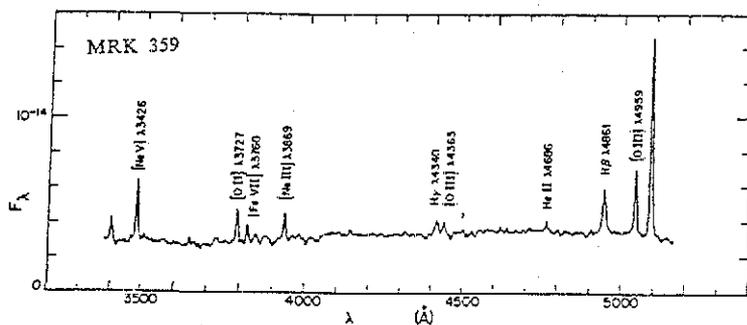


Ref. Cozlol 1993

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

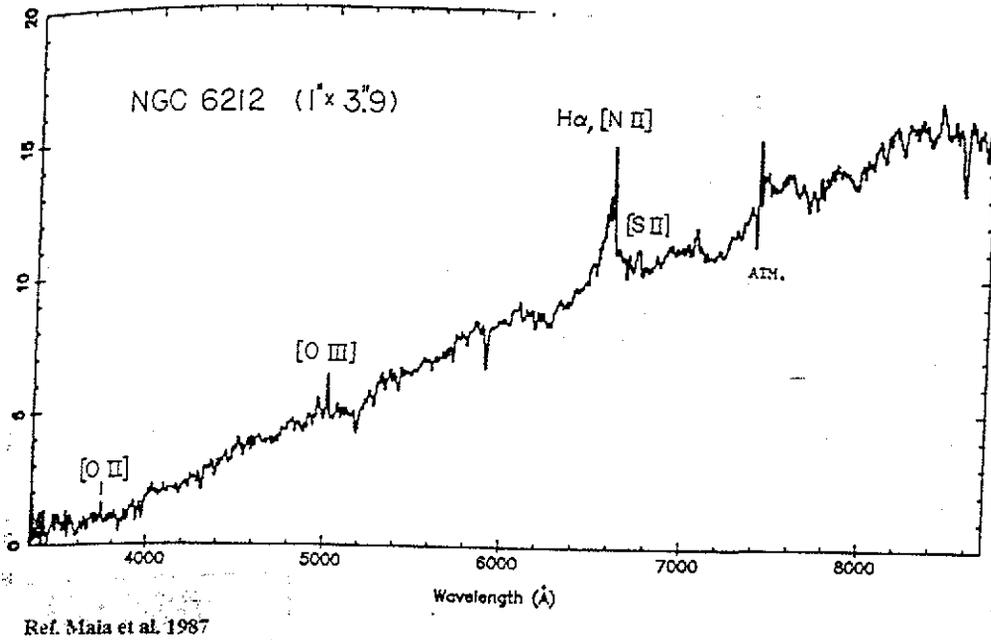
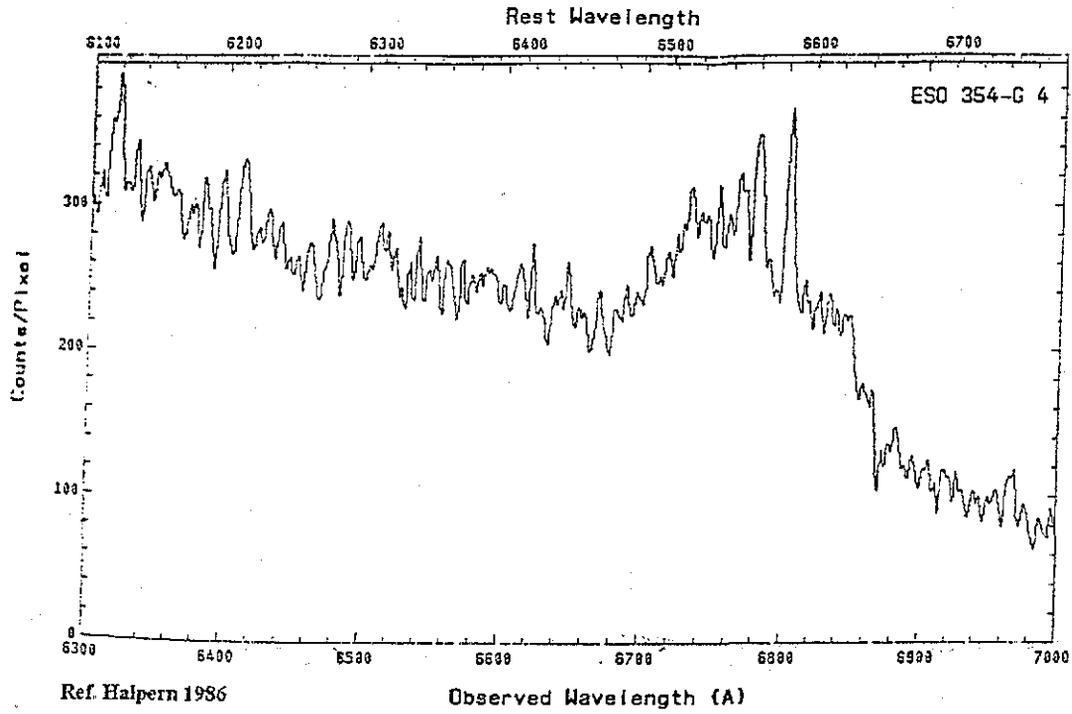


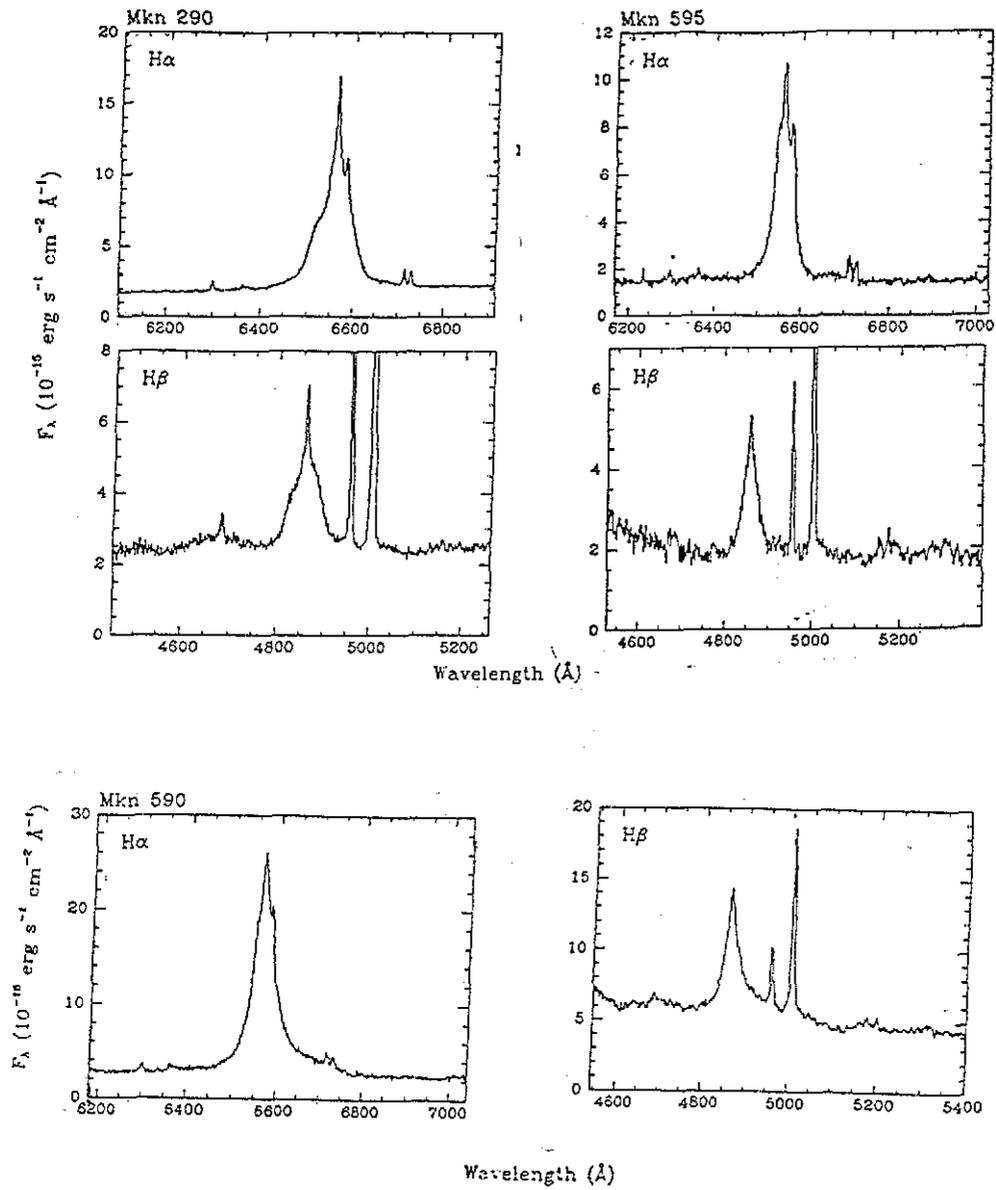
Ref. De Grijp et al 1992



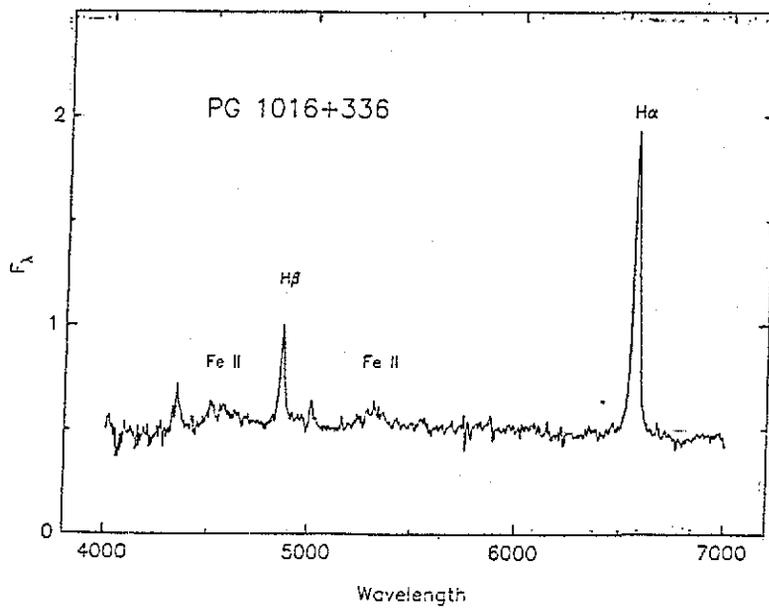
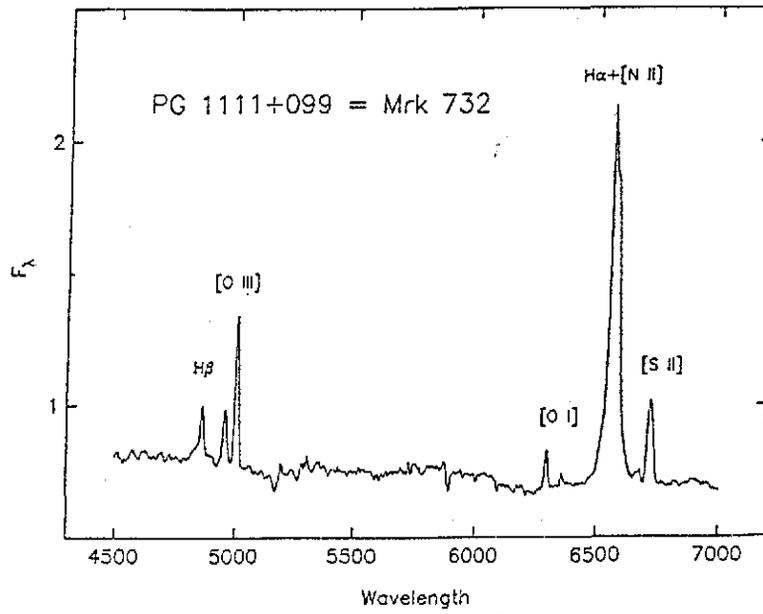
Ref. Davison & Kinman 1978

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



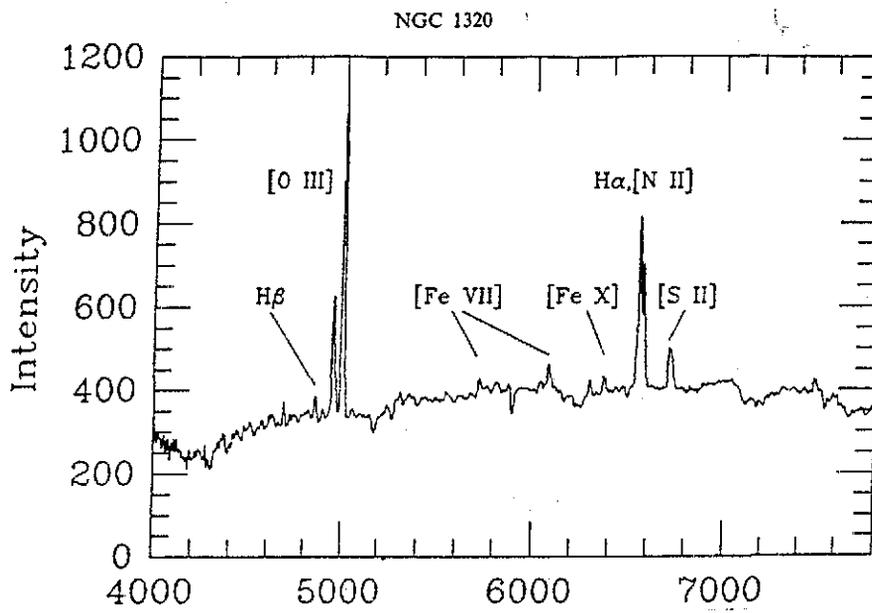


Ref. Stripe 1990

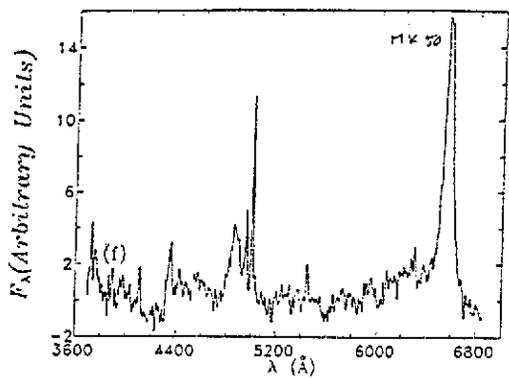


Ref. Osterbrock & Pogge 1987

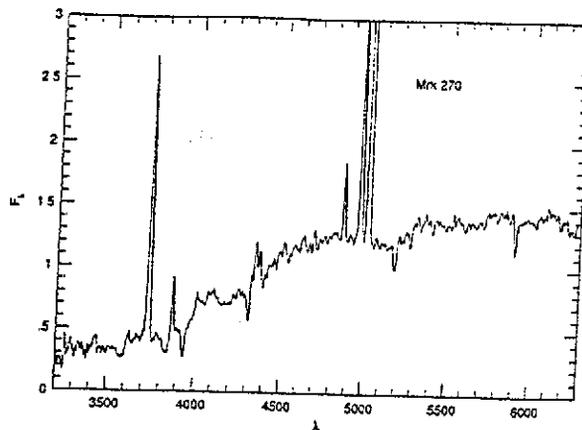
A.2 Seyfert 2



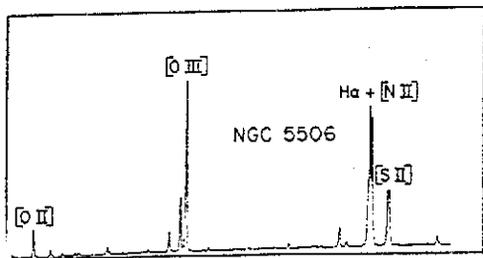
Ref. DeRobertis & Osterbrock 1986



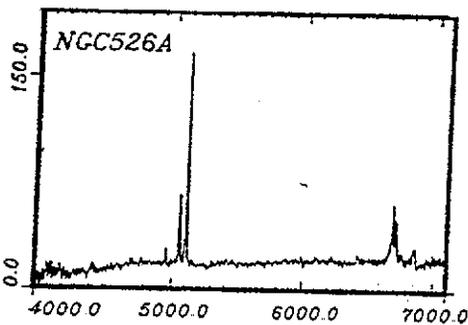
Ref. Pastoriza & Bica 1991



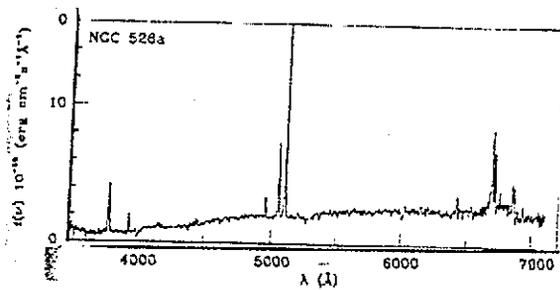
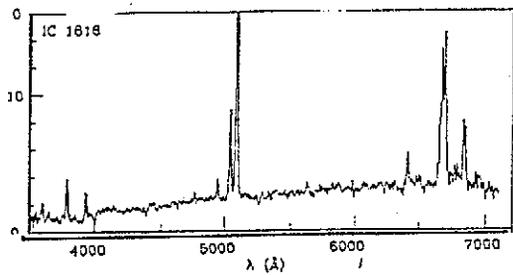
Ref. Kay 1994



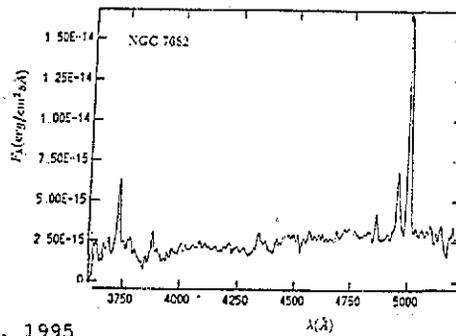
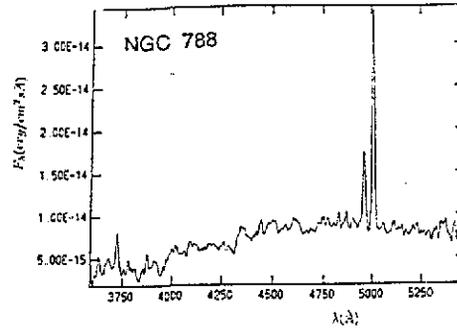
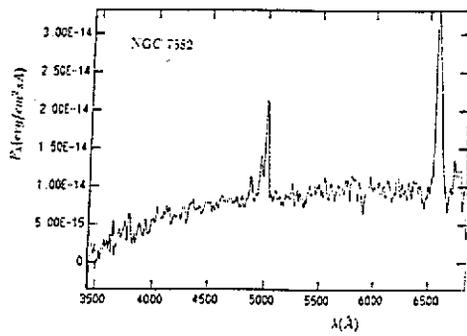
Ref. Shuder 1980



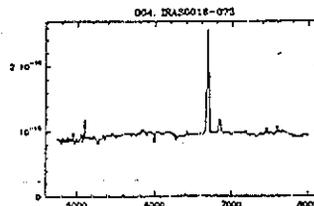
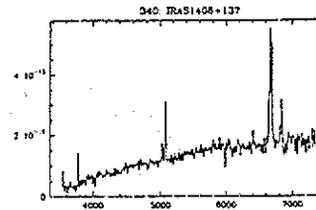
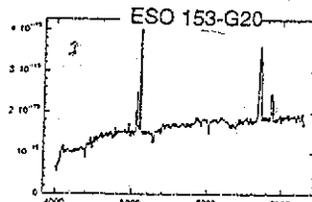
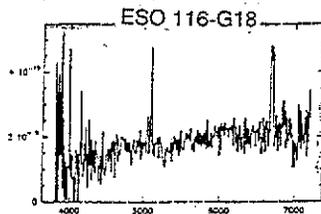
Ref. Fricke & Kollatschny 1989



Ref. Winkler et al. 1992

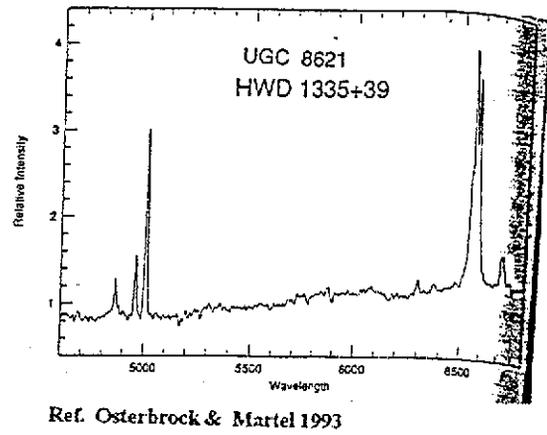
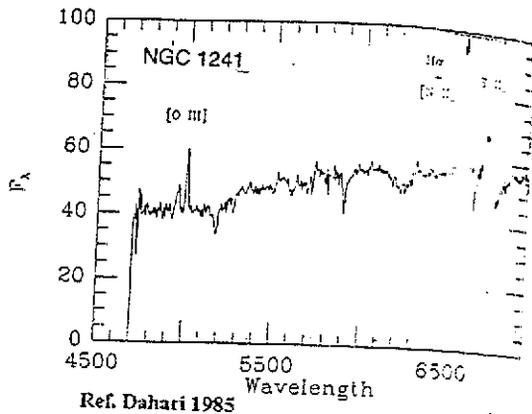


Ref. Cruz-Gonzales et al. 1995

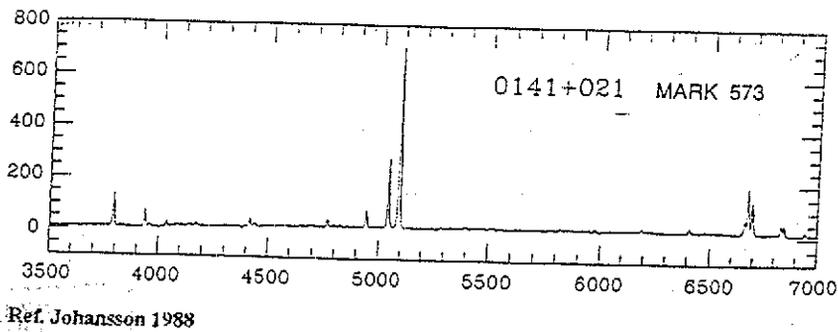
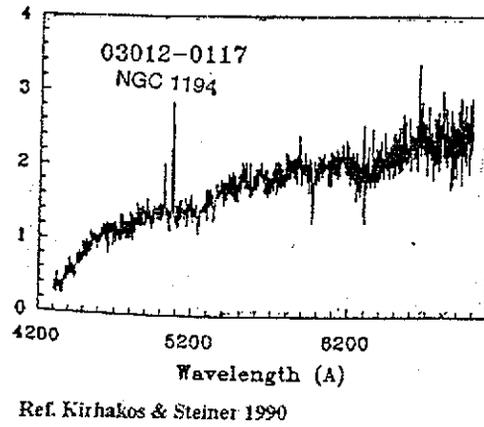
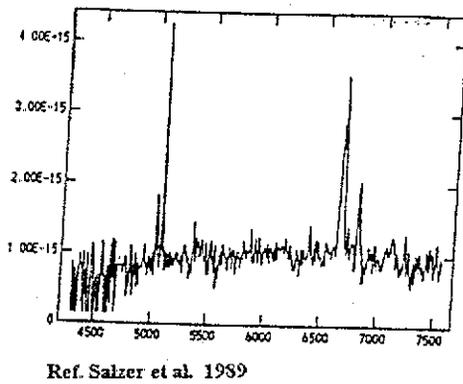


Ref. De Grijp et al 1992

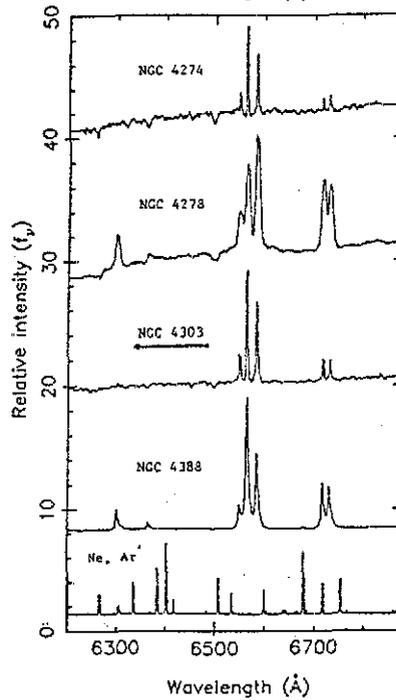
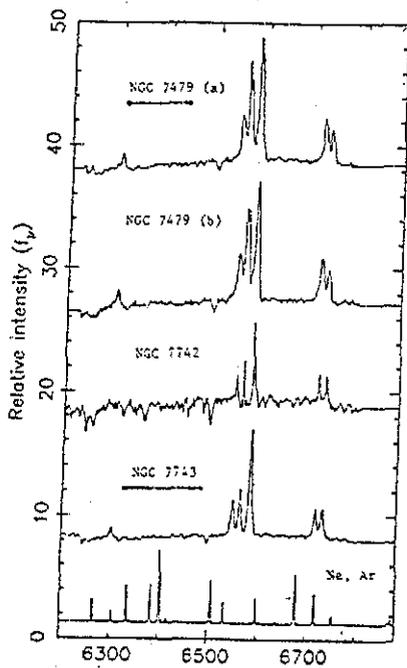
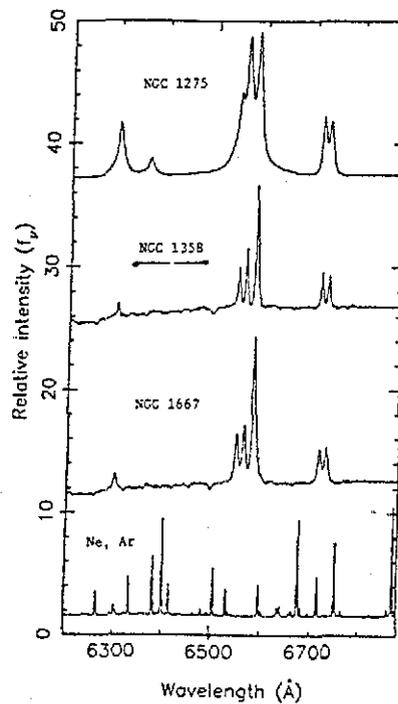
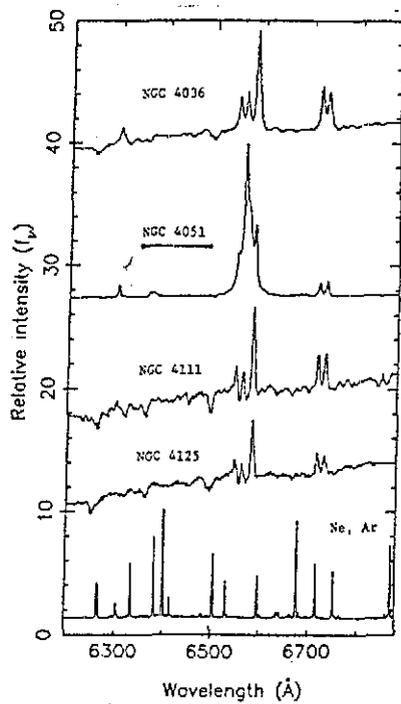
TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



UM 319  $V_o = 4871$   $M_B = -19.34$  Sy 2

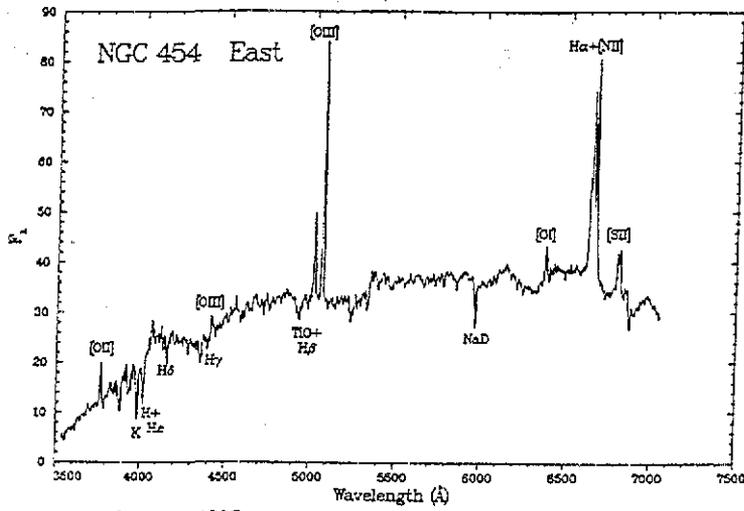


TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

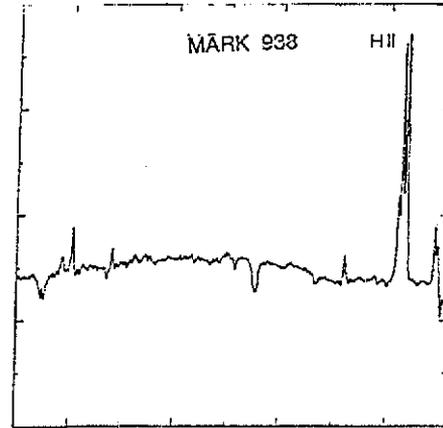


Ref. Filipenko & Sargent 1985, (Å)

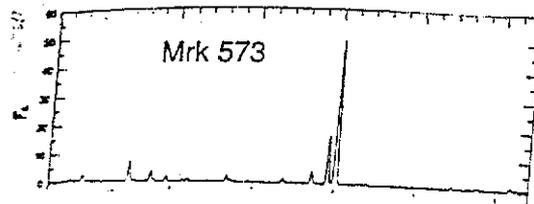
TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



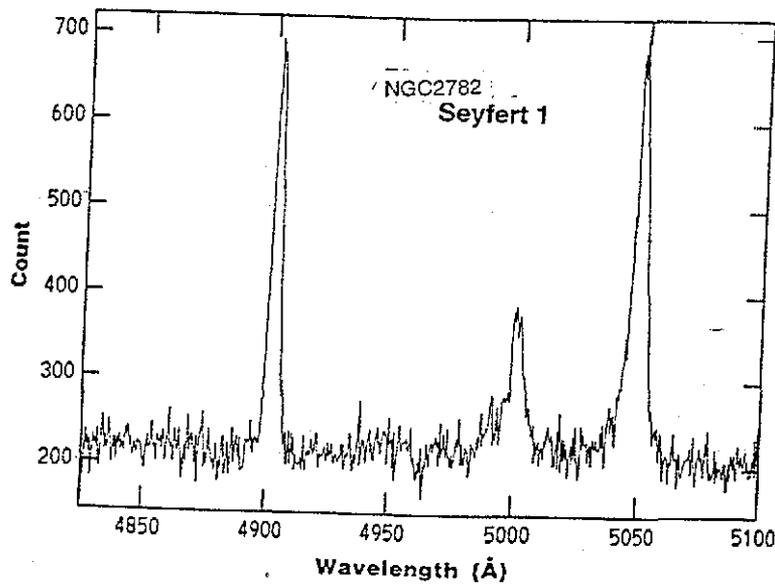
Ref. Johansson 1988



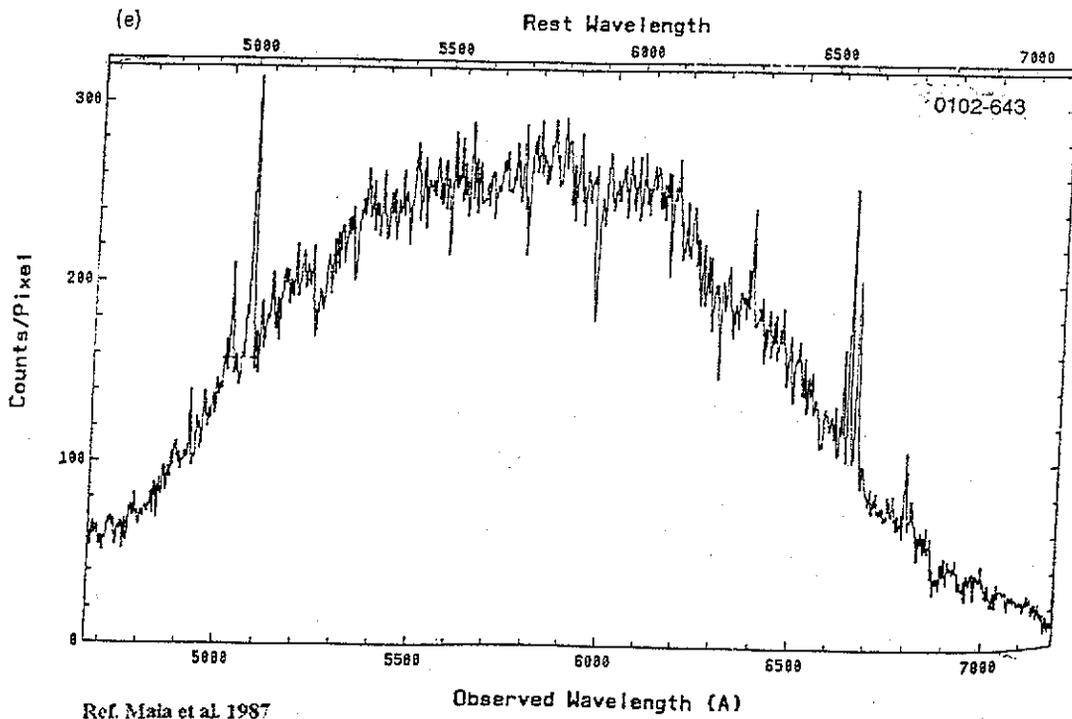
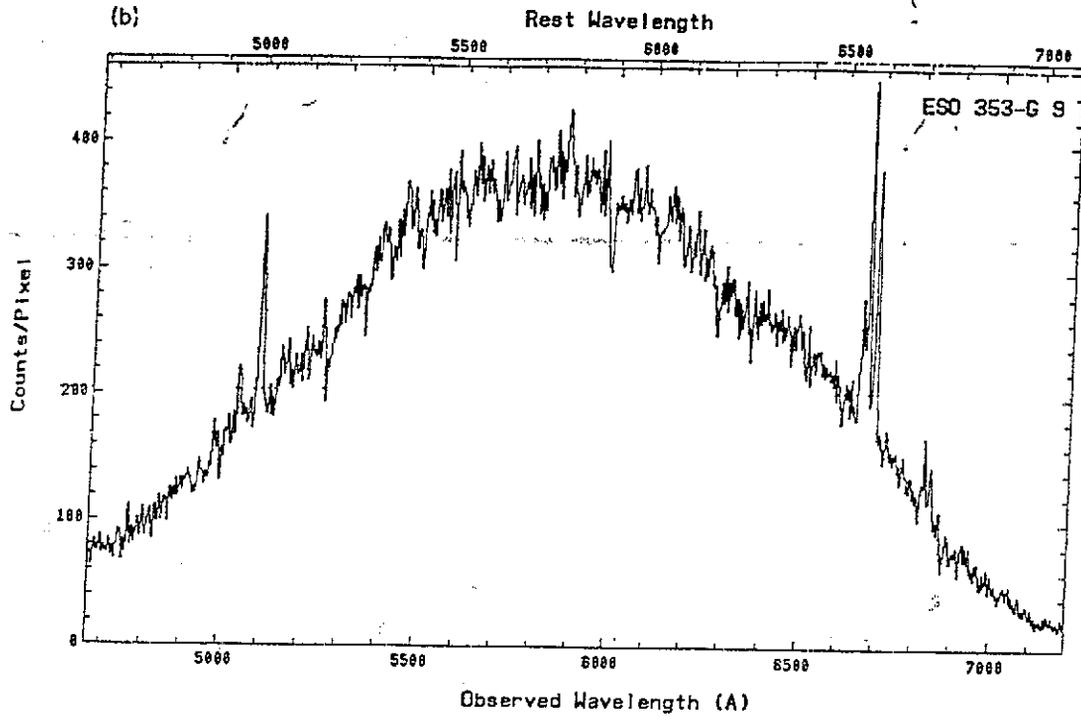
Ref. Veron-Cetty & Veron 1986

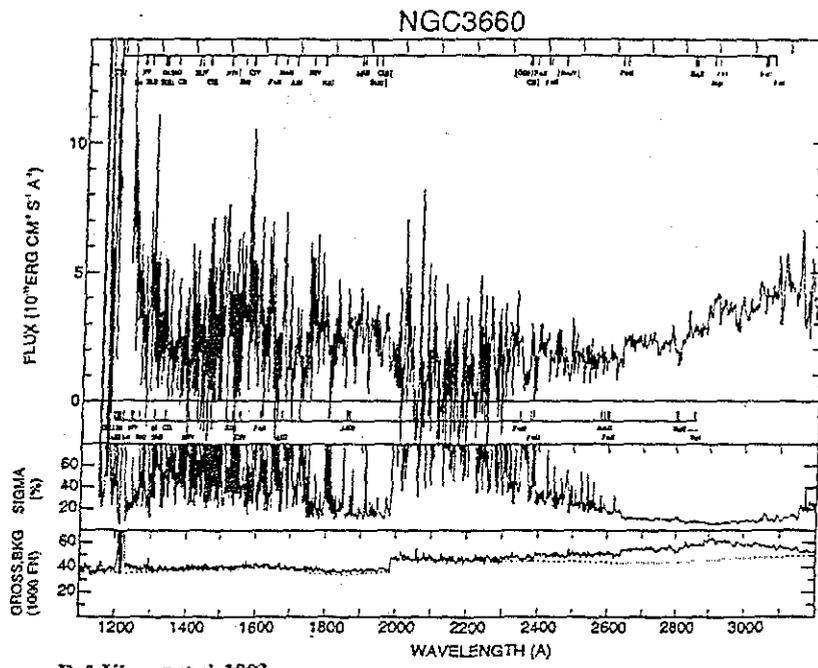
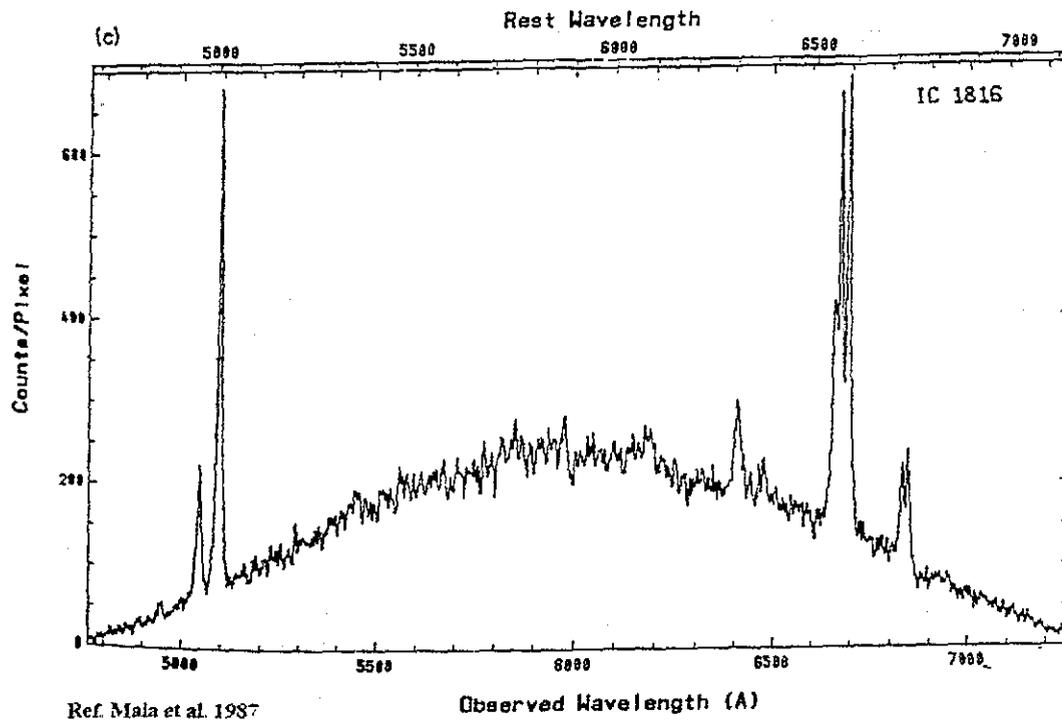


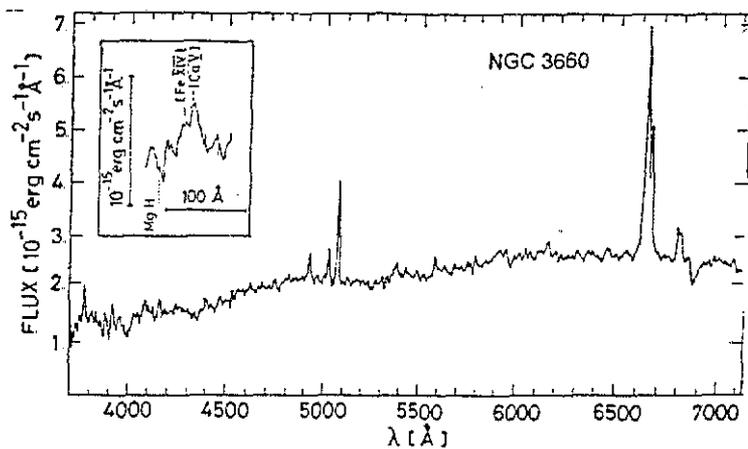
Ref. Kay 1994



Ref. Kennicutt et al. 1989







Ref. Kollotschny 1983



# Bibliografía

- [1] Adams, T. F. 1975, ApJ, 201, 350
- [2] Alladin, S. M. 1965, ApJ, 141, 768
- [3] Angel, J. R. P. & Stockman, H. S. 1980, ARA&A, 18, 321
- [4] Antonucci, R. 1993, ARA&A, 31, 473
- [5] Antonucci, R. R. J. & Miller, J. S. 1985, ApJ, 297, 621
- [6] Aip, H. 1966, ApJS, 14, 1
- [7] Aisenault, R. 1989, A&A, 217, 66
- [8] Baade, W. & Minkowski, R. 1954, ApJ, 119, 206
- [9] Bahcall, J. N., Kirhakos, S., Saxe, D. H., & Schneider, D. P. 1997, ApJ, 479, 642
- [10] Balick, B. & Heckman, T. M. 1982, ARA&A, 20, 431
- [11] Barnes, J. E. & Hernquist, L. E. 1991, ApJL, 370, L65
- [12] Barthel, P. D. 1989, ApJ, 336, 606
- [13] Barth, A. J., Filippenko, A. V., & Moran, E. C. 1999, ApJ, 515, L61
- [14] Beard, S. M., MacGillivray, H. T., & Thanisch, P. F. 1990, MNRAS, 247, 311
- [15] Bekki, K. 2000, ApJ, 545, 753
- [16] Benitez 1997, Tesis Doctoral
- [17] Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, A&A, 117, 393
- [18] Bertin, G., Lin, C. C., Lowe, S. A., & Thurstans, R. P. 1989, ApJ, 338, 104
- [19] Binette, L., Magris, C. G., Stasinska, G., & Bruzual, A. G. 1994, A&A, 292, 13
- [20] Binette, L., Robinson, A., & Courvoisier, T. J.-L. 1988, A&A, 194, 65
- [21] Binggeli, B., Tarengi, M. and Sandage, A. 1990, A&A, 228, 42
- [22] Byrd, G. G., Sundelius, B., Thomasson, M., & Valtonen, M. 1987, BAAS, 19, 1030
- [23] Byrd, G. & Valtonen, M. 2001, AJ, 121, 2943
- [24] Blandford, R. D., Netzer, H., Woltjer, L., Courvoisier, T., & Mayor, M. 1990, Berlin ; New York: Springer-Verlag, 1990., 553
- [25] Blandford, R. D. & Rees, M. J. 1992, Testing the AGN Paradigm, 3
- [26] Blandford, R. D. & Rees, M. J. 1978, PhysS, 17, 265
- [27] Boller, T. 2000, New Astronomy Review, 44, 387
- [28] Boller, T. & Brandt, W. N. 1999, ASP Conf Ser 175: Structure and Kinematics of Quasar Broad Line Regions, 279
- [29] Boller, T., Brandt, W. N. & Fink, H. 1996, A&A, 305, 53
- [30] Boroson, T. A. and Green, R. F. 1992, ApJ, 80, 109
- [31] Bregman, J. N. 1990, A&Ar, 2, 125
- [32] Burbidge, E. M., Caldwell, R. D., Smith, H. E., Liebert, J., & Spinrad, H. 1976, ApJL, 205, L117

- [33] Caditz, D. M., Petrosian, V., & Wandel, A. 1991, *ApJL*, 372, L63
- [34] Capaccioli, M., Held, E. V., and Nieto, J. 1987, *AJ*, 94, 1519
- [35] Carballo, R., Sánchez, S. F., González-Serrano, J. I., Benn, C. R., & Vigotti, M. 1998, *AJ*, 115, 1234
- [36] Carlberg, R. G. 1990, *ApJ*, 350, 505
- [37] Carrillo, R., Cruz-Gonzalez, I., & Guichard, J. 1998, IX Latin American Regional IAU Meeting, "Focal Points in Latin American Astronomy", held in Tonantzintla, Mexico, Nov 9-13, 1998. Eds: Aguilar, A.; Carraminana, A.; to be printed in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Serie de Conferencias*, E156
- [38] Carrillo, R., Masegosa, J., Dultzin-Hacyan, D., & Ordoñez, R. 1999, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 35, 187
- [39] Capaccioli, M., Held, E. V., & Nieto, J. 1987, *AJ*, 94, 1519
- [40] Cattaneo, A. 2001, *MNRAS*, 324, 128
- [41] Cattaneo, A., Haehnelt, M. G., & Rees, M. J. 1999, *MNRAS*, 308, 77
- [42] Cavaliere, A., & Vittorini, V., 2000, *ApJ*, 543, 599
- [43] Cid Fernandes, R., Heckman, T., Schmitt, H., Delgado, R. M. G., & Storchi-Bergmann, T. 2001, *ApJ*, 558, 81
- [44] Colless, M., Ellis, R. S., Taylor, K., & Hook, R. N. 1990, *MNRAS*, 244, 408
- [45] Combes, F. & Gerin, M. 1985, *A&A*, 150, 327
- [46] Corbin, M. R. 2000, *ApJ*, 536, L73
- [47] Contopoulos, J. 1995, *ApJ*, 450, 616
- [50] Dahari, O. 1984, *AJ*, 89, 966
- [51] Dahari, O. & de Robertis, M. M. 1988, *ApJS*, 67, 249
- [52] Daly, R. A. 1990, *ApJ*, 355, 416
- [53] Devereux, N. A., Becklin, E. E., & Scoville, N. 1987, *ApJ*, 312, 529
- [54] de Grijp, M. H. K., Miley, G. K., Goudhoij, P., Lub, J. 1992, *A&A*, 96, 389
- [55] de Robertis, M. M., Yee, H. K. C., & Hayhoe, K. 1998, *ApJ*, 496, 93
- [56] de Robertis, M., 1985, *AJ*, 90, 998
- [57] Dopita, M. A. & Sutherland, R. S. 1995, *ApJ*, 455, 468
- [58] Dressel, L. L. & Gallagher, J. S. 1993, *Evolution of Galaxies and their Environment*, 361
- [59] Dultzin-Hacyan, D. 1997, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, 6, 132
- [60] Dultzin-Hacyan, D. 1995, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, 3, 31
- [61] Dultzin-Hacyan & Hacyan 1984, en *Temas Selectos de Astrofísica de M. Peimbert*, México (UNAM)
- [62] Dultzin-Hacyan, D., Guridi, I. F., Krongold, Y., and Marziani, P. 1999, *IAU Symp 186: Galaxy Interactions at Low and High Redshift*, 186, 329
- [63] Dultzin-Hacyan, D., Krongold, Y., Fuentes-Guridi, I. and Marziani, P. 1999, *ApJ*, 513, L111
- [64] Dultzin-Hacyan, D. & Benitez, E. 1994, *A&A*, 291, 720
- [65] Dultzin-Hacyan, D. & Ruano, C. 1996, *A&A*, 305, 719
- [66] Dultzin-Hacyan, D., Moles, M., & Masegosa, J. 1988, *A&A*, 206, 95
- [67] Dultzin-Hacyan, D., Masegosa, J., & Moles, M. 1990, *A&A*, 238, 28

- [68] Disney, M. J. et al. 1995, *Nature*, 376, 150
- [69] Edelson, R. A. & Malkan, M. A. 1986, *ApJ*, 308, 59
- [70] Efron, B., and Tibshirani, R. J., *An Introduction to the Bootstrap*, (New York: Chapman & Hall)
- [71] Efstathiou, G. & Rees, M. J. 1988, *MNRAS*, 230, 5P
- [72] Ellingson, E., Yee, H. K. C., & Green, R. F. 1991, *ApJ*, 371, 49
- [73] Elvis, M., Maccacaro, T., Wilson, A. S., Ward, M. J., Penston, M. V., Fosbury, R. A. E., & Perola, G. C. 1978, *MNRAS*, 183, 129
- [74] Eracleous, M., Livio, M., & Binette, L.; 1995, *ApJ*, 445, L1
- [75] Ferland, G. J. & Netzer, H. 1983, *ApJ*, 264, 105
- [76] Ferland, G. J. & Persson, S. E. 1989, *ApJ*, 347, 656
- [77] Filho, M. E., Barthel, P. D., & Ho, L. C. 2000, *ApJ*, 129, 93
- [78] Filippenko, A. V. & Halpern, J. P. 1984, *ApJ*, 285, 458
- [79] Filippenko, A. V. & Terlevich, R. 1992, *ApJ*, 397, L79
- [80] Fosbury, R. A. E., Nebold, U., Goss, W. M., & Dopita, M. A. 1978, *MNRAS*, 183, 549
- [81] Fuentes-Williams, T. & Stocke, J. T. 1988, *AJ*, 96, 1235
- [82] Gebhardt, K. and 14 colleagues 2000, *ApJ*, 539, L13
- [83] Giannuzzo, E. M. and Stirpe, G. M. 1996, *A&A*, 314, 419
- [84] Giannuzzo, M. E., Mignoli, M., Stirpe, G. M. and Comastri, A. 1998, *A&A*, 330, 894
- [85] Goodrich, R. W. 1989, *ApJ*, 340, 190
- [86] Granato, G. L., Zitelli, V., Bonoli, F., Danese, L., Bonoli, C., & Delpino, F. 1993, *ApJS*, 89, 35
- [87] Grupe, D. 1996, Ph D Thesis, 51
- [88] Grupe, D., Beuermann, K., Mannheim, K. & Thomas, H. - 1999, *A&A*, 350, 805
- [89] Gu, Q., Dultzin-Hacyan, D., & de Diego, J. A. 2001, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 37, 3
- [90] Guichard 1991, Tesis Doctoral
- [91] Gunn, J. F. 1979, *Active galactic nuclei*. (A79-50785 22-90) Cambridge, Cambridge University Press, 1979, p. 213-225. Research supported by the Alfred P. Sloan Foundation, 213
- [92] Haehnelt, M. G. & Rees, M. J. 1993, *MNRAS*, 263, 168
- [93] Haiman, Z. & Menou, K. 2000, *ApJ*, 531, 42
- [94] Halderson, E. L., Moran, E. C., Filippenko, A. V., & Ho, L. C. 2001, *AJ*, 122, 637
- [95] Halpern, J. P. & Eracleous, M. 1994, *ApJ*, 433, L17
- [96] Heckman, T. M. 1980, *A&A*, 87, 152
- [97] Heckman, T. M., Blitz, L., Wilson, A. S., Armus, L., & Miley, G. K. 1989, *ApJ*, 342, 735
- [98] Heller, C. H. & Shlosman, I. 1994, *ApJ*, 424, 84
- [99] Hernández Toledo, H. M., Dultzin-Hacyan, D., & Sulentic, J. W. 2001, *AJ*, 121, 1319
- [100] Hernández-Toledo 2000, Tesis Doctoral
- [101] Hernquist, L. 1989, *Nature*, 340, 687
- [102] Hickson, P., Kindl, E., & Auman, J. R. 1989, *ApJ*, 70, 687
- [103] Hills, J. G. 1975, *Nature*, 254, 295
- [104] Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, W. L. W. 1997, *ApJ*, 112, 315

- [105] Ho, L. C. 1996, ASP Conf. Ser. 103: The Physics of Lines in View of Recent Observations, 103
- [106] Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, W. L. W. 1993, ApJ, 417, 63
- [107] Holmberg, E. 1941, ApJ, 94, 385
- [108] Huchra, J., Davis, M. and Latham, D. 1983, Cambridge: Smithsonian Center for Astrophysics
- [109] Hutchings, J. B. 1995, AJ, 109, 928
- [110] Iyomoto, N., Makishima, K., Fukazawa, Y., Tashiro, M., Ishisaki, Y., Nakai, N., & Taniguchi, Y. 1996, PASJ, 48, 231
- [111] Jarvis, J. F. and Tyson, J. A. 1981, AJ, 86, 476
- [112] Julian, W. H. & Toomre, A. 1966, ApJ, 146, 810
- [113] Kallman, T. & Mushotzky, R. 1985, ApJ, 292, 49
- [114] Käuffmann, G. & Haehnelt, M. 2000, MNRAS, 311, 576
- [115] Khachikian, E. Y. & Weedman, D. W. 1971, BAAS, 3, 237
- [116] Keel, W. C. 1996, AJ, 111, 696
- [117] Kennicutt, R. C. 1998, ARA&A, 36, 189
- [118] Kennicutt, R. C. 1992, ApJ, 388, 310
- [119] Kim, D.-C., Sanders, D. B., Veilleux, S., Mazzarella, J. M., & Soifer, B. T. 1995, ApJ, 98, 129
- [120] Koribalski, B., Dickey, J. M., & Mebold, U. 1993, ApJL, 402, L41
- [121] Kotilainen, J. K., Ward, M. J., & Williger, G. M. 1993, MNRAS, 263, 655
- [122] Kormendy, J. & Bender, R. 1999, ApJ, 522, 772
- [123] Krolik, J. H. & Begelman, M. C. 1986, BAAS, 18, 903
- [124] Krolick, McKee & Carter 1981, APJ, 249, 422
- [125] Krongold, Y., Dultzin-Hacyan, D., & Marziani, P. 2001, AJ, 121, 702
- [126] Krongold, Y., Dultzin-Hacyan, D., & Marziani, 2002, ApJ, en prensa
- [127] Larson, R. B. & Tinsley, B. M. 1978, ApJ, 219, 46
- [128] Laurikainen, E. & Salo, H. 1995, A&A, 293, 683
- [129] Laurikainen, E., Salo, H., Teerikorpi, P., & Petrov, G. 1994, A&A, 108, 491
- [130] Laurikainen, E., Salo, H., & Apaicio, A. 1993, ApJ, 410, 574
- [131] Lawrence, A. 1987, PASP, 99, 309
- [132] Lawrence, A., Ward, M., Elvis, M., Fabbiano, G., Willner, S. P., Carleton, N. P., & Longmore, A. 1985, ApJ, 291, 117
- [133] Leighly, K. M. 1999, ApJ, 125, 317
- [134] Luminet, J. Noyeaux, 1981, Actifs des Galaxies de E. Shatzman, France
- [135] Lipovetsky, V. A., Neizvestny, S. I., & Neizvestnaya, O. M. 1988, Soobshcheniya Spetsial'noj Astrofizicheskoy Observatorii, 55, 5
- [136] Longo, G., Grimaldi, A., & Richter, G. 1995, A&A, 299, L45
- [137] McCray, R. 1979, Active galactic nuclei (A79-50785 22-90) Cambridge, Cambridge University Press, 1979, p. 227-239. NSF-supported research, 227
- [138] Maddox, S. J., Efsthathiou, G., Sutherland, W. J., & Loveday, J. 1990, MNRAS, 243, 692
- [139] Mazzei, P., Curir, A., & Bonoli, C. 1995, AJ, 110, 559
- [140] Magonian, J. and 11 colleagues 1998, AJ, 115, 2285

- [141] Maoz, D., Koratkar, A., Shields, J. C., Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sternberg, A. 1998, *AJ*, 116, 55
- [142] Marziani, P., Keel, W. C., Dultzin-Hacyan, D. & Sulentic, J. W. 1994, *ApJ*, 435, 668
- [143] Marziani, P. 1991, Ph. D. Thesis, Trieste, International School for Advanced Studies (SISSA)
- [144] Matt, G. 1997, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 68, 127
- [145] McLeod, K. K. & Rieke, G. H. 1995, *ApJ*, 441, 96
- [146] McLure, R. J. & Dunlop, J. S. 2001, *MNRAS*, 321, 515
- [147] Menon, T. K. 1995, *AJ*, 110, 2605
- [148] Merrifield, M. R., Forbes, D. A., & Terlevich, A. I. 2000, *MNRAS*, 313, L29
- [149] Mihos, J. C. & Hernquist, L. 1994, *ApJL*, 431, L9
- [150] Mihos, J. C. & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 464, 641
- [151] Miller, J. S. & Goodrich, R. W. 1990, *ApJ*, 355, 456
- [152] Moles, M., Marquez, I., & Perez, E. 1995, *ApJ*, 438, 604
- [153] Monaco, P., Salucci, P., & Danese, L. 2000, *MNRAS*, 311, 279
- [154] Moran, E. C., Kay, L. E., Davis, M., Filippenko, A. V., & Barth, A. J. 2001, *ApJ*, 556, L75
- [155] Moran, E. C., Halpern, J. P. and Helfand, D. J. 1996, *ApJ*, 106, 341
- [156] Mouri, H. & Taniguchi, Y. 1992, *ApJ*, 386, 68
- [157] Nagar, N. M., Falcke, H., Wilson, A. S., & Ho, L. C. 2000, *ApJ*, 542, 186
- [158] Hutchings, J. B. & Neff, S. G. 1997, *AJ*, 113, 1514
- [159] Neff, S. G. & Hutchings, J. B. 1992, *AJ*, 103, 1746
- [160] Netzer, H. 1975, *MNRAS*, 171, 395
- [161] Neugubauer et al. 1976, *ApJ*, 205, 29
- [162] Noguchi, M. 1988, *A&A*, 203, 259
- [163] Norman, C. & Scoville, N. 1988, *ApJ*, 332, 124
- [164] Osterbrock, D. E. 1990, *BAAS*, 22, 847
- [165] Osterbrock, D. E. 1987, *IAU Symp. 121: Observational Evidence of Activity in Galaxies*, 121, 109
- [166] Osterbrock, D. E. and Pogge, R. W. 1985, *ApJ*, 297, 166
- [167] Osterbrock, D. E. 1984, *Quart. J. Roy. Astr. Soc.*, 25, 1
- [168] Osterbrock, D. E. 1978, *BAAS*, 10, 623
- [169] Petrosyan, A. R. 1983, *Astrophysics*, 18, 312
- [170] Pogge, R. W. 2000, *New Astronomy Review*, 44, 381
- [171] Rafanelli, P., Violato, M., & Baruffolo, A. 1995, *AJ*, 109, 1546
- [172] Rafanelli, P., Marziani, P., Birkle, K., & Thiele, U. 1993, *A&A*, 275, 451
- [173] Rees, M. J. 1989, *Reviews of Modern Astronomy*, 2, 1
- [174] Rieke, G. H., Grasdalen, G. L., Kinman, T. D., Hintzen, P., Wills, B. J., & Wills, D. 1976, *Nature*, 260, 754
- [175] Rudnick, G., Rix, H., & Kennicutt, R. C. 2000, *ApJ*, 538, 569
- [176] Salpeter, E. E. 1964, *ApJ*, 140, 796
- [177] Salucci, P., Ratnam, C., Monaco, P., & Danese, L. 2000, *MNRAS*, 317, 488
- [178] Salvato, M. & Rafanelli, P. 1997, *Astronomische Nachrichten*, 318, 237

- [179] Sanders, D. B., Surace, J. A., & Ishida, C. M. 1999, IAU Symp. 186: Galaxy Interactions at Low and High Redshift, 186, 289
- [180] Sanders, D. B., Egami, E., Lipari, S., Mirabel, I. F., & Soifer, B. T. 1995, *AJ*, 110, 1993
- [181] Sanders, D. B. & Mirabel, I. F. 1996, *ARA&A*, 34, 749
- [182] Sanders, D. B., Soifer, B. T., Elias, J. H., Madore, B. F., Matthews, K., Neugebauer, G., & Scoville, N. Z. 1988, *ApJ*, 325, 74
- [183] Sauvage, M. & Thuan, T. X. 1992, *ApJ*, 396, L69
- [184] Sérsic, J. L. & Pastoriza, M. 1967, *PASP*, 79, 152
- [185] Shklovskii, I. S. 1960, *Soviet Astronomy*, 4, 355
- [186] Schmidt, M. 1968, *ApJ*, 151, 393
- [187] Schmitt, H. R., Antonucci, R. R. J., Ulvestad, J. S., Kinney, A. L., Clarke, C. J., & Pringle, J. E. 2001, *ApJ*, 555, 663
- [188] Schombert, J. M., Barsony, M., & Hanlon, P. C. 1993, *ApJL*, 416, L61
- [189] Shakura, N. I. & Sunyaev, R. A. 1973, *A&A*, 24, 337
- [190] Shane, C. D., & Wirtanen, C. A. 1967, *Publ Lick Obs.*, 22, 647
- [191] Shields, J. C. 1992, *ApJ*, 399, L27
- [192] Shlosman, I., Begelman, M. C., & Frank, J. 1990, *Nature*, 345, 679
- [193] Small, T. A. & Blandford, R. D. 1992, *MNRAS*, 259, 725
- [194] Smith, R. J., Boyle, B. J., & Maddox, S. J. 2000, *MNRAS*, 313, 252
- [195] Soifer, B. T., Boehmer, L., Neugebauer, G., & Sanders, D. B. 1989, *AJ*, 98, 766
- [196] Storchi-Bergmann, T., R. M. Gonzalez Delgado, H. R. Schmitt, R. Cid Fernandes, T. Heckman. 2001, astro-ph 0105538.
- [197] Stobie, R. S. 1980, *Journal of the British Interplanetary Society*, 33, 323
- [198] Stobie, R. S. 1981, *Proc. SPIE*, 264, 208
- [199] Stobie, R. S. 1980, *Journal of the British Interplanetary Society*, 33, 323
- [200] Sulentic, J. W., Marziani, P. and Dultzin-Hacyan, D. 2000a, *ARA&A*, 38, 523
- [201] Sulentic, J. W., Zwitter, T., Marziani, P. and Dultzin-Hacyan, D. 2000, *ApJ*, 536, L5
- [202] Sulentic, J. W., Marziani, P., Zwitter, T., & Calvani, M. 1995, *ApJ*, 438, L1
- [203] Taniguchi, Y. 1999, *ApJ*, 524, 65
- [204] Tran, H. D. 2001, *ApJ*, 554, L19
- [205] Terashima, Y., Ho, L. C., & Ptak, A. F. 2000, *ApJ*, 539, 161
- [206] Terashima, Y., Ho, L. C., Ptak, A. F., Mushotzky, R. F., Serlemitsos, P. J., Yaqoob, T., & Kunieda, H. 2000, *ApJ*, 533, 729
- [207] Terashima, Y., Kunieda, H., Misaki, K., Mushotzky, R. F., Ptak, A. F., & Reichert, G. A. 1998, *ApJ*, 503, 212
- [208] Terlevich, R., Melnick, J., & Moles, M. 1987, *IAU Symp. 121: Observational Evidence of Activity in Galaxies*, 121, 499
- [209] Terlevich, R. & Melnick, J. 1985, *MNRAS*, 213, 841
- [210] Terlevich, R. 1992, *ASP Conf. Ser. 31: Relationships Between Active Galactic Nuclei and Starburst Galaxies*, 133
- [211] Thuan, T. X., Montmerle, T., & Tran Thanh van, J. 1987, *Starbursts and Galaxy Evolution*.
- [212] Toomre, A. & Toomre, J. 1972, *ApJ*, 178, 623
- [213] Urry, C. M. & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803

- [214] Veilleux, S. & Osterbrock, D. E. 1987, *ApJS*, 63, 295
- [215] Veilleux, S., Kim, D.-C., Sanders, D. B., Mazzarella, J. M., & Soifer, B. T. 1995, *ApJ*, 98, 171
- [216] Veilleux, S., Bland-Hawthorn, J., Cecil, G., Tully, R. B., & Miller, S. T. 1999, *ApJ*, 520, 111
- [217] de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, J. R., Buta, R. J., Patuel, G. and Fouque, P. 1991, Third reference catalogue of bright galaxies (1991)
- [218] Veron-Cetty, M. - and Veron, P. 1998, A Catalogue of quasars and active nuclei, Edition: 8th ed. Publisher: Garching: European Southern Observatory (ESO), 1998. Series: ESO Scientific Report Series vol no: 18.
- [219] Weaver, K. A., Wilson, A. S., Henkel, C., & Braatz, J. A. 1999, *ApJ*, 520, 130
- [220] Walker, I. R., Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 460, 121
- [221] Weedman, D. W. 1981, *BAAS*, 13, 525
- [222] Weedman, D. W. 1977, *ARA&A*, 15, 69
- [223] Wilson, A. S., Baldwin, J. A., Sun, S., & Wright, A. E. 1986, *ApJ*, 310, 121
- [224] Wold, M., Lacy, M., Lilje, P. B., & Serjeant, S. 2001, *MNRAS*, 323, 231
- [225] Woltjer, L. 1989, *BL Lac Objects*, 460
- [226] Wu, H., Zou, Z. L., Xia, X. Y., & Deng, Z. G. 1998, *A&A*, 132, 181
- [227] Yee, H. K. C. 1991, *PASP*, 103, 396
- [228] Yee, H. K. C. & Ellingson, E. 1993, *ApJ*, 411, 43
- [218] Zeldovich & Novikov, 1964, *Doklady Acad Nauk*, 155, 1033
- [219] Zheng-Long, W. et al. 1995, *A&A*, 304, 369

